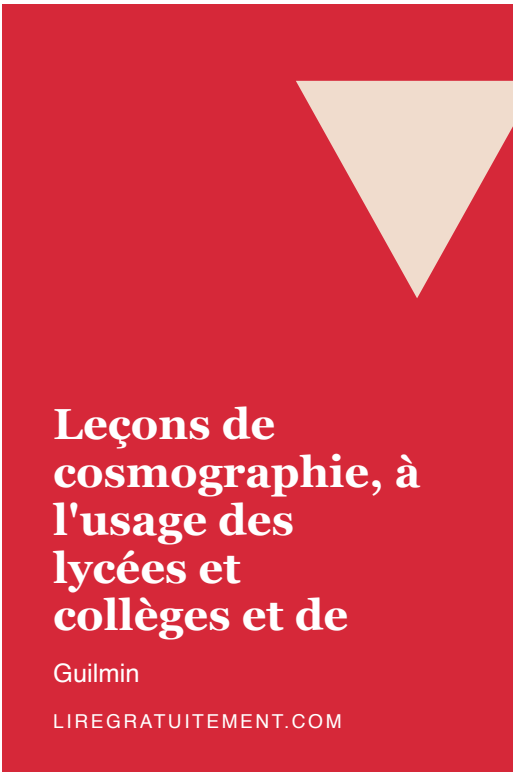


Leçons de cosmographie à l'usage des lycées et collèges et de tous les établissements d'instruction publique

Guilmin

LU AVEC LIREGRATUITEMENT.COM
Livre libre de droits, lisible gratuitement en ligne et en quinze minutes par jour.

CHAPITRE III.

LE SOLEIL.

Mouvement annuel apparent du soleil. Ã cliptique.--Points Ã©quinoxiaux.--Solstices. Constellations zodiacales. DiamÃ¨tre apparent du soleil variable avec le temps. Le soleil paraÃ®t dÃ©crire une ellipse autour de la terre. Principe des aires; ses consÃ©quences. Origine des ascensions droites; ascension droite du soleil. Moment prÃ©cis de l'Ã©quinoxe. Comment on rÃ¨gle une horloge sidÃ©rale. Origine du jour sidÃ©ral. Variations de l'ascension droite du soleil; inÃ©galitÃ©s des jours solaires--Temps solaire vrai; temps moyen. Mesure du temps. Principes Ã©lÃ©mentaires des cadrans solaires; leur construction. AnnÃ©e tropique; sa valeur en jours moyens. Calendrier; rÃ©forme Julienne et GrÃ©gorienne. Des saisons; inÃ©galitÃ© de leurs durÃ©es. Du jour et de la nuit en un lieu dÃ©terminÃ© de la terre, et de leurs durÃ©es Ã diverses Ã©poques de l'annÃ©e,--en des lieux diffÃ©rents. CrÃ©puscules. _Causes principales des variations de la tempÃ©rature en un lieu donnÃ©. Climats_. Distance du soleil Ã la terre.--Parallaxe. Rapport du volume du soleil Ã celui de la terre; rapport des masses. --DensitÃ© moyenne du soleil rapportÃ©e Ã celle de la terre. Taches du soleil.--Sa rotation. _LumiÃ¨re zodiacale_. Longitude et latitude cÃ©lestes. IdÃ©e de la prÃ©cession des Ã©quinoxes. ConsÃ©quences de la prÃ©cession des Ã©quinoxes. Mouvement rÃ©el de la terre autour du soleil. Appendice. _Calcul des parallaxes_; leur usage. _Addition au chapitre de la prÃ©cession des Ã©quinoxes.--Changement de direction de l'axe du monde; nutation.--Changement d'aspect du ciel. --Variations de l'annÃ©e tropique, de la durÃ©e des saisons, etc_.

CHAPITRE IV.

LA LUNE.

DiamÃ¨tre apparent. Phases. Syzygies, quadrature, lumiÃ¨re cendrÃ©e. Mouvement propre de la lune. Orbite dÃ©crite par la lune autour de la terre. RÃ©volution sidÃ©rale et synodique. Distance de la lune Ã la terre.--DiamÃ¨tre rÃ©el et volume de la lune. --Sa masse. Taches.--Rotation. Librations de la lune. Libration en longitude. _Libration en latitude; libration diurne_. Montagnes de la lune; leurs hauteurs. Constitution volcanique de la lune. Absence d'eau et d'atmosphÃ¨re. Ã clipses; leur cause.--Ombre et pÃ©nombre. Ã clipses de lune totales et partielles; explication de leurs phases. Les Ã©clipses de lune n'ont lieu qu'Ã l'opposition; pourquoi il n'y en a pas Ã

chaque opposition. Influence de l'atmosphÃ¨re terrestre sur les Ã©clipses de lune. Ã clipses de soleil, totales, annulaires, partielles. Elles n'ont lieu qu'Ã l'Ã©poque de la conjonction de la lune; pourquoi il n'y en a pas Ã toutes les conjonctions. PhÃ©nomÃ¨nes physiques d'une Ã©clipse totale de soleil. _Occultations d'Ã©toiles par la lune_. DÃ©termination des longitudes terrestres par les distances lunaires. APPENDICE.--_IrrÃ©gularitÃ©s du mouvement de la lune.--Ligne des nÅ uds; leur rÃ©trogradation; nutation de l'axe lunaire_. _Explication des librations_. _PrÃ©diction des Ã©clipses.--PÃ©riode chaldÃ©enne_. _FrÃ©quence relative des Ã©clipses de lune et de soleil_.

CHAPITRE V.

DES PLANÃ TES ET LEURS SATELLITES, ET DES COMÃ TES.

Des planÃ¨tes. Noms des principales. Leurs distances moyennes au soleil. Mouvements apparents des planÃ¨tes. Mouvements des planÃ¨tes vus du soleil. Lois de Kepler. Principe de la gravitation universelle. DÃ©finitions concernant le mouvement des planÃ¨tes. PlanÃ¨tes infÃ©rieures.--Digressions orientales et occidentales de VÃ©nus et de Mercure. VÃ NUS. DÃ©tails particuliers. Phases de VÃ©nus. _Passages de VÃ©nus sur le soleil_. _Monographie de Mercure_. PLANÃ TES SUPÃ RIEURES.--_Mouvements apparents des planÃ¨tes supÃ©rieures (vus de la terre); mouvements directs; stations; rÃ©trogradations_. _Monographie de_ MARS. JUPITER.--DÃ©tails particuliers. Rotation, aplatissement de son disque. Satellites de Jupiter; leurs Ã©clipses. Longitudes gÃ©ographiques dÃ©terminÃ©es par l'observation de ces Ã©clipses. Vitesse de la lumiÃ¨re. SATURNE; bandes, rotation, aplatissement. Anneau et satellites.--Dimensions des diffÃ©rentes parties de ce systÃ¨me. _Monographie d'_URANUS. _Monographie de_ NEPTUNE. _Perturbations des mouvements planÃ©taires_. Petites planÃ¨tes situÃ©es entre Mars et Jupiter. _Remarque gÃ©nÃ©rale du mouvement du systÃ¨me solaire_.

DES COMÃ TES.

Leur aspect; noyau, chevelure, queue. Petitesse de la masse des comÃ¨tes. Nature de leurs orbites. ComÃ¨tes pÃ©riodiques. ComÃ¨te de Halley. ComÃ¨te de BiÃ©la.--Son dÃ©doublement. PHÃ NOMÃ NE DES MARÃ ES.--Flux et reflux; haute et basse mer. Circonstances principales du phÃ©nomÃ¨ne.--Sa pÃ©riode. MarÃ©es des syzygies et des quadratures. Les marÃ©es sont dues aux actions combinÃ©es de la lune et du soleil. APPENDICE.--_DÃ©termination de la parallaxe du soleil Ã l'aide des passages de VÃ©nus sur le soleil_. NOTE.--_Explication des alternatives de jour et de

nuit, des inÃ©galitÃ©s des jours et des nuits, etc., dans l'hypothÃ¨se du double mouvement de la terre_.

FIN DE LA TABLE DES MATIÃ RES.

COURS

DE

COSMOGRAPHIE.

=1=. La _Cosmographie_ a pour objet la description des corps cÃ©lestes, c'est-Ã -dire des corps rÃ©pandus dans l'espace indÃ©fini, de leurs positions relatives, de leurs mouvements, et en gÃ©nÃ©ral de tous les phÃ©nomÃ¨nes qu'ils peuvent nous prÃ©senter.

Nous nous occuperons de ces corps dans l'ordre suivant: les _Ã©toiles_, la _Terre_, le _Soleil_, la _Lune_, les _planÃ¨tes_ et les _comÃ¨tes_.

CHAPITRE PREMIER.

LES Ã TOILES.

=2=. On donne, en gÃ©nÃ©ral, le nom d'Ã TOILES Ã cette multitude de corps cÃ©lestes que, durant les nuits sereines, nous apercevons dans l'espace sous la forme de points lumineux, brillants.

=3=. SphÃ¨re cÃ©leste. Les Ã©toiles sont isolÃ©es les unes des autres; leurs distances Ã la terre doivent Ãªtre diffÃ©rentes; cependant elles nous paraissent Ã©galement Ã©loignÃ©es; elles nous font l'effet d'Ãªtre attachÃ©es Ã une sphÃ¨re immense dont notre Å il serait le centre. Pour plus de simplicitÃ© dans l'Ã©tude des positions relatives et des mouvements des corps cÃ©lestes, on considÃ¨re, en cosmographie, cette sphÃ¨re, apparente sous le nom de _sphÃ¨re cÃ©leste_, comme si elle existait rÃ©ellement.

La _sphÃ¨re cÃ©leste_ est donc une _sphÃ¨re idÃ©ale_ de rayon immense, ayant pour centre l'Å il de l'observateur, Ã la surface de laquelle on suppose placÃ©es toutes les Ã©toiles.

O Ã©tant le lieu d'observation, OE, OE', OE",..., les directions dans lesquelles sont vues les Ã©toiles E, E', E",.,.,(fig. 1), on imagine sur ces directions de trÃ¨s-grandes dis-

tances Oe, Oe', Oe",... Ã©gales entre elles. Au lieu des positions rÃ©elles E, E',E",... des Ã©toiles, on considÃ¨re leurs projections e', e", eâ€´,... sur la sphÃ¨re cÃ©leste.

[Illustration: 007, Fig.1]

[Illustration: 007, Fig.2]

=4.= DISTANCES ANGULAIRES. Cette conception de la sphÃ¨re cÃ©leste n'a que des avantages sans inconvÃ©nients; car les distances rectilignes absolues OE, OE',... des Ã©toiles Ã la terre nous Ã©tant en gÃ©nÃ©ral inconnues, on ne considÃ¨re que leurs _distances angulaires_.

La _distance angulaire_ de deux Ã©toiles E, E', _est l'angle_ EOE' _des directions dans lesquelles on les voit_. Or, cet angle EOE' est prÃ©cisÃ©ment le mÃªme que la distance angulaire _eoe'_ de leurs projections sur la sphÃ¨re cÃ©leste.

Pour dÃ©terminer les distances angulaires on se sert d'un cercle divisÃ© (fig.2) sur lequel se meut une _alidade_, c'est-Ã -dire une rÃ¨gle qui tourne autour du centre. Cette alidade porte une lunette astronomique avec laquelle on vise successivement les deux Ã©toiles, aprÃ¨s avoir disposÃ© le cercle de maniÃ¨re Ã ce que son plan passe Ã la fois par les deux astres. L'arc qui sÃ©pare les deux lignes de visÃ©e mesure la distance angulaire cherchÃ©e.

C'est par les distances angulaires que nous nous rendons compte des positions relatives des Ã©toiles; ce sont les arcs _ee', e'e",..._ (_fig_. 1) qui forment sur la voÃ»te cÃ©leste les figures, telles que _ee'e"eâ€´,_ que nous attribuons aux groupes d'Ã©toiles nommÃ©s _constellations_.

=5=. MOUVEMENT DIURNE APPARENT DES Ã TOILES. Au premier abord les Ã©toiles nous paraissent immobiles. Mais prenons des points de repÃ¨re, une maison, un arbre, au-dessus desquels se trouvent des Ã©toiles, et observons celles-ci pendant un temps assez long, une heure par exemple. Au bout de ce temps, ces Ã©toiles ne sont plus au-dessus de l'arbre ou de la maison; elles s'en sont Ã©loignÃ©es d'une maniÃ¨re sensible, toutes ensemble et du mÃªme cÃ´tÃ©. Le mÃªme mode d'observation, appliquÃ© Ã tous les astres, nous les fait voir animÃ©s, relativement Ã nous, d'un mouvement continu, plus ou moins rapide.

Ce mouvement des astres n'est pas rÃ©el; ce n'est qu'une apparence due, comme nous l'expliquerons plus tard, Ã ce que la terre tourne sur elle-mÃªme. Mais ce qui est vrai, c'est que les positions des Ã©toiles, relativement Ã nous et aux objets qui nous environnent, changent continuellement, et de la mÃªme maniÃ¨re que si ces astres se mouvaient rÃ©ellement autour de la terre immobile. Ã tudier le mouvement apparent des astres comme nous allons le faire, c'est tout simplement Ã©tudier de la maniÃ¨re la plus commode ces changements de positions relatives.

Voici d'abord la description gÃ©nÃ©rale de ce mouvement apparent, tel que chacun en France peut l'observer sans instruments, en se plaÃ§ant le soir, par un temps serein, dans un lieu dÃ©couvert.

=6=. DESCRIPTION GÃ NÃ RALE DU MOUVEMENT DIURNE. La terre nous prÃ©sente l'aspect d'une grande surface plane, terminÃ©e de tous cÃ´tÃ©s par une courbe circulaire qu'on appelle _l'horizon_, sur laquelle semble s'appuyer la voÃ»te cÃ©leste parsemÃ©e d'un nombre immense d'Ã©toiles [1]. Tournons le dos Ã l'endroit du ciel oÃ¹ est le soleil Ã midi; le cÃ´tÃ© de l'horizon qui est Ã notre droite s'appelle l'_orient_; Ã gauche est l'_occident_, devant le _nord_, derriÃ¨re le _sud_ ou _le midi_. A notre droite des Ã©toiles se lÃ¨vent, c'est-Ã -dire apparaissent au bord de l'horizon, montent progressivement dans le ciel jusqu'Ã une certaine hauteur, puis s'abaissent vers l'_occident_, jusqu'au bord de l'horizon oÃ¹ elles se couchent, c'est-Ã -dire disparaissent. Le lendemain, Ã la mÃªme heure de l'horloge astronomique, les mÃªmes Ã©toiles se lÃ¨vent Ã l'orient, aux mÃªmes points, dÃ©crivent la mÃªme courbe dans le ciel, et se couchent aux mÃªmes endroits que la veille.

[Note 1: Il est Ã peu prÃ¨s inutile de dire que cette voÃ»te n'existe pas, que c'est une simple apparence. Les Ã©toiles sont rÃ©pandues dans l'espace infini, Ã des distances de la terre trÃ¨s-grandes, et gÃ©nÃ©ralement trÃ¨s-diffÃ©rentes les unes des autres.]

Si nous considÃ©rons des points de _lever_ de plus en plus avancÃ©s vers le nord, Ã partir de notre droite, nous remarquons que les Ã©toiles observÃ©es restent de plus en plus longtemps au-dessus de l'horizon dans leur course diurne. L'intervalle entre le lever et le coucher devient de plus en plus court et, Ã une certaine distance, les Ã©toiles sont Ã peine couchÃ©es qu'elles reparaissent pour recommencer la mÃªme course au-dessus de l'horizon.

Plus loin encore, vis-Ã -vis de nous, vers le nord, il y a des Ã©toiles qui ne se lÃ¨vent ni ne se couchent, mais restent perpÃ©tuellement au-dessus de l'horizon. Ces Ã©toiles se meuvent nÃ©anmoins dans le mÃªme sens que les autres; chacune d'elles dÃ©crit en vingt-quatre heures, une courbe fermÃ©e. Toutes ensemble nous paraissent tourner autour d'un point central du ciel, trÃ¨s-voisin de l'Ã©toile vulgairement connue sous le nom d'_Ã©toile polaire_. Celle-ci, Ã premiÃ¨re vue, paraÃ®t immobile dans ce mouvement gÃ©nÃ©ral, mais en l'observant, d'une maniÃ¨re plus prÃ©cise, on reconnaÃ®t qu'elle se meut comme les autres, mais trÃ¨s-lentement.

VoilÃ ce qu'on remarque vers le nord. Tournons-nous vers le midi. De ce cÃ´tÃ© aussi, les Ã©toiles se lÃ¨vent Ã l'orient (qui est Ã notre gauche) tous les jours, aux mÃªmes points et aux mÃªmes heures, dÃ©crivent chacune une courbe au-dessus de l'horizon, et vont se coucher Ã l'_occident_. Si nous considÃ©rons des points de lever de plus en plus avancÃ©s vers le _sud_, nous voyons que les Ã©toiles observÃ©es

restent de moins en moins longtemps au-dessus de l'horizon dans leur course diurne. Au plus loin, devant nous, les Ã©toiles dÃ©crivent un trÃ¨s-petit arc au-dessus de l'horizon et se couchent trÃ¨s-peu de temps aprÃ¨s s'Ãªtre levÃ©es.

Telles sont les apparences du mouvement diurne observÃ© dans ses dÃ©tails. Ce mouvement, considÃ©rÃ© dans son ensemble, est tel que la voÃ»te cÃ©leste, comme une sphÃ¨re immense couverte de points Ã©tincelants, paraÃ®t tourner tout d'une piÃ¨ce autour d'une droite fixe allant Ã peu prÃ¨s de l'Å il de l'observateur Ã l'_Ã©toile polaire_.

Toutes les phases de ce mouvement gÃ©nÃ©ral s'accomplissent dans l'intervalle d'un jour et d'une nuit; de lÃ son nom, _mouvement diurne_. Si on observe une Ã©toile Ã partir d'une certaine position prÃ©cise (au-dessus d'une maison, d'un arbre), on la voit revenir au mÃªme point, au bout de vingt-quatre heures; elle nous paraÃ®t ainsi dÃ©crire dans cet intervalle, autour de la terre, une courbe fermÃ©e qui n'est autre chose qu'une circonfÃ©rence de cercle comme nous le verrons bientÃ´t[2].

[Note 2: L'aspect du ciel, le spectacle qu'offre le mouvement diurne, ne varient jamais pour l'observateur qui ne change pas de rÃ©sidence. Il en est autrement dÃ¨s qu'il se transporte dans un lieu plus mÃ©ridional. Du cÃ´tÃ© du nord, quelques-unes des Ã©toiles, qui restaient perpÃ©tuellement au-dessus de l'horizon du premier lieu, se lÃ¨vent et se couchent sur le nouvel horizon. Du cÃ´tÃ© du midi, on aperÃ§oit de nouvelles Ã©toiles invisibles dans la premiÃ¨re rÃ©sidence. Les Ã©toiles visibles Ã la fois de l'un et de l'autre lieu ne restent pas les mÃªmes temps au-dessus des deux horizons.]

Nous venons de dÃ©crire le mouvement diurne tel qu'on peut l'observer sans instruments. On se rend compte de la nature prÃ©cise de ce mouvement et de ses principales circonstances, Ã l'aide de quelques instruments que nous allons dÃ©crire, aprÃ¨s avoir dÃ©fini certains termes d'astronomie que nous aurons besoin d'employer.

=7=. VERTICALE. On appelle _verticale_ d'un lieu la direction de la pesanteur en ce lieu; cette direction est indiquÃ©e par le _fil Ã plomb_, petit appareil que tout le monde connaÃ®t.

ZÃ NITH, NADIR. La verticale prolongÃ©e perce la sphÃ¨re cÃ©leste en deux points opposÃ©s, l'un situÃ© au-dessus de nos tÃªtes et visible, appelÃ© _zÃ©nith_; l'autre invisible, appelÃ© _nadir_.

PLAN VERTICAL. On nomme _plan vertical_, ou simplement _vertical_, tout plan qui passe par la verticale.

PLAN HORIZONTAL. On appelle ainsi tout plan perpendiculaire Ã la verticale; toute droite situÃ©e dans un pareil plan est une _horizontale_.

HORIZON. On appelle _horizon_ d'un lieu la courbe circulaire qui, limite sur la terre la vue de l'observateur. Quand celui-ci est Ã la surface mÃªme de la terre, cette courbe est l'intersection de la sphÃ¨re cÃ©leste par le plan horizontal qui passe par l'Å il de l'observateur.

Quand on s'Ã©lÃ¨ve Ã une certaine hauteur, la partie visible de la terre s'agrandit; les rayons visuels qui vont aux divers points de l'horizon apparent ne sont plus dans le plan horizontal qui passe par l'Å il de l'observateur, mais au-dessous, et forment avec ce plan un angle qui est toujours trÃ¨s-petit; cet angle s'appelle _la dÃ©pression de l'horizon apparent_.

Le plan parallÃ¨le Ã l'horizon, qui passe par le centre de la terre, se nomme l'horizon _rationnel_ ou _astronomique_.

En cherchant Ã connaÃ®tre avec prÃ©cision les lois du mouvement diurne on est naturellement conduit Ã considÃ©rer les diverses positions que prend une Ã©toile au-dessus de l'horizon. Ces positions se dÃ©terminent Ã l'aide d'un instrument nommÃ© _thÃ©odolithe_.

Avant de dÃ©crire le thÃ©odolithe, nous dirons quelques mots de la lunette astronomique qui fait partie de cet appareil comme de plusieurs autres instruments d'observation.

[Illustration: 011, Fig. 3]

=8.= LUNETTE ASTRONOMIQUE. Elle se compose d'un tube aux extrÃ©mitÃ©s duquel sont deux verres lenticulaires (_fig._ 3), un grand verre O dirigÃ© vers l'objet, et qui, pour cette raison, se nomme _objectif_; l'autre, trÃ¨s-petit, derriÃ¨re lequel on place l'Å il, et qu'on nomme _oculaire_. Les rayons lumineux envoyÃ©s par un objet se brisent en traversant l'objectif, et viennent former dans l'intÃ©rieur de la lunette, Ã l'endroit qu'on nomme foyer, une image renversÃ©e de l'objet; Ã l'aide de l'oculaire on regarde cette image comme avec une loupe[3].

RÃ TICULE. Afin de donner plus de prÃ©cision Ã la visÃ©e, on place au foyer de la lunette, en _a_, prÃ¨s de l'oculaire, une petite plaque percÃ©e d'un trou circulaire dans lequel sont tendus deux fils _trÃ¨s-fins_, perpendiculaires entre eux, qui se croisent au centre (V. dans la figure le cercle _rr_'); ce petit appareil se nomme _rÃ©ticule_. Quand on vise une Ã©toile, on fait mouvoir la lunette de maniÃ¨re que l'image de l'astre, venant se placer exactement au point _a_ de croisement des fils du rÃ©ticule, soit occultÃ©e par ce point _a_.

La direction du rayon visuel suivant lequel nous voyons l'Ã©toile, coÃ¯ncide alors avec l'_axe optique_ de la lunette. Cet axe optique, _a_O, qui joint le point _a_, de croisÃ©e des fils, Ã un point dÃ©terminÃ© O de l'objectif, a une position prÃ©cise

par rapport aux parois solides du tube. Il est donc facile de suivre la direction du rayon visuel sur un cercle divisÃ© placÃ© Ã cÃ´tÃ© de la lunette, parallÃ¨lement Ã cet axe; il est Ã©galement facile de donner Ã la ligne de visÃ©e une direction indiquÃ©e, _Ã priori_, sur le cercle[4].

[Note 3: V. les TraitÃ©s de physique pour la description plus dÃ©taillÃ©e des lunettes et l'explication des phÃ©nomÃ¨nes de la vision.]

[Note 4: Quand nous parlerons de l'axe d'une lunette astronomique, il s'agira toujours de l'axe optique qu'il ne faut pas confondre avec, son axe gÃ©omÃ©trique; mais, comme il importe pour la nettetÃ© de la vision que ces deux axes soient aussi rapprochÃ©s que possible, on peut fort bien, quand il ne s'agit que de se figurer approximativement la direction des rayons visuels, les supposer dirigÃ©s suivant l'axe gÃ©omÃ©trique de la lunette.]

L'emploi de la lunette astronomique augmente la puissance de la vision et fait connaÃ®tre avec une trÃ¨s-grande prÃ©cision les directions dans lesquelles se trouvent les objets observÃ©s.

Dans les observations de nuit on est obligÃ© d'Ã©clairer le rÃ©ticule. Pour cela on dispose, Ã l'extrÃ©mitÃ© de la lunette, en avant de l'objectif, une plaque inclinÃ©e, percÃ©e d'une ouverture circulaire qui laisse entrer dans la lunette les rayons lumineux Ã©manÃ©s de l'astre. Une lampe placÃ©e Ã cÃ´tÃ©, Ã une certaine distance de la lunette, Ã©claire cette plaque qui, recouverte d'une couche d'un blanc mat, Ã©claire lÃ©gÃ¨rement par rÃ©flexion le rÃ©ticule.

[Illustration: 013, Fig. 4.]

=9.= THÃ ODOLITHE. Le _thÃ©odolithe_ se compose _essentiellement_ d'un cercle vertical divisÃ©, qu'on nomme limbe _vertical_, mobile autour d'un axe vertical AB qui passe par son centre O, et d'un autre cercle _horizontal_, Ã©galement divisÃ©, ayant son centre I sur l'axe (_fig._ 4); une lunette astronomique L'L est mobile autour d'un axe _g_O_g_' perpendiculaire au limbe vertical. L'_axe_ de la lunette perpendiculaire Ã _g_O_g_' se meut parallÃ¨lement au limbe vertical. Une vis de pression permet de fixer la lunette quand on veut, de maniÃ¨re que, immobile sur le limbe, elle soit seulement emportÃ©e par lui dans un mouvement commun autour de l'axe AB. Une ligne horizontale H'OH est gravÃ©e sur le limbe vertical; le zÃ©ro des divisions est en H. Le cercle horizontal peut Ãªtre rendu fixe; Ã l'enveloppe mobile de l'axe AB est attachÃ©e une aiguille IE qui se meut avec le limbe vertical, dans le plan duquel elle se trouve et reste constamment. Le mouvement angulaire de cette aiguille IE sur le limbe horizontal mesure le mouvement angulaire du limbe vertical autour de l'axe. Par exemple, supposons que l'aiguille ait la position IE, au commencement d'un mouvement du limbe vertical; si, Ã la fin de ce mouvement, elle a la position ID, l'angle DIE

mesure l'angle diÃ¨dre des deux positions extrÃªmes du limbe vertical (V. la note ci-aprÃ¨s).

On peut, au commencement du mouvement, faire tourner le limbe horizontal de maniÃ¨re Ã amener le zÃ©ro de ce limbe sous l'aiguille; alors on _fixe_ le limbe horizontal; puis on fait mouvoir comme il convient le limbe vertical; il est clair qu'on pourra lire alors immÃ©diatement sur le limbe horizontal l'angle dÃ©crit par le limbe vertical. Le limbe horizontal est souvent appelÃ© _cercle azimutal_[5].

Le thÃ©odolithe peut d'abord nous servir Ã mesurer la hauteur d'une Ã©toile au-dessus de l'horizon.

=10.= HAUTEUR D'UNE Ã TOILE. On appelle hauteur d'une Ã©toile E, (_fig._ 5) au-dessus de l'horizon d'un lieu, l'angle EOC que fait avec le plan horizontal le rayon visuel allant du lieu Ã l'Ã©toile; ou bien c'est l'arc de grand cercle, EC, de la sphÃ¨re cÃ©leste qui mesure cet angle. La hauteur d'une Ã©toile varie de 0 Ã 90Â°.

[Note 5: Nous avons rÃ©duit le thÃ©odolithe Ã sa plus simple expression, afin de mieux faire comprendre ses usages. Pour plus de commoditÃ© dans la manÅ uvre de l'instrument, il est en rÃ©alitÃ© disposÃ© comme il suit (_fig._ 4 _bis_); le limbe vertical est fixÃ© perpendiculairement, et par son centre, Ã l'extrÃ©mitÃ© d'une barre horizontale. Cette barre s'appuie par son milieu sur le haut d'une colonne verticale AB, de l'autre cÃ´tÃ© de laquelle elle porte un contre-poids Ã sa deuxiÃ¨me extrÃ©mitÃ©. On fait tourner le limbe vertical autour de cette colonne AB, en poussant la barre ou le limbe lui-mÃªme. Le mouvement angulaire de ce limbe autour d'une verticale quelconque est exactement le mÃªme que celui d'un limbe vertical fictif, qui passant, comme dans notre premiÃ¨re description ci-dessus, par l'axe AB, serait dans toutes ses positions parallÃ¨le au limbe rÃ©el. L'aiguille IE du limbe horizontal, qui est et reste toujours parallÃ¨le au limbe vertical rÃ©el, mesure donc par son mouvement angulaire celui de ce limbe vertical.]

[Illustration: 014, Fig. 4 bis.]

DISTANCE ZÃ NITHALE. La _distance zÃ©nithale_ d'une Ã©toile, E, est l'angle EOZ de la verticale et du rayon visuel OE allant du lieu Ã l'Ã©toile (_fig._ 5); ou bien c'est l'arc de grand cercle ZE qui mesure cet angle. La hauteur et la distance zÃ©nithale sont des angles complÃ©mentaires; EC + EZ = 90Â°. L'un d'eux Ã©tant connu, l'autre s'en dÃ©duit.

[Illustration: 015, Fig. 5.]

Azimuth d'une Ã©toile. On nomme _azimuth_ d'une Ã©toile l'angle que fait le demi-cercle vertical ZEN qui contient cette Ã©toile avec un plan vertical convenu, nommÃ© _premier vertical_, que nous supposerons Ãªtre ZOH (_fig._ 5). Cet angle

diÃ¨dre est mesurÃ© par l'angle HOC des traces horizontales de ces plans; l'azimuth est donc aussi l'arc HC qui sÃ©pare sur l'horizon le premier vertical et le vertical de l'Ã©toile.

=11.= Les trois angles que nous venons de dÃ©finir peuvent se mesurer en mÃªme temps avec le thÃ©odolithe.

[Illustration: 015, Fig. 6.]

On fait tourner le limbe vertical jusqu'Ã ce que son plan passe par l'Ã©toile. Cela Ã©tant, on fait tourner la lunette jusqu'Ã ce qu'on voie l'Ã©toile arriver, dans le champ de l'instrument, Ã la croisÃ©e des fils, en E. L'angle EOC, ou l'arc EC, est la hauteur cherchÃ©e (_fig._ 6).

La distance zÃ©nithale s'obtient par la mÃªme opÃ©ration; c'est l'angle AOE ou l'arc AE.

Supposons que le limbe horizontal Ã©tant maintenu fixe, le zÃ©ro de ses divisions, que nous supposerons en _h_, soit dans le premier vertical qui est alors Z_oh_; l'Ã©toile Ã©tant vue en E, l'azimuth est l'angle _hoc_ ou l'arc _hc_.

La hauteur ainsi observÃ©e est ce qu'on appelle la _hauteur apparente_ de l'Ã©toile; la _hauteur vraie_ est altÃ©rÃ©e par la _rÃ©fraction_ qui est une dÃ©viation des rayons lumineux, due Ã l'interposition de l'air atmosphÃ©rique entre nous et l'Ã©toile. Il y a des tables pour corriger l'erreur ainsi commise et dÃ©duire la hauteur vraie de la hauteur apparente observÃ©e (V. la rÃ©fraction).

L'azimuth et la hauteur d'une Ã©toile dÃ©terminent sa position par rapport Ã l'observateur au moment de l'observation; c'est ce que montre la figure 5 (l'observateur est placÃ© en O).

Ã€ l'aide du thÃ©odolithe on peut dÃ©jÃ Ã©tudier quelques circonstances importantes du mouvement diurne.

CULMINATION DES Ã TOILES; PLAN MÃ RIDIEN; PASSAGE AU MÃ RIDIEN.

=12.= Quand un observateur suit avec le thÃ©odolithe le mouvement d'une Ã©toile qui _s'Ã©lÃ¨ve_, Ã partir d'une certaine hauteur, 15Â° par exemple, l'aiguille du limbe horizontal (_fig._ 8) ayant la position IE, il voit cet astre monter constamment jusqu'Ã une certaine hauteur, puis, au delÃ de ce point culminant, descendre continuellement. D'aprÃ¨s le mouvement de la lunette sur le limbe vertical, il remarque que les hauteurs de l'Ã©toile, dans le mouvement descendant, sont Ã©gales chacune Ã chacune Ã celles du mouvement ascendant, mais se retrouvent dans un ordre inverse; cette circonstance attire naturellement son attention sur la position culminante de l'Ã©toile.

Supposons qu'il cesse d'observer quand l'Ã©toile est revenue Ã la hauteur de 15Â°, l'aiguille du limbe horizontal ayant la position ID; la position culminante de l'Ã©toile qui paraÃ®t tenir le milieu entre toutes les positions observÃ©es doit se trouver dans le plan vertical moyen, celui dont la trace sur le limbe horizontal divise l'angle DIE en deux parties Ã©gales. En effet, si l'observateur, ayant tracÃ© sur le limbe cette bissectrice IM, recommence le lendemain Ã observer l'Ã©toile, il la voit constamment monter jusqu'Ã ce que l'aiguille ait la direction IM, puis descendre continuellement, et cela, quelle que soit la hauteur Ã laquelle il recommence l'observation.

Bien plus, s'il observe ensuite de la mÃªme maniÃ¨re le mouvement d'une autre Ã©toile _quelconque_, Ã partir d'une de ses positions les plus rapprochÃ©es de l'horizon, il la voit monter constamment jusqu'Ã ce qu'elle soit arrivÃ©e dans ce mÃªme plan vertical AIM, puis descendre continuellement quand elle l'a traversÃ©e.

De semblables observations constatent ce qui suit:

=13.= PLAN MÃ RIDIEN. _Il existe pour chaque lieu un plan vertical, nommÃ©_ _plan mÃ©ridien_, _qui contient les positions culminantes de toutes les Ã©toiles, et divise en deux parties Ã©gales et symÃ©triques chacune des courbes qu'elles dÃ©crivent au-dessus de l'horizon._

=14.= PASSAGES AU MÃ RIDIEN. Chaque Ã©toile dans sa rÃ©volution diurne traverse deux fois le plan mÃ©ridien: la premiÃ¨re fois au point le plus Ã©levÃ© de sa courbe diurne, c'est le _passage supÃ©rieur_ ou la _culmination_ de l'Ã©toile; la seconde fois au point le plus bas de la mÃªme courbe, c'est le _passage infÃ©rieur_.

Si on observe une Ã©toile _qui se lÃ¨ve_, on la voit monter depuis son lever jusqu'Ã son passage supÃ©rieur, puis descendre jusqu'Ã son coucher; son passage infÃ©rieur a lieu au-dessus de l'horizon.

Si on observe une Ã©toile _circumpolaire_, c'est-Ã -dire une des Ã©toiles qui ne se lÃ¨vent ni ne se couchent, Ã partir d'un _passage infÃ©rieur_, on la voit monter Ã l'orient, d'un cÃ´tÃ© du plan mÃ©ridien, jusqu'Ã son passage supÃ©rieur, puis descendre de l'autre cÃ´tÃ© de ce plan jusqu'Ã un nouveau passage infÃ©rieur[6].

[Note 6: Dans l'une et l'autre observations, la durÃ©e du mouvement descendant est prÃ©cisÃ©ment Ã©gale Ã celle du mouvement ascendant.]

=15.= On appelle _mÃ©ridienne_ d'un lieu l'intersection du plan mÃ©ridien et du plan horizontal.

Le plan mÃ©ridien joue un trÃ¨s-grand rÃ´le en astronomie; pour le connaÃ®tre, il suffit de dÃ©terminer la mÃ©ridienne, puisque ce plan passe par une ligne dÃ©jÃ connue, la _verticale_.

La maniÃ¨re de dÃ©terminer la mÃ©ridienne est, Ã la rigueur, suffisamment indiquÃ©e nÂº 12; mais Ã cause de l'importance de cette dÃ©termination, nous croyons devoir l'exposer Ã part, pour plus de prÃ©cision.

=16.= DÃ TERMINATION DE LA MÃ RIDIENNE. On vise, avec la lunette du thÃ©odolithe, une Ã©toile dÃ©jÃ arrivÃ©e Ã une certaine hauteur au-dessus de l'horizon du lieu, Ã 15Â° par exemple, mais non encore parvenue Ã sa culmination. On serre la vis de pression de maniÃ¨re que la lunette conserve sa position actuelle, LOH = 15Â°, sur le limbe vertical (_fig._ 8); en mÃªme temps on note bien exactement la position de l'aiguille sur le limbe horizontal; soit IE, par exemple. Puis, l'Ã©toile continuant son mouvement, on la suit des yeux, jusqu'Ã ce que, ayant dÃ©passÃ© son point de culmination, elle soit sur le point de revenir Ã la mÃªme hauteur de 15Â°. Alors on fait mouvoir le limbe vertical de maniÃ¨re Ã Ãªtre en mesure de viser l'Ã©toile quand elle sera revenue Ã cette hauteur, ce qui arrive quand le plan vertical passant par l'Ã©toile, on retrouve celle-ci Ã la croisÃ©e des fils de la lunette dont la direction est toujours telle que LOH = 15Â°.

[Illustration: 018, Fig. 8.]

L'aiguille horizontale occupe alors une certaine position ID sur le limbe horizontal. On divise l'arc ED en deux parties Ã©gales au point M; on tire IM; la ligne IM est la direction de la mÃ©ridienne.

Si on recommence l'opÃ©ration en visant l'Ã©toile Ã une hauteur diffÃ©rente de 15Â°, on trouvera un angle horizontal diffÃ©rent D'IE'; mais cet angle a la mÃªme bissectrice IM que DIE. En observant de la mÃªme maniÃ¨re une Ã©toile quelconque, on trouve toujours la mÃªme bissectrice IM.

La mÃ©thode que nous venons d'indiquer pour trouver la mÃ©ridienne est connue sous le nom de mÃ©thode des hauteurs Ã©gales ou correspondantes[7].

[Note 7: La mÃ©ridienne peut aussi se dÃ©terminer Ã l'aide du _gnomon_. (V. Ã l'article des cadrans.)]

=17.= PASSAGE D'UN ASTRE AU MÃ RIDIEN. Une des opÃ©rations les plus importantes de l'astronomie consiste Ã dÃ©terminer exactement l'heure du passage d'une Ã©toile ou d'un astre quelconque au mÃ©ridien d'un lieu.

On se sert pour cela de la _lunette mÃ©ridienne_ et de l'_horloge sidÃ©rale_.

LUNETTE MÃ RIDIENNE. Cet instrument se compose essentiellement d'une lunette fixÃ©e au milieu d'un axe de rotation horizontal, dont les extrÃ©mitÃ©s s'appuient par deux tourillons, sur deux massifs de pierre (_fig._ 11). C'est Ã peu prÃ¨s comme un canon sur son affÃ»t.

[Illustration: 019, Fig. 11.]

La lunette est disposÃ©e de maniÃ¨re que son axe, perpendiculaire Ã l'axe de suspension, dÃ©crive un plan vertical qui n'est autre que le plan mÃ©ridien du lieu; on conÃ§oit alors qu'en inclinant convenablement la lunette, l'observateur puisse apercevoir les diffÃ©rents astres Ã mesure qu'ils arrivent dans le plan mÃ©ridien.

Quand une Ã©toile arrive dans le champ de la lunette, on fait mouvoir celle-ci jusqu'Ã ce que l'Ã©toile touche le fil horizontal; quand elle arrive Ã la croisÃ©e des fils, elle est Ã son point prÃ©cis de culmination, elle passe au mÃ©ridien. On note l'heure que marque en ce moment une horloge sidÃ©rale placÃ©e Ã cÃ´tÃ© de la lunette mÃ©ridienne.

Une _mire_, ou ligne de visÃ©e verticale, dont la direction est rencontrÃ©e par la mÃ©ridienne, est ordinairement gravÃ©e sur une colonne ou monument solide quelconque, Ã une assez grande distance de l'observatoire. Pour Ãªtre sÃ»r que l'axe de la lunette mÃ©ridienne dÃ©crit exactement le plan mÃ©ridien, on dirige horizontalement cette lunette vers la mire; puis on la fait tourner dans les deux sens; la mire doit toujours Ãªtre vis-Ã -vis de la croisÃ©e des fils. Si on la voit Ã droite ou Ã gauche, c'est que la lunette ne dÃ©crit pas exactement le plan mÃ©ridien.

Cette vÃ©rification s'applique Ã toute lunette qui doit dÃ©crire le plan mÃ©ridien, soit d'une maniÃ¨re permanente, soit momentanÃ©ment pour une observation particuliÃ¨re; exemples: le cercle mural et le thÃ©odolithe.

=18.= REMARQUE. Un moyen prÃ©cis de dÃ©terminer l'heure du passage d'un astre au mÃ©ridien, consiste Ã l'observer, le mÃªme jour, Ã des hauteurs Ã©gales au-dessus de l'horizon, Ã 15Â° par exemple, en notant l'heure de chaque observation Ã l'horloge sidÃ©rale. La moyenne arithmÃ©tique, c'est-Ã -dire la demi-somme des deux heures ainsi remarquÃ©es, est l'heure prÃ©cise du passage de l'Ã©toile au mÃ©ridien. Cette observation peut se faire avec le thÃ©odolithe.

=19.= HORLOGE SIDÃ RALE. On nomme ainsi une horloge d'une grande prÃ©cision disposÃ©e de maniÃ¨re Ã marquer le temps sidÃ©ral. Un cadran divisÃ© en vingt-quatre parties Ã©gales est parcouru par une aiguille dans l'espace d'un jour sidÃ©ral; cette aiguille parcourt donc une division dans une heure sidÃ©rale. Deux autres aiguilles marquent les minutes et les secondes sidÃ©rales; leurs extrÃ©mitÃ©s se meuvent sur une circonfÃ©rence divisÃ©e en soixante parties Ã©gales, que la premiÃ¨re parcourt en entier dans une heure sidÃ©rale (une division par minute), et la seconde en une minute sidÃ©rale (une division par seconde). Chaque oscillation du pendule s'effectue en une seconde, en sorte que le commencement des secondes successives est marquÃ© par le bruit que fait l'Ã©chappement de l'horloge Ã chaque oscillation du pendule. L'observateur qui a l'Å il Ã la lunette mÃ©ridienne, et qui a regardÃ©

d'avance la position qu'occupaient les aiguilles de l'horloge, peut compter les secondes successives Ã l'aide de ce bruit, et connaÃ®tre Ã chaque instant l'heure marquÃ©e par l'horloge sans se dÃ©ranger de son observation.

En outre de la lunette mÃ©ridienne et de l'horloge sidÃ©rale, chaque observatoire possÃ¨de principalement un _cercle mural_.

=20.= CERCLE MURAL. Cet instrument se compose d'un cercle trÃ¨s-exactement divisÃ©, situÃ© prÃ©cisÃ©ment dans le plan mÃ©ridien. Il porte Ã son centre une lunette astronomique qui, tournant autour d'un axe horizontal, dÃ©crit ce mÃªme plan mÃ©ridien comme la lunette des passages; ce cercle est fixÃ© contre un mur d'une grande soliditÃ©; de lÃ son nom de cercle mural.

[Illustration: 021, Fig. 12.]

La trace de l'horizon, H'H, Ã©tant invariablement marquÃ©e sur le mural (_fig._ 13), cet instrument peut servir, comme le thÃ©odolithe, Ã mesurer la hauteur EOH d'une Ã©toile, E, au-dessus de l'horizon, quand elle passe au mÃ©ridien, ce qu'on nomme la _hauteur mÃ©ridienne_ de l'astre; par suite, il sert au mÃªme instant Ã dÃ©terminer la distance zÃ©nithale mÃ©ridienne.

[Illustration: 021, Fig. 13.]

=21.= AXE DU MONDE.--VÃ RIFICATION DES LOIS DU MOUVEMENT DIURNE.--Nous avons dit, en finissant la description gÃ©nÃ©rale du mouvement diurne, que les Ã©toiles nous paraissent tourner autour d'une ligne droite idÃ©ale allant Ã peu prÃ¨s de l'Å il de l'observateur Ã l'Ã©toile polaire.

On appelle _axe du monde_ la ligne droite idÃ©ale autour de laquelle nous paraissent tourner tous les corps cÃ©lestes.

On peut dÃ©terminer, comme il suit, sa direction Ã l'aide du mura.

On vise une Ã©toile circompolaire Ã son passage infÃ©rieur, puis Ã son passage supÃ©rieur au mÃ©ridien; on marque chaque fois la division prÃ©cise du limbe rencontrÃ©e par la direction de l'axe de la lunette; soient N et L (fig. 14) les deux points marquÃ©s; on divise l'arc LN en deux parties Ã©gales au point P; puis on tire le rayon OP qui est la direction de l'axe du monde.

[Illustration: 022 Fig. 14]

On peut observer pour cette dÃ©termination telle Ã©toile circompolaire que l'on veut; on trouve toujours la mÃªme bissectrice OP. C'est ordinairement l'Ã©toile polaire qu'on observe en cette occasion.

Le point P et par suite la direction de l'axe du monde peuvent Ãªtre marquÃ©s invariablement sur le cercle mural; c'est ce que nous supposerons.

=22.= LOIS DU MOUVEMENT DIURNE. La direction de l'axe du monde Ã©tant connue, on peut vÃ©rifier les lois du mouvement diurne dont voici l'Ã©noncÃ©:

Tous les corps cÃ©lestes paraissent tourner autour d'une droite fixe qu'on appelle AXE DU MONDE. _Chaque_ Ã TOILE _paraÃ®t dÃ©crire une_ CIRCONFÃ RENCE _dont le centre est sur cet axe et dont le plan est perpendiculaire Ã cette ligne. Tous ces cercles sont dÃ©crits d'un mouvement uniforme, et la rÃ©volution entiÃ¨re s'effectue dans un temps, le_ MÃ ME _pour toutes les Ã©toiles, qu'on nomme_ JOUR SIDÃ RAL. _De lÃ le nom de_ MOUVEMENT DIURNE _donnÃ© Ã ce mouvement gÃ©nÃ©ral de tous les corps cÃ©lestes._

On peut vÃ©rifier ces lois Ã l'aide d'un instrument connu sous le nom de _machine parallactique_ ou _Ã©quatorial_, qui n'est autre chose qu'un thÃ©olodithe dont l'axe, au lieu d'Ãªtre vertical, est dirigÃ© parallÃ¨lement Ã l'axe du monde (fig. 15 bis).

On vise une Ã©toile E avec la lunette de cet appareil (_fig._ 15); l'Ã©toile Ã©tant derriÃ¨re la croisÃ©e des fils, on serre la vis de pression, afin que, durant le mouvement imprimÃ© au limbe vertical, l'angle AOL reste invariable. En mÃªme temps on met l'appareil en communication avec un mÃ©canisme d'horlogerie, identiquement le mÃªme que celui qui met en mouvement l'aiguille des secondes d'une horloge sidÃ©rale; ce mÃ©canisme fait tourner le limbe vertical ALC et tous les points invariablement liÃ©s Ã ce limbe, ex. _la lunette_, autour de l'axe, d'un mouvement de rÃ©volution tel que chaque point du systÃ¨me mobile dÃ©crit un arc de 15" Ã chaque battement du pendule (observez le mouvement de l'aiguille IL sur le limbe infÃ©rieur); 15" en une seconde sidÃ©rale, cela fait une circonfÃ©rence en 24 heures. AprÃ¨s chaque mouvement de la lunette, on retrouve constamment l'Ã©toile E derriÃ¨re la croisÃ©e des fils, sur la direction de l'axe optique L'L; soit _e_ le point de cet axe OL prolongÃ© avec lequel coÃ¯ncide d'abord l'Ã©toile; aprÃ¨s chaque seconde sidÃ©rale, nous retrouvons toujours l'Ã©toile sur la direction OL_e_, coÃ¯ncidant avec le point _e_ (sphÃ¨re cÃ©leste, nÂº 3). Le point _e_ tournant autour de l'axe AB, l'Ã©toile E nous paraÃ®t donc tourner avec lui autour de cet axe, dÃ©crivant un arc de 15" en une seconde de temps, par suite une circonfÃ©rence tout entiÃ¨re en 86400 secondes, ou un jour sidÃ©ral[8].

[Illustration: 023, Fig. 15.]

[Note 8: L'extrÃ©mitÃ© L de l'aiguille IL dÃ©crit sur le limbe horizontal des arcs exactement Ã©gaux (en degrÃ©s) Ã ceux que dÃ©crit le point _e_; il suffit donc d'observer le mouvement de cette aiguille sur le limbe pour dÃ©terminer la vitesse et constater l'uniformitÃ© du mouvement apparent de l'Ã©toile.]

L'expÃ©rience donne le mÃªme rÃ©sultat _Ã quelque point de son cercle diurne_ que l'on commence Ã observer l'Ã©toile; les rÃ©sultats obtenus sont Ã©galement les mÃªmes pour toute Ã©toile observÃ©e. Le mouvement diurne apparent des Ã©toiles est donc uniforme; les lois de ce mouvement sont bien celles que nous avons exposÃ©es tout Ã l'heure, nÂº 22.

[Illustration: 024, Fig. 15bis.]

=23.= JOUR SIDÃ RAL. Nous avons appelÃ© _jour sidÃ©ral_ le temps que met une Ã©toite Ã dÃ©crire une circonfÃ©rence autour de l'axe du monde.

Afin de pouvoir comparer le jour sidÃ©ral Ã d'autres jours qui seront indiquÃ©s plus tard, on le dÃ©finit souvent ainsi:

On appelle JOUR SIDÃ RAL _le temps qui s'Ã©coule entre deux passages consÃ©cutifs de la mÃªme Ã©toile au mÃªme point du mÃ©ridien d'un lieu._

Le jour sidÃ©ral ainsi dÃ©fini a toujours Ã©tÃ© trouvÃ© le mÃªme, depuis les plus anciennes observations astronomiques jusqu'Ã nos jours. Il se subdivise en 24 heures sidÃ©rales, l'heure en 60 minutes, la minute en 60 secondes. Le jour et ses subdivisions s'indiquent par leurs initiales j., h., m., s. Exemple: 10 heures 42 minutes 31 secondes s'Ã©crivent ainsi: 10h 42m 31s.

Il ne faut pas confondre le jour sidÃ©ral avec le jour vulgaire, qui est le jour solaire; nous verrons que le jour solaire surpasse le jour sidÃ©ral d'environ 4 minutes. Il importe donc, en astronomie, de prÃ©ciser l'espÃ¨ce des jours, heures, minutes qui expriment un temps indiquÃ©.

=24.= PÃ LES. On appelle _pÃ´le du monde_ chacun des deux points oÃ¹ la direction de l'axe du monde va percer la sphÃ¨re cÃ©leste.

Le pÃ´le visible pour nous (Ã Paris et en France) s'appelle pÃ´le _borÃ©al_ ou _arctique_; le pÃ´le qui nous est cachÃ© par la Terre s'appelle pÃ´le _austral_ ou _antarctique_.

PARALLÃ LES CÃ LESTES. Les cercles dÃ©crits par les Ã©toiles Ã©tant tous perpendiculaires Ã une mÃªme droite, sont parallÃ¨les; on leur donne le nom de _parallÃ¨les cÃ©lestes_. V. fig. 16.

Ã QUATEUR CÃ LESTE. On nomme _Ã©quateur cÃ©leste_ le parallÃ¨le qui passe par le centre de la sphÃ¨re cÃ©leste; il divise celle-ci en deux hÃ©misphÃ¨res, l'hÃ©misphÃ¨re _borÃ©al_ et l'hÃ©misphÃ¨re _austral_. V. fig. 16.

On nomme _Ã©toile polaire_ une Ã©toile de deuxiÃ¨me grandeur qui nous paraÃ®t actuellement la plus voisine du pÃ´le borÃ©al; elle en est distante de 1Âº 1/2 environ. Nous apprendrons Ã la distinguer (nÂº 45); quand nous saurons la

reconnaÃ®tre Ã premiÃ¨re vue, elle nous servira Ã nous orienter en nous faisant connaÃ®tre Ã peu prÃ¨s la position du pÃ´le borÃ©al. Au lieu de pÃ´le borÃ©al, on dit souvent le pÃ´le, sans autre dÃ©signation.

=25.= HAUTEUR DU PÃ LE. La _hauteur du pÃ´le_ au-dessus de l'horizon d'un lieu est l'angle que fait l'axe du monde avec le plan horizontal, ou bien c'est l'angle aigu de cet axe avec la mÃ©ridienne du lieu. C'est l'angle POH, fig. 16, ci-aprÃ¨s.

Dans les observatoires oÃ¹ il y a un _mural_, cette hauteur se trouve indiquÃ©e sur le _limbe_; c'est l'arc qui sÃ©pare l'extrÃ©mitÃ© de la mÃ©ridienne (horizontale du mural) de l'extrÃ©mitÃ© de la ligne des pÃ´les (axe du monde).

La hauteur du pÃ´le, Ã l'Observatoire de Paris, est de 48Â° 50' 11" 5 (d'aprÃ¨s MM. Mauvais et Laugier).

Pour dÃ©terminer cette hauteur en un lieu quelconque, par une observation directe, on dÃ©termine la hauteur, au-dessus de l'horizon, d'une Ã©toile circumpolaire quelconque Ã son passage supÃ©rieur au mÃ©ridien, puis au passage infÃ©rieur; la demi-somme de ces deux hauteurs est la hauteur cherchÃ©e du pÃ´le au-dessus de l'horizon du lieu.

Cette mÃ©thode se fonde sur ce que le pÃ´le P est le milieu de l'arc du mÃ©ridien qui sÃ©pare le passage supÃ©rieur, I' (_fig._ 16), d'une Ã©toile circompolaire quelconque de son passage infÃ©rieur I (nÂ° 23). PI' = PI; alors IH = PH â€ PI; I'H = PH + PI; d'oÃ¹ IH + I'H = 2 PH, et enfin PH = (IH + I'H)/2[9]

[Note 9: On peut indiquer sur une figure la disposition apparente de la sphÃ¨re cÃ©leste par rapporta l'horizon d'un lieu, cette figure fera comprendre ce qui a Ã©tÃ© dit relativement au mouvement diurne apparent des astres (_fig._ 46).

[Illustration: 026, Fig. 16.]

Le cercle PEP'E', vu de face, est le mÃ©ridien cÃ©leste d'un lieu _m_, dont nous supposerons le zÃ©nith Ã gauche en M. L'horizon de _m_ est le cercle HCH'L perpendiculaire au mÃ©ridien PEP'E', qui contient la verticale OM. Nous avons figurÃ© quelques parallÃ¨les cÃ©lestes, parmi lesquels l'Ã©quateur cÃ©leste EC'E'L', tous perpendiculaires au mÃ©ridien PEP'E' qui contient l'axe du monde PP'.

On voit tout de suite, sur cette figure, que la sphÃ¨re cÃ©leste se partage en trois zones: 1Â° la zone HPF' au-dessus du parallÃ¨le HF', dite de _perpÃ©tuelle apparition_, parce que toutes les Ã©toiles de cette zone sont toujours visibles pour le lieu _m_; 2Â° la zone intermÃ©diaire HFH'F', oÃ¹ sont les Ã©toiles qui ont un _lever_ L et un _coucher_ C. On peut se figurer l'une de ces Ã©toiles circulant sur cette zone dans le sens LD'CD, se levant sous nos yeux en L, parcourant l'arc LD'C au-dessus de l'horizon, se couchant en C; puis, invisible pour nous, parcourant l'arc CDL au-dessous

de l'horizon; 3Â° enfin on remarque la zone FP'H' oÃ¹ se trouvent les Ã©toiles constamment invisibles pour le lieu _m_, parce qu'elles dÃ©crivent leurs cercles diurnes tout entiers au-dessous de l'horizon H'H de ce lieu _m_.

La mÃªme figure montre que le mÃ©ridien divise par moitiÃ©, en D', l'arc que dÃ©crit une Ã©toile au-dessus de l'horizon; que ce milieu D' est le point de l'arc visible LD'C le plus Ã©levÃ© au-dessus de l'horizon HCH'L.

Enfin, il est facile de voir que le pÃ´le P est le milieu de l'arc I'PI de mÃ©ridien qui sÃ©pare le passage supÃ©rieur, I', et le passage infÃ©rieur, I, d'une Ã©toile circompolaire quelconque.]

MOUVEMENT DE ROTATION DE LA TERRE.

=26.= Les Ã©toiles ne tournent pas rÃ©ellement autour de la terre, avons-nous dit prÃ©cÃ©demment, leur mouvement diurne n'est qu'une apparence produite par le mouvement de rotation de la terre. C'est ce que nous allons essayer d'expliquer.

Nous dirons d'abord comment on est conduit Ã mettre en doute la rÃ©alitÃ© du mouvement diurne des Ã©toiles, puis les raisons qui nous portent Ã croire au mouvement de la terre. Enfin nous montrerons que toutes les apparences du mouvement diurne s'expliquent parfaitement dans l'hypothÃ¨se que voici:

La terre tourne sur elle-mÃªme autour d'un axe central; elle effectue, d'un mouvement uniforme, une rÃ©volution entiÃ¨re en 24 heures sidÃ©rales.

1Â° _Le mouvement diurne des Ã©toiles est invraisemblable._

En effet, le nombre des Ã©toiles, que nous voyons, ou que les tÃ©lescopes nous laissent apercevoir, est incalculable; les distances qui nous en sÃ©parent sont d'une grandeur incommensurable. Eu Ã©gard Ã ces distances, il faut attribuer Ã la sphÃ¨re cÃ©leste un rayon immense; il en rÃ©sulte que les cercles que les Ã©toiles nous paraissent dÃ©crire ont des Ã©tendues excessivement diverses; petits relativement, aux environs des pÃ´les, leurs pÃ©rimÃ¨tres deviennent, pour ainsi dire, infinis quand on arrive Ã l'Ã©quateur cÃ©leste. Pour que ces pÃ©rimÃ¨tres si diffÃ©rents soient parcourus dans le mÃªme temps, dans un jour sidÃ©ral, il faut que les vitesses rÃ©elles des Ã©toiles, modÃ©rÃ©es relativement aux environs des pÃ´les, aillent en augmentant jusqu'Ã devenir d'une grandeur excessive sur l'Ã©quateur cÃ©leste. NÃ©anmoins ces mouvements, si divers dans leurs rapiditÃ©, doivent Ãªtre tellement rÃ©glÃ©s, tellement mesurÃ©s, que ces corps rÃ©pandus en nombre infini dans l'espace, immensÃ©ment Ã©loignÃ©s les uns des autres, ne paraissant liÃ©s par aucune dÃ©pendance mutuelle, conservent invariablement leurs positions relatives, puisque la sphÃ¨re cÃ©leste, gardant toujours le mÃªme aspect, semble se mouvoir tout d'une piÃ¨ce. Quelle force, quelle influence produirait un _pareil_ mouvement gÃ©nÃ©ral?

Cette influence devrait Ãªtre en grande partie attribuÃ©e Ã la terre, puisque ce mouvement aurait lieu autour d'un axe dont la position paraÃ®t dÃ©pendre uniquement de celle de la terre. Mais comment concevoir qu'une pareille influence puisse Ãªtre exercÃ©e par notre globe, dont la petitesse est inapprÃ©ciable relativement aux espaces cÃ©lestes Ã travers lesquels il lui faudrait agir sur des corps qui, Ã en juger par les dimensions connues de quelques-uns, sont beaucoup plus considÃ©rables que lui. Toutes ces considÃ©rations rendent aussi incomprÃ©hensible qu'invraisemblable le mouvement diurne des Ã©toiles[10].

2Â° Au contraire, _bien des analogies et des faits observÃ©s nous portent Ã croire au mouvement de rotation de la terre_.

Il y a d'abord des _analogies_ frappantes. Tous les corps cÃ©lestes qui sont assez prÃ¨s de nous pour que nous puissions distinguer quelque chose de leur aspect extÃ©rieur, par exemple, le soleil, la lune, les planÃ¨tes, tournent tous sans exception sur eux-mÃªmes autour d'un axe central. Il est naturel de penser que la terre, qui nous paraÃ®t dans les mÃªmes conditions que les planÃ¨tes, tourne de la mÃªme maniÃ¨re. Ce mouvement d'un corps solide, isolÃ© de toutes parts[11], est plus simple et plus naturel que celui qu'il nous faudrait attribuer Ã une multitude de corps isolÃ©s, indÃ©pendants les uns des autres comme les Ã©toiles.

[Note 10: Les mÃªmes objections peuvent Ãªtre exposÃ©es avec plus de prÃ©cision comme il suit:

1Â° L'observation nous montre les Ã©toiles rÃ©pandues par millions dans l'espace, isolÃ©es, indÃ©pendantes et immensÃ©ment Ã©loignÃ©es les unes des autres; il est peu vraisemblable que cette multitude innombrable de corps isolÃ©s, indÃ©pendants, tournent autour de la mÃªme droite avec autant d'ensemble, autant d'accord que s'ils Ã©taient liÃ©s invariablement les uns aux autres.

2Â° Eu Ã©gard Ã l'indÃ©pendance des Ã©toiles, on ne pourrait expliquer le mouvement circulaire de chacun de ces astres que par l'action d'un corps placÃ© au centre de son cercle diurne. Il devrait donc y avoir sur l'_axe du monde_ autant de corps capables d'exercer une pareille influence qu'il y a d'Ã©toiles; or, l'observation ne nous en montre aucun; nous n'y voyons que la terre.

L'observation nous apprend aussi que les distances qui sÃ©parent les Ã©toiles de la terre sont immenses, tellement grandes qu'on ne peut les Ã©valuer. La plus petite de ces distances surpasse 8 trillions de lieues; c'est donc lÃ le plus petit rayon que nous puissions attribuer Ã la sphÃ¨re cÃ©leste. Les Ã©toiles qui nous paraissent dÃ©crire l'Ã©quateur cÃ©leste parcourraient donc en 24 heures une circonfÃ©rence de plus de 50 trillions de lieues de longueur; plus de 500000 lieues par seconde. Comment la terre, dont la petitesse est inapprÃ©ciable par rapport Ã ces espaces cÃ©lestes, pour-

rait-elle imprimer Ã plus de 8 millions de millions de lieues de distance un pareil mouvement Ã des corps plus considÃ©rables qu'elle-mÃªme?]

[Note 11: V. le commencement du chapitre II.]

Comme _faits observÃ©s_, nous citerons la diminution de la pesanteur Ã la surface de la terre quand on descend du pÃ´le vers l'Ã©quateur, qui ne peut Ãªtre, attribuÃ©e qu'Ã l'augmentation de la force centrifuge due Ã la rotation de la terre; nous citerons encore la belle expÃ©rience de M. Foucault sur le mouvement du pendule, la forme mÃªme de la terre renflÃ©e Ã l'Ã©quateur, aplatie vers les pÃ´les, puis les vents alisÃ©s, etc.

3Â° _Toutes les apparences du mouvement diurne des corps cÃ©lestes s'expliquent parfaitement dans l'hypothÃ¨se que la terre, animÃ©e d'un mouvement uniforme de rotation autour d'un axe central, effectuerait une rÃ©volution entiÃ¨re en 24 heures sidÃ©rales[12]._

[Note 12: _Les Ã©toiles nous paraissent s'Ã©lever au-dessus de l'horizon; elles nous semblent dÃ©crire des cercles autour d'un axe dont la direction nous est connue._ Ces apparences peuvent fort bien se produire sans que ce mouvement soit rÃ©el? Est-ce que les arbres d'une route ne paraissent pas fuir, et se mouvoir tous ensemble avec rapiditÃ©, devant un voyageur qui passe sur un chemin de fer? Est-ce que le rivage et les personnes qui s'y trouvent ne paraissent pas se mouvoir devant un voyageur qui s'Ã©loigne en bateau?

Si le mouvement rÃ©el du voyageur produit l'apparence d'un mouvement en sens contraire des corps extÃ©rieurs qui ne participent pas Ã ce mouvement, ne peut-il pas se faire que le mouvement circulaire des corps cÃ©lestes soit simplement une apparence due Ã un mouvement circulaire de l'observateur, dirigÃ© en sens contraire de celui dont nous paraissent animÃ©es les Ã©toiles? L'apparence Ã©tant la mÃªme pour les habitants de tous les lieux de la terre, doit pouvoir s'expliquer par un mouvement de rotation du globe terrestre tout entier autour de la ligne que nous avons appelÃ©e axe du monde. Or, rien de plus facile que cette explication.]

C'est ce que nous allons dÃ©montrer.

[Illustration: 029, Fig. 17.]

Nous voyons des Ã©toiles se lever Ã l'orient, monter, puis s'abaisser et se coucher Ã l'occident.

C'est que notre horizon, que l'on peut se figurer comme un plan matÃ©riel attachÃ© Ã la terre au point oÃ¹ nous sommes, tourne avec elle autour d'un axe, oblique Ã ce plan. Le cÃ´tÃ© _est_ de cet horizon s'abaisse dans le sens du mouvement (M_(1)H_(1)), (_fig._ 17), tandis que le cÃ´tÃ© _ouest_ se relÃ¨ve (M_(1)H'_(1)). Du-

rant ce mouvement, l'Ã©toile E, dont la hauteur se comptait Ã l'est, nous a paru monter en se dirigeant de l'est vers l'ouest; l'Ã©toile E' qui se trouvait au-dessous de l'horizon, invisible pour nous est devenue visible; elle s'est _levÃ©e_. L'Ã©toile E", dont la hauteur se comptait dÃ©jÃ Ã l'ouest, nous a paru descendre. L'Ã©toile Eâ€´, qui Ã©tait visible, a disparu et s'est _couchÃ©e_ Ã l'occident. Toutes nous ont paru s'avancer de l'est Ã l'ouest, tandis que c'est l'horizon qui a marchÃ© en sens contraire.

Ces premiÃ¨res apparences s'expliquent donc par le mouvement de rotation de la terre.

Le mouvement diurne Ã©tudiÃ© avec prÃ©cision se rÃ©sume ainsi:

Toutes les Ã©toiles nous PARAISSENT _dÃ©crire des circonfÃ©rences de cercle autour d'une mÃªme droite fixe PP'[13]._

[Note 13: On peut Ã la rigueur se borner Ã expliquer ce mouvement circulaire autour de l'axe du monde; mais nous avons cru bien faire d'expliquer aussi le lever et le coucher des Ã©toiles, et leur mouvement au-dessus de l'horizon qui frappe immÃ©diatement tout le monde et avec lequel on est le plus familiarisÃ©.]

Expliquons ce qui se passe quand on Ã©tudie ces phÃ©nomÃ¨nes.

[Illustration: 030, Fig. 18.]

L'observateur, muni d'une lunette astronomique, vise une Ã©toile E dans la direction O_e_ (_fig._ 18). La terre tourne de l'ouest Ã l'est autour d'un axe dont la direction est PP', par exemple, entraÃ®nant avec elle dans ce mouvement tous les objets qui lui sont invariablement liÃ©s; l'observateur et sa lunette sont dans ce cas. La lunette tourne donc; bientÃ´t la ligne de visÃ©e (axe optique) au lieu de la direction O_e_, a pris la direction O_e'_; l'Ã©toile E qui est restÃ©e en _e_, n'est plus derriÃ¨re la croisÃ©e des fils; _elle nous_ PARAÃ T _s'Ãªtre avancÃ©e de l'est Ã l'ouest, dÃ©crivant l'arc e'e_. La lunette (que nous supposons rÃ©duite Ã son axe optique) a quittÃ© l'Ã©toile, et nous croyons que l'Ã©toile a quittÃ© la lunette. Si nous voulons retrouver l'astre derriÃ¨re la croisÃ©e des fils, nous sommes obligÃ© d'imprimer Ã l'instrument avec la main, ou autrement (machine parallactique), un mouvement de rotation qui le ramÃ¨ne Ã l'Ã©toile, vers l'ouest. Ã peine la lunette a-t-elle rejoint l'Ã©toile, que le mouvement de la terre l'en Ã©loigne de nouveau; la main de l'observateur ou un mÃ©canisme la ramÃ¨ne vers l'Ã©toile, et ainsi de suite.

En rÃ©sumÃ©, la lunette a un double mouvement de _va-et-vient_ continuel, de _e_ vers _e'_ et de _e'_ vers _e_. L'observateur qui n'a conscience que du mouvement qu'il imprime lui-mÃªme, ne tient compte que du chemin _e'e_, et croit que l'instrument fait ce chemin pour suivre l'Ã©toile; _celle-ci lui paraÃ®t en consÃ©quence tourner de l'est Ã l'ouest autour de_ PP'.

En dÃ©finitive la somme des chemins _ee'_, dus Ã la rotation de la terre Ã©tant prÃ©cisÃ©ment Ã©gale Ã la somme des chemins _e'e_, dus Ã la main de l'observateur, si la terre, comme nous le supposons, imprime Ã chaque point de la direction de la lunette un mouvement uniforme tel qu'il dÃ©crive de l'ouest Ã l'est (sens _ee'_) une circonfÃ©rence en 24 heures sidÃ©rales, l'Ã©toile doit nous paraÃ®tre dÃ©crire dans le mÃªme temps, et aussi d'un mouvement uniforme, une circonfÃ©rence de l'est Ã l'ouest (sens _e'e_).

Les apparences du mouvement diurne des Ã©toiles s'expliquent donc parfaitement dans l'hypothÃ¨se du mouvement indiquÃ© de rotation de la terre. Il faut donc laisser ces apparences de cÃ´tÃ© quand on veut peser les raisons qui militent pour et contre l'existence du mouvement diurne de tous les corps cÃ©lestes autour d'un axe traversant la terre, pour et contre le mouvement de rotation de la terre autour du mÃªme axe en face des Ã©toiles immobiles; ces apparences pouvant Ãªtre attribuÃ©es Ã l'un ou Ã l'autre de ces mouvements.

Or, ces apparences mises de cÃ´tÃ©, il n'y a plus que des invraisemblances dans le mouvement gÃ©nÃ©ral des corps cÃ©lestes, tandis qu'il y a un grand nombre d'analogies et de faits observÃ©s qui nous portent Ã croire au mouvement de la terre.

Nous devons donc admettre comme certain que c'est la terre qui tourne uniformÃ©ment autour d'un axe central; parce que ce mouvement de la terre explique des faits observÃ©s et certains qui sans lui seraient inexplicables, parce qu'il explique parfaitement toutes les apparences, et qu'il est conforme au mouvement que nous voyons aux corps cÃ©lestes assez voisins pour que nous distinguions quelque chose de leur aspect extÃ©rieur.

Nous n'envisagerons donc-plus dÃ©sormais le mouvement gÃ©nÃ©ral de la sphÃ¨re cÃ©leste autour de l'axe de la terre que comme une simple apparence.

=27.= NÃ©anmoins, cela bien Ã©tabli, et toutes rÃ©serves faites en consÃ©quence, nous continuerons Ã parler le mÃªme langage qu'avant cette discussion, Ã indiquer le phÃ©nomÃ¨ne apparent au lieu du phÃ©nomÃ¨ne rÃ©el correspondant; Ã cela nous ne voyons aucun inconvÃ©nient pour un lecteur averti par la discussion prÃ©cÃ©dente et la conclusion que nous en avons tirÃ©e.

Si nous voulons indiquer l'heure du jour par un phÃ©nomÃ¨ne astronomique, il n'y a Ã©videmment aucun inconvÃ©nient Ã dire: il est 7 heures quand telle Ã©toile passe au mÃ©ridien, au lieu de dire, il est 7 heures, quand le mÃ©ridien du lieu passe par l'Ã©toile. Il en est toujours de mÃªme quand la question pratique que l'on traite a pour objet l'heure d'un phÃ©nomÃ¨ne, puisque le phÃ©nomÃ¨ne apparent arrive identiquement Ã la mÃªme heure que le phÃ©nomÃ¨ne rÃ©el; or, chaque phÃ©nomÃ¨ne rÃ©el ou apparent; dÃ©pendant du mouvement diurne, se distingue

gÃ©nÃ©ralement par l'heure Ã laquelle il arrive. De mÃªme, quand nous observons une Ã©toile dans le plan mÃ©ridien, par exemple, pour connaÃ®tre sa position prÃ©cise dans ce plan, il nous importe peu de savoir comment elle se trouve lÃ : si c'est l'Ã©toile qui est venue trouver le plan, ou le plan qui est allÃ© trouver l'Ã©toile.

Or, dÃ¨s qu'il n'y a pas inconvÃ©nient, il y avantage Ã parler suivant les apparences, parce que ce sont les apparences que l'on observe, c'est avec elles qu'on est familiarisÃ©. C'est sur elles qu'on se guide quand on veut tirer parti de l'aspect du ciel pour se diriger sur la terre; ce qui est un des principaux usages que nous voulons faire de la cosmographie. Pourquoi dÃ¨s lors astreindre l'esprit Ã un travail le plus souvent inutile?

NOTIONS DIVERSES SUR LES Ã TOILES CONSIDÃ RÃ ES EN ELLES-MÃ MES ET INDÃ PENDAMMENT DU MOUVEMENT DIURNE.

=28.= _CoordonnÃ©es cÃ©lestes des Ã©toiles._ ASCENSION DROITE ET DÃ CLINAISON. Pour distinguer les Ã©toiles les unes des autres, et fixer d'une maniÃ¨re prÃ©cise leurs positions relatives sur la sphÃ¨re cÃ©leste, on emploie les coordonnÃ©es cÃ©lestes.

Les coordonnÃ©es cÃ©lestes les plus usitÃ©es sont, d'une part, _l'ascension droite_ et LA DÃ CLINAISON; d'une autre part, _la longitude_ et _la latitude cÃ©lestes_. Pour le moment, nous ne nous occuperons que de l'ascension droite et de la dÃ©clinaison, lesquelles suffisent, ainsi qu'on va le voir, pour dÃ©terminer la position apparente de chaque Ã©toile sur la sphÃ¨re cÃ©leste.

=29.= ConsidÃ©rons la sphÃ¨re cÃ©leste en elle-mÃªme, indÃ©pendamment de tout mouvement rÃ©el ou apparent; les Ã©toiles sont pour nous comme autant de points brillants semÃ©s sur sa surface. Figurons-nous marquÃ©s sur cette sphÃ¨re les deux pÃ´les du monde, P et P', aux deux extrÃ©mitÃ©s d'un mÃªme diamÃ¨tre PP', axe du monde (_fig._ 20); puis Ã©galement tracÃ©e sur la mÃªme sphÃ¨re la circonfÃ©rence E'_n_E de l'Ã©quateur cÃ©leste, grand cercle perpendiculaire Ã l'axe PP'.

[Illustration: 033, Fig. 20.]

On a fait choix d'un point de cette circonfÃ©rence, celui oÃ¹ passe constamment le soleil quittant chaque annÃ©e l'hÃ©misphÃ¨re austral pour l'hÃ©misphÃ¨re borÃ©al[14]; ce point est celui qu'on nomme _Ã©quinoxe_ ou _point Ã©quinoxial du printemps_; il se dÃ©signe habituellement par ce signe â . Ce point Ã©quinoxial du printemps, disons-nous, a Ã©tÃ© choisi pour _origine_ des ascensions droites que nous allons dÃ©finir.

[Note 14: V. chapitre III le mouvement propre du soleil.]

=30.= Par chaque Ã©toile N et par les deux pÃ´les P, P' on imagine un _demi_ grand cercle de la sphÃ¨re cÃ©leste.

On nomme _cercle horaire_ d'une Ã©toile N le demi grand cercle PNP' qui passe par cette Ã©toile et les deux pÃ´les du monde P, P'[15].

[Note 15: Ce nom vient de ce que chacun de ces demi-cercles passe au mÃ©ridien d'un lieu donnÃ© tous les jours, Ã la mÃªme heure sidÃ©rale; de sorte que son passage peut servir Ã faire connaÃ®tre cette heure mÃªme.]

=31.= On nomme _ascension droite_ d'une Ã©toile, N, l'arc d'Ã©quateur cÃ©leste compris entre son cercle horaire et le point Ã©quinoxial du printemps, l'arc â _n_; cet arc Ã©tant comptÃ© Ã partir du point Ã©quinoxial, de _l'ouest Ã l'est_, en sens contraire du mouvement diurne.

On peut, si on veut, imaginer un cercle horaire passant par l'origine â des ascensions droites; alors on dÃ©finit ainsi l'ascension droite: l'angle diÃ¨dre compris entre le cercle horaire, PNP', de l'Ã©toile, et le cercle horaire, Fâ P', de l'origine, mesurÃ© de l'ouest Ã l'est, dans le sens â _n'n_.

L'ascension droite se compte de 0Â° Ã 360Â°.

=32.= On appelle DÃ CLINAISON d'une Ã©toile le nombre de degrÃ©s du plus petit des arcs de son cercle horaire qui vont de l'Ã©toile Ã l'Ã©quateur. Exemple: la dÃ©clinaison de l'Ã©toile N (_fig._ 20) est N_n_.

Plus prÃ©cisÃ©ment: la dÃ©clinaison d'une Ã©toile N, est l'angle NO_n_ que fait avec le rayon visuel, ON, la trace du cercle horaire de l'Ã©toile sur l'Ã©quateur cÃ©leste; ces deux dÃ©finitions rentrent Ã©videmment l'une dans l'autre.

La dÃ©clinaison est _borÃ©ale_ ou _australe_, suivant que l'Ã©toile est situÃ©e sur l'hÃ©misphÃ¨re borÃ©al ou sur l'hÃ©misphÃ¨re austral. Elle se compte de 0Â° Ã 90Â° dans l'un ou l'autre cas.

Ces mots, _ascension droite_ et _dÃ©clinaison_, Ã©tant trÃ¨s-souvent employÃ©s en astronomie, on les Ã©crit en abrÃ©gÃ© de cette maniÃ¨re: AR, ascension droite (_ascensio recta_); D, dÃ©clinaison.

=33.= L'AR et la D d'une Ã©toile suffisent Ã©videmment pour dÃ©terminer sa position apparente sur la sphÃ¨re cÃ©leste; l'AR, â _n_, d'une Ã©toile N, portÃ©e sur l'Ã©quateur cÃ©leste, de l'ouest Ã l'est, Ã partir de l'origine â , fait connaÃ®tre le cercle horaire P_n_P' de cette Ã©toile (fig. 20), ensuite la D, _n_N, borÃ©ale ou australe, fait connaÃ®tre la position prÃ©cise, N, de cette Ã©toile sur ce cercle horaire. On a coutume de dire que l'Ã©toile est Ã l'intersection de son cercle horaire et du parallÃ¨le cÃ©leste qui correspond Ã sa dÃ©clinaison.

REMARQUE. L'AR et la D ne dÃ©terminent pas la position prÃ©cise qu'un astre occupe par rapport Ã la terre, mais seulement la direction de la droite qui joint ces deux corps. Ce que nous venons d'appeler l'Ã©toile N, ou sa position sur la sphÃ¨re cÃ©leste, n'est autre chose que la projection perspective de l'astre sur cette sphÃ¨re, dont le rayon ON est tout Ã fait indÃ©terminÃ©. C'est le point _e_ de la figure 1, page 2; l'AR et la D ne nous font pas connaÃ®tre la distance rÃ©elle OE qui achÃ¨verait de dÃ©terminer la position rÃ©elle, E, de l'Ã©toile par rapport Ã la terre. Mais connaissant les directions OE, OE', on peut trouver la distance angulaire EOE'; etc. (V. le nÂº 4).

=34.= PROBLÃ ME. _DÃ©terminer l'_AR_ d'une Ã©toile _N_._

On a une horloge sidÃ©rale rÃ©glÃ©e de telle maniÃ¨re qu'elle marque 0h 0m 0s Ã l'instant prÃ©cis oÃ¹, dans le mouvement diurne de la sphÃ¨re cÃ©leste, l'origine â des AR vient passer au mÃ©ridien du lieu. Alors pour dÃ©terminer l'AR d'une Ã©toile quelconque, il suffit de dÃ©terminer l'heure prÃ©cise de son passage au mÃ©ridien (nÂº 20). Cette heure convertie en degrÃ©s, minutes, secondes, _Ã raison de 15Âº pour une heure_, est l'AR cherchÃ©e[16].

[Note 16: (V. dans l'Appendice la maniÃ¨re d'effectuer simplement ce calcul.) Pour comprendre l'application de cette rÃ¨gle Ã la dÃ©termination de l'AR d'une Ã©toile; il suffit de jeter les yeux sur une sphÃ¨re cÃ©leste (_fig._ 20). L'AR de l'Ã©toile N est â _n_. Dans le mouvement diurne, tous les points du cercle horaire PNP' dÃ©crivent des parallÃ¨les cÃ©lestes avec la mÃªme vitesse de 15Âº par heure, et tous arrivent ensemble au mÃ©ridien d'un lieu quelconque, le point N avec le point _n_. Or, quand le point â passe au mÃ©ridien du lieu, Ã 0h 0m 0s de l'horloge sidÃ©rale, le point _n_ est Ã©videmment en arriÃ¨re d'un arc â _n_; mais il y arrive, par hypothÃ¨se, Ã 7h 29m 43s; donc ce point _n_ parcourt un arc Ã©gal Ã â _n_ en 7h 29m 43s. Il parcourt 15Âº par heure; on calcule d'aprÃ¨s cela le nombre de degrÃ©s de cet arc â _n_ (qui n'est autre que l'AR de l'Ã©toile N).]

=35.= REMARQUE. Le point Ã©quinoxial â , origine des AR, n'est pas un point visible de la sphÃ¨re cÃ©leste, c'est-a-dire que sa position sur cette sphÃ¨re n'est indiquÃ©e par aucune Ã©toile remarquable; on peut auxiliairement le remplacer par une Ã©toile.

On fait choix d'une Ã©toile remarquable N', voisine du cercle horaire Pâ P', de l'origine (_fig._ 20), et dont l'AR a Ã©tÃ© dÃ©terminÃ©e directement; par exemple: Î± d'AndromÃ¨de. Cela posÃ©, pour connaÃ®tre l'AR d'une autre Ã©toile quelconque N, on dÃ©termine la diffÃ©rence _n'n_, d'AR de cette Ã©toile et de N'; en ajoutant le rÃ©sultat Ã l'AR connue de N', on a l'AR de N. (â _n_ = â _n'_ + _nn'_.)

=36.= DIFFÃ RENCES D'AR. Pour dÃ©terminer la diffÃ©rence d'AR, _nn'_ de deux Ã©toiles N, N' (_fig._ 20), il suffit Ã©videmment de les regarder passer toutes deux successivement au mÃ©ridien, de noter les heures des passages, et enfin de convertir en degrÃ©s la diffÃ©rence de ces heures.

=37.= _DÃ©terminer la_ D _d'une Ã©toile._ En jetant les yeux sur la figure 20, on voit que la dÃ©clinaison N_n_ d'une Ã©toile est le complÃ©ment de l'angle NOP que fait le rayon visuel allant Ã l'Ã©toile avec la ligne des pÃ´les PP'. De sorte que _si la direction de l'axe du monde est gravÃ©e sur le mural, il suffit pour obtenir la_ D _d'une Ã©toile, en l'observant Ã son passage au mÃ©ridien, de lire sur le limbe du mural le nombre de degrÃ©s de l'angle_ NOP, _et d'en prendre le complÃ©ment Ã 90Â°_.

=38.= _Autre mÃ©thode._ La D d'une Ã©toile est Ã©gale Ã la hauteur du pÃ´le au-dessus de l'horizon du lieu, plus ou moins la distance zÃ©nithale mÃ©ridienne de l'Ã©toile, suivant que cette Ã©toile, Ã son passage supÃ©rieur au mÃ©ridien, se trouve entre le zÃ©nith et le pÃ´le, ou entre le zÃ©nith et l'Ã©quateur. Or on connaÃ®t la hauteur du pÃ´le et l'on sait trouver la distance zÃ©nithale mÃ©ridienne d'une Ã©toile Ã l'aide du thÃ©odolithe ou du cercle mural.

Pour vÃ©rifier la proposition prÃ©cÃ©dente

D = _hauteur du pÃ´le_ Â± _dist. zÃ©nith. mÃ©rid._

il suffit de jeter les yeux sur la figure 21.

[Illustration: 036, Fig. 21.]

Le cercle PEP'E' est le mÃ©ridien du lieu; HH' la trace de l'horizon du lieu sur ce cercle; E'E la trace de l'Ã©quateur _id._; OZ la verticale du lieu et Z son zÃ©nith.

E'P = 1quadr. ou 90Â°; ZH = 90Â°;

d'oÃ¹

E'P = ZH.

Otant de part et d'autre la partie commune ZP, on trouve ZE' = PH, hauteur du pÃ´le. Si le passage supÃ©rieur de l'Ã©toile a lieu en N, on voit que:

DÃ©cl. NE' = NZ + ZE' = NZ + PH = distance zÃ©nith. + haut. du pÃ´le.

Si le passage supÃ©rieur a lieu en N', on a

DÃ©cl. N'E' = ZE' - ZN' = PH - ZN' = haut. du pÃ´le - dist. zÃ©nith.

La dÃ©clinaison peut Ãªtre australe; le rayon visuel passe au-dessous de l'Ã©quateur par rapport Ã la ligne OP; on voit aisÃ©ment ce qui arrive dans ce cas.

=39.= REMARQUE. La D et l'AR d'une Ã©toile ne varient pas durant son mouvement diurne apparent; cela est Ã©vident _Ã priori_, puisque ces coordonnÃ©es sont choisies sur la sphÃ¨re cÃ©leste indÃ©pendamment de tout mouvement rÃ©el ou apparent relatif Ã la terre.

=40.= _Catalogues d'Ã©toiles._ Les astronomes ont consignÃ© dans des catalogues spÃ©ciaux les AR et les D observÃ©es d'un trÃ¨s-grand nombre d'Ã©toiles plus ou moins remarquables.

Ã€ l'aide de ces catalogues on construit des globes et des cartes cÃ©lestes plus commodes que les catalogues quand on veut se faire des idÃ©es d'ensemble sur les positions relatives des Ã©toiles et apprendre Ã les retrouver les unes par les autres. Nous allons dire comment se construit un globe cÃ©leste; quant aux cartes cÃ©lestes, elles se construisent comme les cartes terrestres gÃ©ographiques. V. chapitre II le mode de construction du planisphÃ¨re cÃ©leste dont nous allons nous servir.

=41.= _Globe cÃ©leste. Sa construction._

On appelle _globe cÃ©leste_ une sphÃ¨re de carton reprÃ©sentant la sphÃ¨re cÃ©leste, sur laquelle on a figurÃ© exactement les positions relatives d'un certain nombre d'Ã©toiles ou d'autres points remarquables du ciel. Les points qui reprÃ©sentent les Ã©toiles, vus du centre du globe, ont exactement entre eux les mÃªmes distances angulaires que les Ã©toiles elles-mÃªmes. Cette reprÃ©sentation de la sphÃ¨re cÃ©leste est donc on ne peut plus exacte.

Pour construire un globe cÃ©leste, on commence par marquer les deux pÃ´les P et P' aux deux extrÃ©mitÃ©s d'un mÃªme diamÃ¨tre; puis on dessine l'Ã©quateur en traÃ§ant un cercle de l'un de ses points, P, comme pÃ´le, avec une ouverture de compas sphÃ©rique Ã©gale Ã la corde d'un quadrant de cette sphÃ¨re. On marque un point de cet Ã©quateur comme devant reprÃ©senter le point Ã©quinoxial du printemps, origine des AR. Ã€ partir de ce point marquÃ© 0Â° ou â , l'Ã©quateur est divisÃ© en degrÃ©s, minutes, secondes, de 0Â° Ã 360Â°, de gauche Ã droite. Pour plus de commoditÃ©, on adapte provisoirement au globe un demi-cercle de cuivre qui peut tourner autour d'un axe passant par les pÃ´les P, P'. Chaque quadrant de ce demi-cercle est divisÃ© en 90Â°, de 0Â° Ã 90Â° en allant de l'Ã©quateur Ã chaque pÃ´le; dans la demi-circonfÃ©rence est pratiquÃ©e une rainure dans laquelle se meut un style.

Pour marquer la position d'une Ã©toile sur le globe, on fait tourner le cercle de cuivre jusqu'Ã ce que son AR, lue sur l'Ã©quateur, soit celle de l'Ã©toile considÃ©rÃ©e. ArrÃªtant le cercle dans cette position, on fait mouvoir le style dans la rainure, vers le pÃ´le borÃ©al ou vers le pÃ´le austral, jusqu'au point indiquÃ© par la dÃ©clinaison donnÃ©e; on presse alors le style sur la sphÃ¨re; le point marquÃ© est la position cherchÃ©e de l'Ã©toile sur le globe. On met Ã cÃ´tÃ©, si l'on veut, un

nom ou une notation indicative. On rÃ©pÃ¨te cette opÃ©ration pour les diverses Ã©toiles que l'on veut reprÃ©senter sur le globe cÃ©leste. Cela fait, on enlÃ¨ve, si l'on veut, le limbe de cuivre.

=42.= CONSTELLATIONS. Pour plus de commoditÃ© dans l'observation de la sphÃ¨re Ã©toilÃ©e, on a d'abord distribuÃ© les Ã©toiles en un certain nombre de groupes principaux, de grandeurs diverses et de formes plus ou moins remarquables, qu'on a nommÃ©s _constellations_.

Les anciens avaient couvert le ciel de figures allÃ©goriques de hÃ©ros et d'animaux, ils distinguaient les Ã©toiles d'une mÃªme constellation par la place qu'elles occupaient sur la figure; ainsi ils disaient l'Å il du Taureau, le cÅ ur du Lion, l'Ã©paule droite d'Orion, son pied gauche, etc.

Les modernes ont conservÃ© les noms des constellations, mais en abandonnant ces figures arbitraires.

On distingue les Ã©toiles de chaque constellation, Ã commencer par les plus brillantes, d'abord par des lettres grecques, Î±, Î², Î³, Î´,... puis par des lettres romaines, et aussi par des chiffres ou numÃ©ros d'ordre. Cependant les Ã©toiles les plus remarquables ont encore des noms particuliers presque tous d'origine arabe; nous en citons quelques-uns plus bas.

=43.= _Ã toiles de diverses grandeurs._ Les Ã©toiles ont d'ailleurs Ã©tÃ© distribuÃ©es par classes suivant leur _Ã©clat apparent_ qu'on a appelÃ© _grandeur_.

Les Ã©toiles _les plus brillantes_ sont dites de 1re grandeur ou primaires. On s'accorde gÃ©nÃ©ralement Ã ne comprendre dans cet ordre qu'une vingtaine d'Ã©toiles, dont 14 seulement sont visibles en Europe. Voici les noms de ces derniÃ¨res, en commenÃ§ant par les plus brillantes[17].

[Note 17: Les noms soulignÃ©s sur le planisphÃ¨re dÃ©signent les Ã©toiles de premiÃ¨re grandeur; les autres des constellations.]

Ã toiles de 1re _grandeur visibles en Europe._

Sirius ou Î± du Grand Chien. Arcturus ou Î± du Bouvier. Rigel ou Î² d'Orion. La ChÃ¨vre ou Î± du Cocher. WÃ©ga ou Î± de la Lyre. Procyon ou Î± du Petit Chien. Betelgeuze ou Î± d'Orion. AldÃ©baran ou Î± du Taureau. AntarÃ¨s ou Î± du Scorpion. AltaÃ¯r ou Î± de l'Aigle. L'Ã pi ou Î± de la Vierge. Fomalhaut ou Î± du Poisson austral. Pollux ou Î² des GÃ©meaux. RÃ©gulus ou Î± du Lion.

Viennent ensuite 65 Ã©toiles d'un Ã©clat assez notablement infÃ©rieur pour qu'on les comprenne dans une 2e classe: ce sont les Ã©toiles de 2e grandeur ou _secondaires_.

On compte ensuite environ 200 Ã©toiles de 3e grandeur ou _tertiaires_, et ainsi de suite; les nombres augmentent trÃ¨s-rapidement Ã mesure qu'on descend dans l'Ã©chelle des grandeurs.

4e grandeur, 425 Ã©toiles; 5e, 1100; 6e, 3200; 7e, 13000; 8e, 40000; 9e, 142000.

Le ciel entier contient environ 5000 Ã©toiles visibles Ã l'Å il nu (de la 1re Ã la 6e grandeur inclusivement).

On n'en voit Ã Paris que 4000; 1000 restent au-dessous de notre horizon.

Au delÃ du 9e ordre viennent des Ã©toiles, en nombre toujours croissant, du 10e ordre, du 11e ordre, etc., jusqu'au 16e[18].

[Note 18: On conÃ§oit que cette classification est assez arbitraire, et qu'il doit Ãªtre difficile d'Ã©tablir une ligne de dÃ©marcation tranchÃ©e d'une classe ou grandeur Ã une autre; aussi les astronomes ne sont-ils pas d'accord sur les grandeurs de toutes les Ã©toiles; de lÃ ces nombres indiquÃ©s par approximation.]

Il n'y a pas de raison pour assigner une limite Ã cette progression, chaque accroissement dans les dimensions et le pouvoir des instruments ayant fait apercevoir une multitude innombrable de corps cÃ©lestes invisibles auparavant.

On compte aujourd'hui 109 constellations dÃ©nommÃ©es. Nous allons indiquer quelques-unes de celles qui sont visibles Ã Paris, et apprendre Ã les retrouver dans le ciel.

Description du ciel.

=44.= Pour retrouver dans le ciel les Ã©toiles les plus remarquables, on emploie la mÃ©thode des _alignements_. Cette mÃ©thode consiste Ã faire passer une ligne droite par deux Ã©toiles que l'on connaÃ®t, puis Ã la prolonger dans un sens ou dans l'autre, afin de trouver une ou plusieurs Ã©toiles remarquables situÃ©es dans cette direction. On peut, si l'on veut, s'aider d'un fil tendu dans la direction considÃ©rÃ©e; tous les points de la sphÃ¨re cÃ©leste, recouverts par le fil, sont dans un mÃªme plan passant par l'Å il, par consÃ©quent sur un mÃªme grand cercle de la sphÃ¨re cÃ©leste. Pour avoir une base dans l'Ã©valuation approximative; Ã vue d'Å il, des distances angulaires, on pourra se rappeler que la distance, Î²Î±, des gardes de la grande Ourse (dont il va Ãªtre question) est d'environ 5Â°, et que le diamÃ¨tre apparent du soleil ou de la lune est d'environ un demi-degrÃ©.

=45.= Nous allons, dans une description succincte, indiquer les principales constellations visibles au-dessus de l'horizon de Paris; nous donnons le moyen de les retrouver dans le ciel en partant d'une belle constellation que chacun peut facilement reconnaÃ®tre _Ã priori_. (Suivez sur le planisphÃ¨re.)

GRANDE OURSE. Il y a vers le nord une constellation trÃ¨s-belle, et si remarquable qu'elle est connue mÃªme des personnes qui ne s'occupent ni d'astronomie, ni de cosmographie.

[Illustration: 041, Fig. 22.]

C'est la grande Ourse ou le Chariot de David (_fig._ 22). Elle se compose de 7 Ã©toiles (6 de 2e grandeur et 1 de 3e), dont 4 forment un quadrilatÃ¨re; les 3 autres, disposÃ©es sur une ligne un peu courbe dans le prolongement d'une diagonale du quadrilatÃ¨re, forment la queue de la grande Ourse; les deux Ã©toiles Î², Î±, sur le cÃ´tÃ© du quadrilatÃ¨re opposÃ© Ã la queue, sont les gardes de la grande Ourse.

[Illustration: 041, Fig. 23.]

Ã TOILE POLAIRE, PETITE OURSE. La ligne Î²Î± des gardes de la grande Ourse prolongÃ©e au nord, d'une quantitÃ© Ã©gale Ã 5 fois la distance Î²Î±, rencontre une Ã©toile de 2e grandeur, l'_Ã©toile polaire_, dont il a Ã©tÃ© question comme l'Ã©toile visible la plus voisine du pÃ´le borÃ©al (1Â° 1/2); l'Ã©toile polaire fait partie de la petite Ourse, constellation composÃ©e de 7 Ã©toiles principales, et ayant, Ã trÃ¨s-peu prÃ¨s, la mÃªme forme que la grande Ourse, mais avec des dimensions plus petites, et dans une situation renversÃ©e (_fig._ 23). L'Ã©toile polaire, situÃ©e Ã l'extrÃ©mitÃ© de la queue de la petite Ourse, se retrouve facilement une fois qu'on connaÃ®t Ã peu prÃ¨s sa position, Ã cause de son Ã©clat plus vif que celui des Ã©toiles suivantes de la mÃªme constellation. Le pÃ´le borÃ©al est Ã cÃ´tÃ© (1Â° 1/2), entre la polaire et la grande Ourse.

[Illustration: 042, Fig. 24.]

CASSIOPÃ E. La ligne qui joint la roue de devant du chariot de la grande Ourse (Î´) Ã la polaire, prolongÃ©e au delÃ de celle-ci (_fig._ 24), rencontre _CassiopÃ©e_, formÃ©e de 5 Ã©toiles de 3e grandeur, figurant Ã peu prÃ¨s une M ouverte; si l'on joint l'Ã©toile Î±, adjacente, les 6 Ã©toiles figurent une chaise.

PÃ GASE, ANDROMÃ DE, PERSÃ E. Les lignes droites qui joignent respectivement Î± et Î´ de la grande Ourse Ã la polaire, prolongÃ©es au delÃ de celle-ci, comprennent entre elles, au delÃ de CassiopÃ©e, le _carrÃ© de PÃ©gase_, formÃ© de 4 Ã©toiles de 2e grandeur. Trois de ces Ã©toiles appartiennent Ã la constellation de PÃ©gase; la 4e fait partie de la constellation d'_AndromÃ¨de_.

Ã€ peu prÃ¨s dans le prolongement de la diagonale du carrÃ© qui va de Î± de PÃ©gase Ã Î± d'AndromÃ¨de, on trouve Î² et Î³ d'AndromÃ¨de, puis Î± de PersÃ©e, toutes trois de 3e grandeur. L'ensemble de ces trois Ã©toiles et du carrÃ© de PÃ©gase forme une grande figure qui a beaucoup d'analogie avec celle de la grande Ourse.

Î³, Î±, Î´ de PersÃ©e forme un arc concave vers la grande Ourse, facile Ã distinguer; du cÃ´tÃ© convexe de cet arc, on remarque Algol ou Î² de PersÃ©e, dont l'Ã©clat varie pÃ©riodiquement (nÂº 10).

LE LION (_fig._ 26). La ligne Î±Î² des gardes de la grande Ourse, prolongÃ©e au sud, du cÃ´tÃ© opposÃ© Ã l'Ã©toile polaire, va rencontrer un trapÃ¨ze, Ã©troit entre les deux bases, _le Lion_, renfermant une Ã©toile primaire, _RÃ©gulus_, et 3 secondaires.

[Illustration: 043, Fig. 26.]

LE BOUVIER, _Arcturus_. Ã€ peu prÃ¨s sur l'alignement des deux derniÃ¨res Ã©toiles de la queue de la grande Ourse, vers le sud-est, se trouve _Arcturus_, Ã©toile primaire, faisant partie de la constellation du _Bouvier_, dont les autres Ã©toiles principales forment un pentagone, au nord d'Arcturus. Ã€ cÃ´tÃ© du Bouvier, on voit la _couronne borÃ©ale_ formÃ©e de plusieurs Ã©toiles rangÃ©es en demi-cercle, et dont la plus grande est de 2e grandeur.

LE COCHER, _la ChÃ¨vre_. Le cÃ´tÃ© nord du quadrilatÃ¨re de la grande Ourse (Î´Î±), prolongÃ© vers le sud-ouest, passe tout prÃ¨s et Ã l'est du Cocher, pentagone irrÃ©gulier Ã l'angle nord-ouest duquel se trouve la ChÃ¨vre, belle Ã©toile primaire.

LE TAUREAU. Au sud, et un peu Ã l'ouest du Cocher, tout prÃ¨s, on voit le _Taureau_, triangle d'Ã©toiles, dont une primaire rougeÃ¢tre, AldÃ©baran.

[Illustration: 043, Fig. 25.]

ORION. Le cÃ´tÃ© sud, Î³Î², de la grande Ourse, prolongÃ© vers le sud-ouest, au delÃ du Cocher, conduit sur l'Ã©quateur, Ã _Orion_, la constellation la plus belle du ciel, Ã cause du nombre de belles Ã©toiles qu'elle renferme (_fig._ 25). Le contour est un quadrilatÃ¨re ayant, Ã deux angles opposÃ©s, deux primaires: Î± ou l'Ã©paule droite d'Orion; _Rigel_, ou son pied gauche; puis, dans l'intÃ©rieur du quadrilatÃ¨re, on remarque sur une ligne droite, et rapprochÃ©es, trois belles Ã©toiles, formant ce qu'on appelle le _baudrier_ d'Orion; Ã cÃ´tÃ© du baudrier sont deux Ã©toiles moins brillantes.

SIRIUS. Sur la direction du baudrier d'Orion, vers le sud-est, on trouve _Sirius_, qui est aujourd'hui la plus belle Ã©toile du ciel. _Sirius_ fait partie de la constellation du grand Chien.

LE CYGNE. La diagonale, Î³Î², de PÃ©gase, qui se dirige du sud vers l'ouest, prolongÃ©e, va rencontrer _le Cygne_ ou _la Croix_, grande constellation figurant une croix.

LA LYRE. Ã€ cÃ´tÃ© du Cygne, vers l'ouest, et Ã peu prÃ¨s dans la mÃªme direction, on trouve _la Lyre_, qui renfermÃ© _WÃ©ga_, belle Ã©toile primaire, Ã cÃ´tÃ© d'un petit triangle isocÃ¨le. WÃ©ga passe tous les jours au _zÃ©nith_ de Paris.

LES GÃ MEAUX. Le cÃ´tÃ© sud, Î³Î², du quadrilatÃ¨re de la grande Ourse, prolongÃ© vers le sud-ouest, vers Orion, passe auparavant Ã cÃ´tÃ© _des GÃ©meaux_, constellation figurant un grand quadrilatÃ¨re oblique, dont le cÃ´tÃ© oriental est formÃ© par deux belles Ã©toiles, _Castor_ et _Pollux_.

Le dernier cÃ´tÃ© de la queue de la grande Ourse, prolongÃ© au sud-est, vers Arcturus, passe tout prÃ¨s de l'Ã©quateur Ã cÃ´tÃ© de la _Vierge_, renfermant une Ã©toile primaire, _l'Ã pi_.

PROCYON. La ligne, menÃ©e de la polaire Ã Castor des GÃ©meaux, va rencontrer _Procyon_, Ã©toile primaire faisant partie de la constellation du petit Chien, situÃ©e Ã peu prÃ¨s entre Castor et Sirius.

Voici maintenant quelques particularitÃ©s trÃ¨s-remarquables concernant les Ã©toiles.

Ã toiles variables ou pÃ©riodiques.

=46.= On nomme ainsi des Ã©toiles qui, sans changer de places apparentes, Ã©prouvent des changements pÃ©riodiques dans l'intensitÃ© de leur lumiÃ¨re; il y en a mÃªme parmi elles-qui deviennent quelque temps tout Ã fait invisibles. En voici trois ou quatre exemples:

Algol ou Î² de PersÃ©e est de 2e grandeur pendant 2j 14h; elle dÃ©croÃ®t ensuite pendant 3h 1/2 jusqu'Ã la 4e grandeur, puis elle croÃ®t de nouveau pendant 3h 1/2 pour revenir Ã la 2e grandeur; sa pÃ©riode est de 2j 20h 48m. L'Ã©toile, Ï , du Cygne a une pÃ©riode de 404 jours, pendant laquelle elle passe de la 5e Ã la 11e grandeur.

Îż (omicron), de la Baleine, a une pÃ©riode d'environ 334 jours. Pendant 15 jours elle a un Ã©clat maximum qui est celui d'une Ã©toile de 2e ou de 3e grandeur; cet Ã©clat dÃ©croÃ®t ensuite pendant 3 mois; elle descend Ã la 7e ou 8e grandeur; puis elle devient invisible pendant 5 mois. Elle reparaÃ®t ensuite; son Ã©clat augmentant pendant 3 mois, revient Ã son maximum; puis cela recommence. Il y a eu des irrÃ©gularitÃ©s dans cette pÃ©riodicitÃ©; ainsi cette Ã©toile est restÃ©e une fois invisible pendant 4 ans (de 1672 Ã 1676).

En 1596, on remarqua l'apparition et la disparition d'une Ã©toile du Cygne; on reconnut qu'elle avait une pÃ©riode de 18 ans, pendant lesquels elle Ã©tait 12 ans visible et 6 ans invisible.

Dans l'hÃ©misphÃ¨re austral, on remarque Î· du Navire (Argo); cette Ã©toile d'Ã©clat variable fut classÃ©e de 4e grandeur par Halley, de 2e grandeur par Lacaille; de 1822 Ã 1826, elle fut de 2e grandeur; elle fut ensuite Ã©gale Ã Î± du Centaure, Ã©toile trÃ¨s-brillante du ciel austral. En 1850, elle Ã©tait Ã©gale en Ã©clat Ã Sirius.

Nous parlerons d'Ã©toiles colorÃ©es; en fait de variations de couleur, nous citerons Sirius; cette Ã©toile, qui paraissait rouge aux anciens, nous paraÃ®t blanche.

Voici en tableau quelques exemples de pÃ©riodes trÃ¨s-diverses.

NOMS DES Ã TOILES. PÃ RIODES. VARIATIONS de grandeurs.

Î² de PersÃ©e 2 j. 20 h. 48 m. 2e Ã 4e Î¿ de la Baleine 334 j. 2e Ã 0 Ï du Cygne 404 j. 5e Ã 11e 34e du Cygne 18 ans. 6e Ã 0 Î² de la Lyre 6 j. 9 h. 3e, 4e, 5e. Î² d'Hercule 60 j. 6h. 3e Ã 4e

Ã toiles temporaires.

=47.= On nomme ainsi des Ã©toiles qui, aprÃ¨s avoir brillÃ© d'un Ã©clat trÃ¨s-vif, ont complÃ¨tement disparu du ciel; quelques-unes ont apparu tout d'un coup avec un Ã©clat extraordinaire, et, aprÃ¨s une courte existence, se sont Ã©teintes sans laisser de traces.

On peut citer d'abord celle dont l'apparition soudaine, puis la disparition, fixÃ¨rent l'attention d'Hipparque, 128 ans avant JÃ©sus-Christ, et lui firent entreprendre le catalogue d'Ã©toiles le plus anciennement connu.

L'une des Ã©toiles temporaires les plus remarquables et les mieux Ã©tudiÃ©es est celle de 1572. Son apparition fut si soudaine que le cÃ©lÃ¨bre astronome Tycho BrahÃ©, quand il la vit pour la premiÃ¨re fois, n'en pouvait croire ses yeux, et sortit de son observatoire pour demander aux passants s'ils la voyaient comme lui. L'Ã©clat de cette nouvelle Ã©toile surpassait celui de Sirius et de Jupiter; il Ã©tait comparable Ã celui de VÃ©nus quand elle est le plus prÃ¨s possible de la terre; on la voyait dans le jour, et mÃªme en plein midi, quand le ciel Ã©tait pur. En dÃ©cembre de la mÃªme annÃ©e, elle commenÃ§a Ã dÃ©croÃ®tre. Jusque-lÃ elle Ã©tait blanche; en janvier 1572, elle Ã©tait jaunÃ¢tre, puis elle passa au rougeÃ¢tre d'AldÃ©baran, puis au rouge de Mars; enfin elle devint blanche, d'un Ã©clat mat comme Saturne. En janvier 1574, elle Ã©tait de 5e grandeur, et finit par disparaÃ®tre en mars de la mÃªme annÃ©e. Cette Ã©toile Ã©tait dans CassiopÃ©e.

C'Ã©tait bien une Ã©toile, car elle conserva constamment la mÃªme place par rapport aux Ã©toiles; sa distance Ã la terre ne parut pas moindre que la leur.

En 1604, une Ã©toile temporaire, plus brillante que Sirius, fut observÃ©e par Kepler dans le serpentaire.

Antelme, en 1670, dÃ©couvrit dans la tÃªte du Cygne une Ã©toile de 3e grandeur, qui devint ensuite complÃ¨tement invisible, se montra de nouveau, et, aprÃ¨s avoir Ã©prouvÃ© en 2 ans de singuliÃ¨res variations de lumiÃ¨re, finit par disparaÃ®tre de nouveau et n'a jamais Ã©tÃ© revue depuis.

Quand on fait une revue attentive du ciel en le comparant aux anciens catalogues, on trouve que nombre d'Ã©toiles manquent. Lalande a marquÃ© dans le catalogue de Flamsteed plus de cent Ã©toiles perdues. Ce mÃ©compte doit probablement quelquefois Ãªtre attribuÃ© Ã des erreurs de catalogues; mais il est certain que plusieurs Ã©toiles observÃ©es antÃ©rieurement ont disparu du ciel.

Des Ã©toiles doubles.

=48.= On nomme _Ã©toiles multiples_ des Ã©toiles qui, simples Ã l'Å il nu ou quand on les observe avec des instruments d'une mÃ©diocre puissance, se rÃ©solvent en 2, 3 et mÃªme plus de 3 Ã©toiles, quand on les examine avec des lunettes d'un fort grossissement. Nous ne parlerons que des Ã©toiles doubles qui se rÃ©solvent seulement en deux Ã©toiles; ce sont les plus nombreuses parmi les Ã©toiles multiples.

La distance angulaire qui sÃ©pare deux Ã©toiles peut, par deux causes diffÃ©rentes, Ãªtre assez petite pour qu'elles se confondent Ã l'Å il nu. Elles peuvent se trouver Ã trÃ¨s-peu prÃ¨s sur la direction du mÃªme rayon visuel, _issu de la terre_, bien que rÃ©ellement trÃ¨s-distantes l'une de l'autre, et alors on ne les regarde pas comme de vÃ©ritables Ã©toiles doubles; ce sont des couples _optiques_. Ou bien elles sont rÃ©ellement voisines l'une de l'autre et Ã mÃªme distance de la terre; ce sont les vÃ©ritables Ã©toiles doubles.

EXEMPLES. La belle Ã©toile Castor, des GÃ©meaux, fortement grossie, est formÃ©e de deux Ã©toiles de 3e ou de 4e grandeur.

Ï et Î· de la Couronne sont 2 Ã©toiles doubles.

Il en est de mÃªme de l'Ã©toile Î¾, de la queue de la grande Ourse.

La 61e du Cygne est formÃ©e de deux Ã©toiles Ã peu prÃ¨s Ã©gales, distantes l'une de l'autre d'environ 15".

Nous citerons encore l'Ã©toile Î³ de la Vierge.

On connaÃ®t maintenant un grand nombre d'Ã©toiles doubles, plusieurs milliers, lesquelles ont Ã©tÃ© distribuÃ©es en 4 classes, suivant la grandeur de la distance angulaire des deux Ã©toiles de chaque systÃ¨me.

Les deux Ã©toiles d'un mÃªme systÃ¨me binaire changent quelquefois de position l'une par rapport Ã l'autre. La plus petite tourne autour de la plus grande; ce mouvement paraÃ®t _elliptique_ et soumis aux mÃªmes lois que celui des planÃ¨tes autour du soleil (Lois de KÃ©pler). On constate ainsi que les lois de la gravitation universelle s'Ã©tendent jusqu'aux Ã©toiles.

Lorsque les deux Ã©toiles d'un groupe sont trÃ¨s-dissemblables, on dÃ©signe quelquefois la plus petite par le nom d'Ã©toile satellite.

M. Struve, astronome russe, a constatÃ© ce mouvement rÃ©volutif pour 58 Ã©toiles doubles; il l'a trouvÃ© probable pour 39 autres. Des observations continuÃ©es depuis qu'on a soupÃ§onnÃ© ces rÃ©volutions ont permis de dÃ©terminer la durÃ©e de quelques-unes.

Voici les Ã©lÃ©ments des systÃ¨mes binaires les mieux Ã©tudiÃ©s (d'aprÃ¨s M. Faye):

NOM DE L'Ã TOILE DOUBLE. GRANDEUR DEMI-GRAND _DURÃ E_ des axe de la deux Ã©toiles. de l'ellipse rÃ©volution dÃ©crite

Î¾ de l'Ourse 4e et 5e 2",44 61 ans, 6 Ï· d'Ophiucus 5e et 6e 4",97 92 ans, 3 Î¶ d'Hercule 3e et 6e 1",25 36 ans, 4 Î· de la Couronne 5e et 6e 1",11 66 ans, 3 Î³ de la Vierge 3e et 3e 3",45 153 ans, 8 Î± du Centaure 1re et 2e 12",13 78 ans, 5

Ã toiles colorÃ©es.

=49.= Les Ã©toiles sont blanches pour la plupart, mais il y en a de colorÃ©es. Parmi les Ã©toiles colorÃ©es, les Ã©toiles rougeÃ¢tres sont en majoritÃ©; telles sont Î± d'Orion, Arcturus et AldÃ©baran. Puis viennent les Ã©toiles jaunes, _la ChÃ¨vre_ et Î± de _l'Aigle_. AntarÃ¨s du Scorpion est rouge et a la forme d'un Î». Parmi les Ã©toiles d'un moindre Ã©clat, on en trouve de vertes et de bleues; il y a dans l'hÃ©misphÃ¨re austral un espace de 3' 3" oÃ¹ toutes les Ã©toiles sont bleuÃ¢tres.

Sirius, qui parut rouge aux anciens, nous paraÃ®t blanche depuis des siÃ¨cles[19].

[Note 19: En gÃ©nÃ©ral ces colorations si diverses ne sont pas trÃ¨s-tranchÃ©es, et la planÃ¨te Mars est d'un rouge bien plus sensible que celui des Ã©toiles rougeatres indiquÃ©es.]

Le catalogue des Ã©toiles doubles prÃ©sente la plupart de ces groupes comme composÃ©s chacun de deux Ã©toiles diversement colorÃ©es. En gÃ©nÃ©ral les deux nuances sont complÃ©mentaires (on appelle ainsi deux nuances qui, fondues ensemble, donnent Ã l'Å il la sensation de la lumiÃ¨re blanche). Ainsi, quand l'une est rouge, ou orange, ou cramoisie, l'autre est verte, ou bleue, ou vert foncÃ©. Il peut arriver que la coloration de la petite Ã©toile en vert ou en bleu soit un effet de contraste.

Lorsque l'Å il est affectÃ© d'une maniÃ¨re trÃ¨s-vive, par la lumiÃ¨re rouge, par exemple, une autre lumiÃ¨re qui, vue sÃ©parÃ©ment, nous paraÃ®trait blanche, nous semble verte. Dans Î± du Cancer, l'une des Ã©toiles est jaune et l'autre bleue; dans Î³ d'AndromÃ¨de, l'une est orange, l'autre verte. Quelquefois des deux Ã©toiles la plus grande est blanche et la plus petite nÃ©anmoins est colorÃ©e. Dans Î´ d'Orion, la plus grande est blanche et l'autre d'un rouge prononcÃ©. Dans Î± du BÃ©lier, la plus grande est blanche et l'autre bleue. Il en est de mÃªme dans Î² de la Lyre.

=50.= LUMIÃ RE DES Ã TOILES. Les Ã©toiles sont certainement lumineuses par elles-mÃªmes; quels seraient les corps lumineux assez rapprochÃ©s d'elles pour qu'elles en tirassent leur Ã©clat? On doit donc les considÃ©rer comme autant de soleils, qui peut-Ãªtre Ã©chauffent et vivifient des systÃ¨mes planÃ©taires analogues au nÃ´tre et invisibles pour nous. Le soleil lui-mÃªme ne parait Ãªtre qu'une Ã©toile plus rapprochÃ©e de nous que les autres.

DIMENSIONS DES Ã TOILES. Les dimensions des Ã©toiles sont complÃ¨tement inapprÃ©ciables. Plus les lunettes, Ã l'aide desquelles on les observe, sont puissantes, plus leur diamÃ¨tre apparent est petit. Eu Ã©gard aux distances qui nous sÃ©parent des Ã©toiles (nÂº 54), si l'une d'elles avait seulement un diamÃ¨tre apparent bien constatÃ© de 1", elle serait au moins un million de fois plus grosse que le soleil.

SCINTILLATION SES Ã TOILES. Quand on regarde Ã l'Å il nu une Ã©toile brillante comme _Sirius_, _Wega_, etc., on remarque dans sa lumiÃ¨re un tremblement auquel on a donnÃ© le nom de _scintillation_.

Â«_La scintillation_, dit M. Arago, consiste en changements d'Ã©clats trÃ¨ssouvent renouvelÃ©s. Les changements sont ordinairement accompagnÃ©s de variations de couleur et de quelques effets secondaires, consÃ©quences immÃ©diates de toute augmentation ou diminution d'intensitÃ©, tels que des altÃ©rations considÃ©rables dans le diamÃ¨tre apparent des astres, etc.Â»

Les observateurs sont, en gÃ©nÃ©ral, d'accord pour dire que les planÃ¨tes elles-mÃªmes scintillent comme les Ã©toiles; cependant la scintillation de Saturne est fort difficile Ã saisir.

Distances immenses des Ã©toiles Ã la terre.

=51.= La plus petite des distances des Ã©toiles Ã la terre surpasse 206265 fois 38000000 lieues (7838070 millions de lieues). Ou bien, en prenant pour terme de comparaison la vitesse de la lumiÃ¨re, qui parcourt 77000 lieues par seconde, on peut dire que la lumiÃ¨re de l'Ã©toile la plus voisine de la terre met plus de 3 ans Ã nous parvenir. C'est lÃ un fait mathÃ©matiquement dÃ©montrÃ©, comme nous l'expliquerons plus loin.

Voici les seules distances que l'on ait pu jusqu'ici mesurer avec quelque prÃ©cision; elles surpassent notablement le minimum prÃ©cÃ©dent.

NOMS DES Ã TOILES. DISTANCES TEMPS en millions que met la lumiÃ¨re de lieues. Ã venir de l'Ã©toile.

Î± du Centaure 8 603 200 3 ans,2 61e du Cygne 22 735 400 9 ans,43 Î± de la Lyre 29 852 800 12 ans,57 Sirius 52 174 000 21 ans,67 Ï_ de la Grande Ourse. 58 934 200 24 ans,80 Arcturus 61 712 000 25 ans,98 La Polaire 73 948 000 31 ans,13 La ChÃ¨vre 170 392 000 71 ans,74

Comme on le voit, les Ã©toiles sont immensÃ©ment Ã©loignÃ©es de la terre; il y a de bien plus grandes distances que celles que nous citons. Il rÃ©sulte, en effet, de l'ensemble des observations astronomiques, que, dans la quantitÃ© innombrable des Ã©toiles visibles au tÃ©lescope, il y en a trÃ¨s-probablement dont la lumiÃ¨re met plusieurs milliers d'annÃ©es Ã nous parvenir.

Nous allons essayer d'expliquer succinctement comment on a pu fixer avec certitude le minimum que nous avons citÃ© en commenÃ§ant, et dÃ©terminer les distances inscrites dans le tableau.

[Illustration: 051, Fig. 27.]

La distance d'un astre Ã la terre se mesure Ã l'aide de sa _parallaxe_ quand celle-ci peut Ãªtre dÃ©terminÃ©e. Supposons que l'observateur occupe successivement dans l'espace les positions A et B (_fig._ 27); la parallaxe d'une Ã©toile _e_ est l'angle A_e_B sous lequel serait vue de l'Ã©toile la droite AB qui joint les deux stations. Cet angle A_e_B est la diffÃ©rence des angles _e_BX, _e_AX que forment les rayons visuels avec la direction ABX de la base. Si les stations A et B sont deux points de la surface terrestre, quelle que soit leur distance, il est impossible de trouver la moindre diffÃ©rence entre les angles _e_AX, _e_BX; leur diffÃ©rence A_e_B n'est pas apprÃ©ciable avec nos instruments. Ne pouvant trouver aucune parallaxe en se dÃ©plaÃ§ant sur la terre, on a profitÃ© de ce que la terre change elle-mÃªme de position dans l'espace en tournant autour du soleil. Elle parcourt, dans ce mouvement, une orbite elliptique dont le grand axe a 76000000 lieues de longueur; un astronome peut donc, Ã six mois d'intervalle, observer les Ã©toiles de deux stations. A et B, distantes l'une de l'autre de 76000000 lieues de 4 kilomÃ¨tres.

On donne le nom de parallaxe _annuelle_ d'une Ã©toile Ã l'angle sous lequel serait vu de cette Ã©toile le demi-grand axe de l'orbite elliptique que dÃ©crit la terre autour du soleil. Il est facile de voir que si la parallaxe annuelle atteignait pour une Ã©toile la valeur de 1", la distance de cette Ã©toile Ã la terre ne serait pas moindre que 206265 fois 38000000 lieues, prÃ¨s de 8 millions de millions de lieues (783807000000)[20]. Or il n'existe pas d'Ã©toiles ayant une parallaxe de cette grandeur; la plus petite des

distances des Ã©toiles Ã la terre est donc supÃ©rieure Ã 206265 fois 38000000 lieues. La lumiÃ¨re parcourant 77000 lieues par seconde, il suffit de diviser 783807000000 par 77000, pour avoir, en secondes, le minimum du temps que met Ã nous parvenir la lumiÃ¨re d'une Ã©toile quelconque. C'est ce minimum que nous avons citÃ© en commenÃ§ant.

[Illustration: 052, Fig. 27bis.]

[Note 20: L'angle _e_ (_fig._ 27 _bis_), Ã©tant 1" ou une fraction de seconde, on peut, sans erreur relativement sensible, regarder la ligne AB comme confondue avec le petit arc, au plus Ã©gal Ã 1", dont elle est la corde, et qui, dÃ©crit de _e_ comme centre avec le rayon _e_A = _e_B, mesure l'angle A_e_B. Or il y a dans la circonfÃ©rence entiÃ¨re, circ _e_A = 2Ï€Â·_e_A, 1296000 arcs de 1", tels que AB; 1296000 AB = 2Ï€Â·_e_A; d'oÃ¹ on dÃ©duit _e_A = 1296000/2Ï€ AB; or, 1296000/2Ï€ = 206265, Ã moins d'une unitÃ©: donc si la ligne AB = 38000000 lieues, et l'angle A_e_B = 1", la distance _e_A = 206205 Ã 38000000 lieues.

Si la parallaxe A_e_B est seulement une fraction de seconde, 0",35, par exemple, la distance _e_A sera plus grande. La circonfÃ©rence qui contient 1296000", contient 129600000 fois 0",01, et 129600000/35 fois 0",35; d'oÃ¹ l'Ã©galitÃ© 129600000/35 AB = 2Ï€Â·_e_A, de laquelle on dÃ©duirait _e_A.]

M. Bessel est parvenu le premier Ã trouver une parallaxe annuelle pour la 61e du Cygne; cette parallaxe est de 0",35. Connaissant cette parallaxe 0",35, on en dÃ©duit, par des considÃ©rations gÃ©omÃ©triques trÃ¨s-simples (indiquÃ©es dans la note ci-dessous), la distance de cette Ã©toile Ã la terre, qui est 589300 fois 38 millions de lieues.

On a calculÃ© depuis les parallaxes annuelles des 7 autres Ã©toiles indiquÃ©es dans notre tableau.

Voici par ordre les parallaxes des 8 Ã©toiles dÃ©signÃ©es:

0",91; 0",33; 0",26; 0",15; 0",133; 0",127; 0",106; 0",046.

Ces parallaxes ont servi, comme celle de la 61e du Cygne, Ã calculer les distances consignÃ©es dans le tableau de la page 45.

NÃ BULEUSES. VOIE LACTÃ E.

=52.= NÃ BULEUSES. Dans la partie du ciel la moins riche en Ã©toiles, on remarque des taches blanchÃ¢tres et des amas d'Ã©toiles qui paraissent isolÃ©s. Ex.: Les PlÃ©iades, amas confus d'Ã©toiles indistinctes pour une courte vue, offrent nÃ©anmoins Ã une bonne vue 6, 7, et mÃªme un plus grand nombre d'Ã©toiles distinctes, mais trÃ¨s-rapprochÃ©es; les tÃ©lescopes y font voir de 50 Ã 60 belles

Ã©toiles, accumulÃ©es dans un trÃ¨s-mÃ©diocre espace, et comparativement isolÃ©es du reste du ciel. La constellation que l'on nomme la chevelure de BÃ©rÃ©nice, est un autre groupe du mÃªme genre, plus diffus et formÃ© d'Ã©toiles plus brillantes. Dans la constellation du Cancer se trouve une tache lumineuse, amas confus d'Ã©toiles analogue aux prÃ©cÃ©dents, mais moins distinct Ã la vue simple, et qui demande une lunette mÃ©diocre pour Ãªtre rÃ©solu en Ã©toiles. Une autre tache du mÃªme genre, mais qui demande une meilleure lunette pour la sÃ©paration des Ã©toiles, se voit sur la poignÃ©e de l'Ã©pÃ©e de PersÃ©e. _Ce sont lÃ des nÃ©buleuses rÃ©solues._

On donne le nom de _nÃ©buleuses_ Ã des taches blanchÃ¢tres de formes trÃ¨s-variÃ©es que l'on remarque Ã§Ã et lÃ dans les parties du ciel les moins riches en Ã©toiles. Les nÃ©buleuses se distinguent en _nÃ©buleuses rÃ©solues_ et en _nÃ©buleuses non rÃ©solues_.

=53.= Les nÃ©buleuses rÃ©solues sont celles qui, examinÃ©es au tÃ©lescope, se sont rÃ©solues en un nombre plus ou moins grand d'Ã©toiles distinctes, mais trÃ¨s-rapprochÃ©es; nous venons d'en citer des exemples. Il y a beaucoup de nÃ©buleuses rÃ©solues, autres que les prÃ©cÃ©dentes, et qui l'ont Ã©tÃ© avec des tÃ©lescopes d'un pouvoir de plus en plus grand.

Un grand nombre de nÃ©buleuses rÃ©solues ont la forme circulaire, mais cette forme n'est qu'apparente; une Ã©tude attentive porte Ã croire que la forme rÃ©elle est celle d'un globe rempli du petites Ã©toiles gÃ©nÃ©ralement trÃ¨s-nettement terminÃ©es. L'Ã©clat de ce globe diminue rapidement Ã partir du centre; mais Ã une certaine distance du centre, il ne diminue plus sensiblement. Il paraÃ®t y avoir lÃ une sorte de condensation, due probablement Ã une attraction de ces Ã©toiles vers le centre de la nÃ©buleuse. Ces nÃ©buleuses sont trÃ¨s-riches en Ã©toiles; ainsi, dans une seule nÃ©buleuse de 10' de diamÃ¨tre, c'est-Ã -dire dans une Ã©tendue Ã©gale Ã environ la 10e partie du disque du soleil, on a aperÃ§u jusqu'Ã 20000 Ã©toiles. Une des plus belles nÃ©buleuses rÃ©solues se voit entre Î· et Î¾ d'Hercule; elle est visible Ã l'Å il nu.

Quelques nÃ©buleuses sont perforÃ©es en forme d'anneaux; d'autres ont la forme de spirales. On en voit une perforÃ©e entre Î² et Î³ de la Lyre; une autre Ã la place mÃªme oÃ¹ est Î· d'Argo, qui en occupe le milieu. On remarque une nÃ©buleuse en spirale trÃ¨s-prÃ¨s de Î· de la grande Ourse; une autre se trouve prÃ¨s de la chevelure de BÃ©rÃ©nice.

Il y a des nÃ©buleuses qui paraissent liÃ©es entre elles comme des Ã©toiles doubles.

Les nÃ©buleuses ne sont pas uniformÃ©ment rÃ©pandues dans, le ciel; elles y forment des couches plus ou moins Ã©tendues. On remarque une de ces couches trÃ¨s-large dans la rÃ©gion du ciel oÃ¹ se trouvent la grande Ourse, CassiopÃ©e, la Vierge. Dans l'hÃ©misphÃ¨re austral, il y a deux espaces trÃ¨s-riches en nÃ©buleuses: le petit nuage et le grand nuage de Magellan.

Les espaces cÃ©lestes les plus riches en nÃ©buleuses sont les plus pauvres en Ã©toiles. Ainsi, dans le corps du Scorpion, il y a un trou de 4Â° de large sur lequel il n'y a pas d'Ã©toiles; mais au bord on aperÃ§oit une nÃ©buleuse. Il semble que les Ã©toiles se soient rapprochÃ©es, et que cette nÃ©buleuse se soit formÃ©e des Ã©toiles qui se trouvaient dans cet espace.

=54.= _Les nÃ©buleuses non rÃ©solues_ ne prÃ©sentent au tÃ©lescope que des taches blanchÃ¢tres, souvent mal terminÃ©es et de forme irrÃ©guliÃ¨re, quelquefois trÃ¨s-grandes; on en cite une de 4Â°,9. Il y en a qui offrent l'aspect de nuages tourmentÃ©s par le vent. D'autres, en petit nombre, ont l'apparence d'un disque ovale, assez bien terminÃ©, d'un Ã©clat uniforme; on appelle celles-lÃ des nÃ©buleuses _planÃ©taires_[21]. D'autres offrent l'aspect d'un Ã©toile pÃ¢le et voilÃ©e; on les nomme nÃ©buleuses _stellaires_, ou _Ã©toiles nÃ©buleuses_. Il y en a qui, Ã l'Å il nu, offrent l'aspect d'une Ã©toile ordinaire, mais qui, au tÃ©lescope, paraissent entourÃ©es d'une enveloppe sphÃ©rique lumineuse. Enfin, entre Î± et Î² de la Lyre, il y a une nÃ©buleuse qui a la forme d'un anneau.

[Note 21: Il y en a une dans le voisinage de l'Ã©toile Î½ du Verseau qui a un diamÃ¨tre de 20". Ces nÃ©buleuses planÃ©taires, eu Ã©gard Ã leurs distances, doivent avoir des dimensions Ã©normes et des diamÃ¨tres plus grands que plusieurs fois la distance du soleil Ã la terre. Parmi ces nÃ©buleuses, il y en a trois au moins d'une couleur bleuÃ¢tre. Quelques-unes prÃ©sentent au centre une Ã©toile trÃ¨s-brillante; d'autres, lÃ©gÃ¨rement aplaties, prÃ©sentent au centre une Ã©toile double.]

Ce qui est arrivÃ© Ã l'Ã©gard des nÃ©buleuses successivement rÃ©solues, Ã l'aide d'instruments de plus en plus puissants, porte Ã croire que la diffÃ©rence entre les nÃ©buleuses rÃ©solues et les nÃ©buleuses non rÃ©solues, ne dÃ©pend que de la plus ou moins grande puissance des tÃ©lescopes. S'il en est ainsi, les nÃ©buleuses non rÃ©solues seraient, eu Ã©gard Ã la faible intensitÃ© de leur lumiÃ¨re, des amas d'Ã©toiles tellement Ã©loignÃ©es de nous que leur lumiÃ¨re mettrait un certain nombre de milliers d'annÃ©es Ã nous parvenir.

=55.= VOIE LACTÃ E. La voie lactÃ©e est une immense ceinture lumineuse, blanchÃ¢tre, qui fait le tour du ciel, Ã peu prÃ¨s suivant un grand cercle, en passant par le Cygne, CassiopÃ©e, PersÃ©e, le Cocher, les GÃ©meaux, la Licorne, etc. (V. le planisphÃ¨re). Cette zone blanchÃ¢tre se bifurque Ã peu prÃ¨s vers l'Ã©toile Î± du Cygne,

sous un angle aigu; les deux branches restent sÃ©parÃ©es pendant 120Â° environ, et vont se rÃ©unir dans l'hÃ©misphÃ¨re austral. Vue au tÃ©lescope, la voie lactÃ©e se rÃ©sout en Ã©toiles amoncelÃ©es par millions; elle fait l'effet d'une poussiÃ¨re d'Ã©toiles rÃ©pandue sur le noir du firmament.

=56.= Herschell ayant eu l'idÃ©e, suivant son expression, de jauger le ciel, c'est-Ã -dire de comparer la richesse en Ã©toiles des diffÃ©rentes parties de la sphÃ¨re cÃ©leste, reconnut qu'Ã mesure qu'on approche de la voie lactÃ©e, le nombre des Ã©toiles tÃ©lescopiques augmente. Avec un tÃ©lescope embrassant sur la sphÃ¨re cÃ©leste un cercle de 15' de diamÃ¨tre, environ le quart du disque du soleil, les rÃ©gions les plus pauvres en Ã©toiles lui en montraient _Ã la fois_ 5, 4,.....1 ou pas du tout, et les rÃ©gions les plus riches 200, 300,..... jusqu'Ã 588 Ã©toiles; dans ces derniÃ¨res, il voyait ainsi passer sous ses yeux, en un quart d'heure, jusqu'Ã 116000 Ã©toiles.

=57.= Cette Ã©tude comparative de la voie lactÃ©e et des autres parties du ciel, jointe Ã l'observation des nÃ©buleuses, a conduit les astronomes Ã cette conclusion trÃ¨s-probable: Les Ã©toiles ne sont pas uniformÃ©ment rÃ©pandues dans le ciel; elles y forment des groupes analogues Ã ceux que nous avons dÃ©signÃ©s sous le nom de _nÃ©buleuses rÃ©solues_. Toutes les Ã©toiles de la voie lactÃ©e, avec celles que nous voyons isolÃ©ment autour de nous, composent ensemble un de ces groupes, au milieu duquel se trouve notre soleil avec la terre et les planÃ¨tes; ce groupe est notre nÃ©buleuse.

Les apparences que nous prÃ©sente la voie lactÃ©e s'expliquent, en effet, assez bien, si on admet que nous nous trouvons au milieu d'une nÃ©buleuse ayant Ã peu prÃ¨s la forme suivante:

FORME DE NOTRE NÃ BULEUSE. C'est une couche ou strate d'Ã©toiles trÃ¨s-peu Ã©paisse, terminÃ©e par deux surfaces planes et parallÃ¨les, excessivement Ã©tendues dans tous les sens. Cette couche se bifurque d'un cÃ´tÃ©, c'est-Ã -dire se sÃ©pare en deux couches semblables, formant Ã l'intÃ©rieur un angle trÃ¨s-aigu, et lÃ©gÃ¨rement inclinÃ©es Ã l'extÃ©rieur sur la couche principale qu'elles continuent respectivement. Le soleil, avec la terre et les planÃ¨tes, se trouve au milieu de la couche principale, c'est-Ã -dire Ã Ã©gale distance de ses faces parallÃ¨les, tout prÃ¨s de l'endroit oÃ¹ cette couche se sÃ©pare en deux[22].

[Note 22: Pour plus de prÃ©cision, nous pourrions dire que chacune des faces extÃ©rieures de notre nÃ©buleuse nous fait l'effet d'un cercle de la sphÃ¨re cÃ©leste divisÃ© en deux parties inÃ©gales par le cÃ´tÃ© d'un triangle Ã©quilatÃ©ral inscrit, et dont la plus petite partie continuerait la grande, mais avec une lÃ©gÃ¨re inflexion.]

[Illustration: 056, Fig.28]

Voici une coupe de notre nÃ©buleuse, faite par un plan perpendiculaire au milieu de la ligne Ã partir de laquelle a lieu la bifurcation. Le soleil, avec la terre, est en S, tout prÃ¨s de cette ligne.

Quand nos regards se dirigent vers l'une des faces parallÃ¨les, notre ligne de visÃ©e sortant presque aussitÃ´t de la couche, nous voyons fort peu d'Ã©toiles dans cette direction. Si, au contraire, nos regards se portent autour de nous, _dans des directions parallÃ¨les Ã ces surfaces_, nos lignes de visÃ©e se prolongeant dans la couche elle-mÃªme, nous voyons Ã la fois une multitude d'Ã©toiles. Ces Ã©toiles, en se projetant en masse sur la sphÃ¨re cÃ©leste, nous offrent l'aspect de cette ceinture lumineuse Ã laquelle on a donnÃ© le nom de _voie lactÃ©e_.

Comme nous voyons des Ã©toiles en grand nombre, dans le sens des surfaces terminatrices, aussi loin que notre vue peut porter, mÃªme Ã l'aide de tÃ©lescopes, nous regardons ces surfaces comme traversant la sphÃ¨re cÃ©leste en entier, dans tous les sens; elles nous font ainsi l'effet de grands cercles d'une immense Ã©tendue. Mais sortons, par la pensÃ©e, de notre nÃ©buleuse; Ã©loignons-nous-en progressivement, dans une direction Ã peu prÃ¨s perpendiculaire aux surfaces terminatrices, pour gagner, par exemple, une autre nÃ©buleuse. La surface que nous quittons, qui, en rÃ©alitÃ©, est limitÃ©e, et dont le contour n'est probablement pas circulaire, nous paraÃ®tra de plus en plus petite. Quand nous serons arrivÃ©s dans l'autre nÃ©buleuse, la nÃ´tre nous apparaÃ®tra sous le mÃªme aspect que les autres nÃ©buleuses vues de la terre; elle nous fera l'effet d'une tache blanchÃ¢tre et peu Ã©tendue qui, vue au tÃ©lescope, se rÃ©sout en Ã©toiles.

Si les Ã©toiles qui, autour de nous, nous paraissaient d'abord isolÃ©es, composent avec celles de la voie lactÃ©e une nÃ©buleuse analogue aux autres, nous avons eu raison de dire tout Ã l'heure que les Ã©toiles forment dans l'espace des groupes ou amas plus ou moins considÃ©rables, sÃ©parÃ©s les uns des autres par des distances extrÃªmement grandes relativement aux distances qui sÃ©parent les Ã©toiles d'un mÃªme groupe[23].

[Note 23: Nous jugeons de l'immensitÃ© des distances qui sÃ©parent les nÃ©buleuses les unes des autres par la faible lumiÃ¨re que nous envoient les nÃ©buleuses, comparÃ©e Ã celle des Ã©toiles distinctes. A en juger par cet indice, ces distances seraient telles, que la lumiÃ¨re mettrait des milliers d'annÃ©es pour aller d'une nÃ©buleuse Ã une autre.]

=58.= _Mouvement propre des Ã©toiles_. Ainsi que nous l'avons dit ailleurs, on a remarquÃ© dans certaines nÃ©buleuses des indices de condensation des Ã©toiles autour de centres d'attraction intÃ©rieurs. Les Ã©toiles de notre groupe ne seraient-elles pas animÃ©es d'un mouvement analogue; ceci nous conduit Ã parler des mouvements propres des Ã©toiles.

Depuis que les moyens d'observation sont perfectionnÃ©s, on a reconnu en effet que les Ã©toiles ne mÃ©ritent pas rigoureusement le nom de fixes; certaines Ã©toiles ont un mouvement propre angulaire que l'on est parvenu Ã mesurer. Voici quelques exemples:

L'Ã©toile Î± de CassiopÃ©e parcourt annuellement un arc de 3",74. Arcturus, la plus belle Ã©toile du Bouvier, s'avance continuellement vers le midi avec une vitesse de 2",25 par an. Sirius, la Lyre, AldÃ©baran, subissent des dÃ©placements analogues. Les deux Ã©toiles de la 61e du Cygne, Ã©toiles doubles qui, observÃ©es depuis 50 ans, sont toujours restÃ©es Ã la mÃªme distance, 15", l'une de l'autre, ont parcouru ensemble, pendant ce temps, un arc de 4' 23", ou environ 5",3 par an. Vers 1718, les deux Ã©toiles qui composent l'Ã©toile double Î³ de la Vierge Ã©taient sÃ©parÃ©es par une distance de 6 Ã 7", et il suffisait d'un tÃ©lescope passable pour les voir distinctes. Depuis elles se sont constamment rapprochÃ©es de maniÃ¨re Ã ne plus Ãªtre qu'Ã 1" l'une de l'autre; et on ne les voit distinctes qu'Ã l'aide d'un puissant tÃ©lescope. Enfin, tout porte Ã croire que notre soleil, qui n'est qu'une Ã©toile semblable aux autres, se meut avec son cortÃ¨ge de planÃ¨tes, se dirigeant vers une Ã©toile de la constellation d'Hercule.

CHAPITRE II.

DE LA TERRE.

Des phÃ©nomÃ¨nes qui donnent une premiÃ¨re idÃ©e de la forme de la terre.

=59.= La surface de la terre nous apparaÃ®t comme une surface plane d'une grande Ã©tendue sur laquelle le ciel s'appuie comme une voÃ»te. Mais ce n'est lÃ qu'une illusion; les faits suivants, observÃ©s depuis longtemps, dÃ©montrent au contraire que _la terre est un corps rond, isolÃ© de toutes parts_.

1Â° Quand un vaisseau s'Ã©loigne du port, un spectateur placÃ© sur le rivage le voit au bout de quelque temps s'enfoncer sous l'horizon; bientÃ´t le corps du navire ne se voit plus mÃªme avec une lunette, tandis que les mÃ¢ts et les voiles s'aperÃ§oivent distinctement; puis le bas des mÃ¢ts disparaÃ®t Ã©galement, et enfin le haut. Pour revoir le navire, il suffit Ã l'observateur de s'Ã©lever davantage au-dessus du sol; ce sont alors les sommets des mÃ¢ts qui reparaissent les premiers. Les mÃªmes faits ont lieu, mais en ordre inverse, quand un navire revient au port; on voit d'abord le haut des mÃ¢ts, puis le bas, etc.

Les mÃªmes apparences se produisent partout en mer pour un observateur placÃ© sur un navire qui s'Ã©loigne ou se rapproche d'un autre navire.

Ces faits seraient inexplicables, impossibles, si la terre Ã©tait plane; dans ce cas, en effet, le navire serait vu tout entier tant qu'il serait Ã portÃ©e de la vue distincte, et, dans le lointain, ce serait Ã©videmment le corps du navire qui disparaÃ®trait le dernier apparaÃ®trait le premier.

[Illustration: 060, Fig. 29.]

Tout s'explique parfaitement, au contraire, quand on admet la convexitÃ© de la terre. L'observateur ayant l'Å il en O (_fig_. 29), concevons en ce de ce point O une tangente Ã la courbe que dÃ©crit le navire sur la surface de la mer supposÃ©e convexe; soit B le point de contact. Tant que le navire n'a pas dÃ©passÃ© le point B, il est vu tout entier du point O; au delÃ du point B, la partie infÃ©rieure commence Ã devenir invisible; bientÃ´t le corps du navire disparaÃ®t; on ne voit plus que la mÃ¢ture en C; plus loin, en D, une partie des mÃ¢ts seulement; enfin l'observateur ne voit plus rien du navire quand celui-ci est en E. S'il monte alors en O', il revoit le haut des mÃ¢ts.

Les mÃªmes apparences se reproduisent sur le continent, quand on s'Ã©loigne ou qu'on se rapproche d'une tour ou d'une Ã©minence dont on est sÃ©parÃ© par un terrain Ã©tendu et dÃ©couvert. D'ailleurs, si on remarque le peu de pente des fleuves qui se rendent Ã la mer, et ce qui se passe Ã leurs embouchures oÃ¹ la mer montante pÃ©nÃ¨tre Ã une assez grande distance, on en conclura que la surface de chaque continent diffÃ¨re peu de ce que serait la surface continuÃ©e des mers qui le baignent, si les eaux pouvaient s'Ã©tendre librement, et prendre leur position d'Ã©quilibre en pÃ©nÃ©trant ce continent.

2Â° Un autre _indice_ analogue de la convexitÃ© de la terre, c'est qu'en approchant du _pÃ´le nord_, on voit l'Ã©toile polaire de plus en plus Ã©levÃ©e au-dessus de l'horizon, et _vice versa_, quand on descend vers le _sud_.

3Â° _Les voyages autour du monde_ ont prouvÃ© jusqu'Ã l'Ã©vidence que la terre est un corps rond, isolÃ© dans l'espace. Magellan, le premier, quittant le Portugal, vogua vers l'ouest, rencontra l'AmÃ©rique, la cÃ´toya vers le sud jusqu'Ã ce qu'il pÃ»t continuer sa route Ã l'ouest, traversa le dÃ©troit qui porte son nom, entra dans l'ocÃ©an Pacifique, et fut tuÃ© Ã l'Ã®le de ZÃ©bu par les naturels. Son lieutenant voguant toujours Ã l'ouest, doubla le cap de Bonne-EspÃ©rance et aborda en Europe. La terre est donc arrondie dans le sens que nous venons d'indiquer; de nombreux voyages accomplis depuis dans toutes les directions ont prouvÃ© qu'elle l'est dans tous les sens. De plus;

=60.= _La terre est Ã trÃ¨s-peu prÃ¨s sphÃ©rique_. En effet:

1Â° L'ombre portÃ©e par la terre sur la lune dans les Ã©clipses partielles est _toujours_ terminÃ©e _circulairement_; or la gÃ©omÃ©trie nous apprend que cela ne

peut avoir lieu que si la terre est sphÃ©rique.

2Â° Un observateur placÃ© Ã une certaine hauteur au-dessus de la surface de la mer n'en dÃ©couvre qu'une partie, laquelle est terminÃ©e circulairement. S'il est placÃ© au haut d'une tour trÃ¨s-Ã©levÃ©e ou d'une montagne, la partie visible de la surface terrestre lui paraÃ®t Ã©galement bornÃ©e par une courbe circulaire; il en est de mÃªme _en tout lieu_ de la terre. Or la gÃ©omÃ©trie nous apprend encore qu'il n'en peut Ãªtre ainsi que _si la terre est sphÃ©rique_.[24]

[Note 24: On appelle _horizon sensible_ d'un observateur placÃ© Ã une certaine hauteur au-dessus du niveau de la mer la surface conique limitÃ©e circulairement que forment tous les rayons visuels allant Ã la courbe Ã laquÃ©e s'arrÃªte la vue.

On conclut que cette courbe limite est circulaire des observations suivantes:

1Â° Les rayons visuels dirigÃ©s du mÃªme point de vue vers les diffÃ©rents points de cette courbe limite font avec la verticale du lieu d'observation des angles Ã©gaux.

2Â° Si l'observateur s'Ã©lÃ¨ve sur la mÃªme verticale, la courbe limite change: il voit de tous cÃ´tÃ©s plus loin qu'il ne voyait Ã la station infÃ©rieure. Les rayons visuels dirigÃ©s dans tous les sens vers les points de la nouvelle courbe limite font avec la verticale des angles Ã©gaux entre eux; mais ces angles sont moindres que ceux des rayons visuels allant aux points de la courbe prÃ©cÃ©dente.

Ces faits ont Ã©tÃ© observÃ©s des diverses hauteurs auxquelles on a pu s'Ã©lever et Ã tous les endroits de la terre oÃ¹ on a voulu les vÃ©rifier.

En admettant que ce rÃ©sultat continue Ã Ãªtre obtenu par un observateur placÃ© Ã des hauteurs de plus en plus grandes sur une verticale quelconque, ou en conclut la sphÃ©ricitÃ© de la terre. (V. la note Ã la fin du chapitre.)]

=61.= Cependant nous avons dit seulement: _La terre est Ã peu prÃ¨s sphÃ©rique_. C'est qu'en effet, eu Ã©gard Ã ce que l'homme ne peut s'Ã©lever qu'Ã des hauteurs limitÃ©es, et aux erreurs dont peuvent Ãªtre affectÃ©s les rÃ©sultats des observations faites avec nos instruments pour dÃ©terminer la forme des courbes limites dont nous venons de parler, on ne peut pas conclure de ces observations, d'une maniÃ¨re absolue, que la terre est sphÃ©rique; on peut affirmer seulement que sa forme approche de celle d'une sphÃ¨re.

Plus tard, nous dirons comment on a dÃ©terminÃ© d'une maniÃ¨re plus prÃ©cise la forme de la terre en mesurant diffÃ©rents arcs tracÃ©s sur sa surface.

CERCLES PRINCIPAUX; LONGITUDE ET LATITUDE GÃ OGRAPHIQUES.

[Illustration: 062, Fig. 32.]

=62.= Sachant que la terre est un corps rond, isolÃ© dans l'espace, on comprend plus aisÃ©ment qu'elle puisse tourner sur elle-mÃªme, autour d'un de ses diamÃ¨tres comme axe. Ainsi que nous l'avons expliquÃ© prÃ©cÃ©demment, les Ã©toiles doivent nous paraÃ®tre tourner autour du mÃªme axe; la ligne idÃ©ale PP' que nous avons appelÃ©e _axe du monde_, et l'axe de rotation _pp'_ de la terre, sont une seule et mÃªme droite (_fig_. 32)[25]. De plus, la terre n'Ã©tant pour ainsi dire qu'un point dans l'espace, nous pouvons sans inconvÃ©nient regarder son centre comme Ã©tant celui de la sphÃ¨re cÃ©leste.

[Note 25: La droite imaginaire que nous avons appelÃ©e _axe du monde_, dans le chapitre des Ã©toiles, passait par le lieu d'observation; cette ligne n'est, en rÃ©alitÃ©, qu'une parallÃ¨le Ã l'axe de rotation de la terre qui est l'axe vrai. Le mouvement diurne des Ã©toiles, Ã©tudiÃ© par rapport Ã cet axe apparent, est tel que le verrait un observateur placÃ© sur l'axe rÃ©el: la distance dÃ©s deux lignes, qui est au plus Ã©gale au rayon de la terre, Ã©tant d'une petitesse inapprÃ©ciable par rapport aux distances cÃ©lestes, il ne saurait y avoir de diffÃ©rence apprÃ©ciable entre les observations faites par rapport Ã l'une et Ã l'autre lignes, considÃ©rÃ©es comme axes, quand il s'agit de distances angulaires entre des points de la sphÃ¨re cÃ©leste.]

=63.= PÃ´les. On nomme _pÃ´les terrestres_ les deux points _p_, _p'_ oÃ¹ la surface de la terre est rencontrÃ©e par l'axe du monde, autrement dit, l'axe de rotation de la terre. L'un de ces pÃ´les _p_, celui qui est du cÃ´tÃ© du pÃ´le cÃ©leste borÃ©al, s'appelle _pÃ´le borÃ©al_; l'autre _p'_ est le _pÃ´le austral_.

=64.= Ã QUATEUR. On nomme _Ã©quateur terrestre_ le grand cercle d'intersection de la terre par un plan perpendiculaire Ã l'axe _pp'_, menÃ© par le centre. On considÃ¨re l'_Ã©quateur cÃ©leste_ comme dÃ©terminÃ© par le mÃªme plan E'E.

HÃ MISPHÃ RES. L'Ã©quateur divise la terre en deux hÃ©misphÃ¨res, dont l'un, celui qui contient le pÃ´le borÃ©al, s'appelle _hÃ©misphÃ¨re borÃ©al_; l'autre est l'_hÃ©misphÃ¨re austral_.

=65.= PARALLÃ LES. On nomme _parallÃ¨les terrestres_ les petits cercles de la terre parallÃ¨les Ã l'Ã©quateur.

Chaque parallÃ¨le terrestre, _gi_, correspond Ã un parallÃ¨le cÃ©leste GI, qui est l'intersection de la sphÃ¨re cÃ©leste par un cÃ´ne circulaire droit, ayant pour sommet le centre commun, _o_, des deux sphÃ¨res, et pour gÃ©nÃ©ratrices les rayons menÃ©s de ce centre au parallÃ¨le terrestre. L'un de ces cercles est la perspective de l'autre.

=66.= MÃ RIDIEN. On appelle _mÃ©ridien_ d'un lieu _g_ la courbe _pgp'_ (fig. prÃ©cÃ©d.), suivant laquelle la surface de lÃ terre est coupÃ©e par le plan qui passe par la ligne des pÃ´les et le point _g_, limitÃ© Ã cet axe _pp'_.

Dans l'hypothÃ¨se que la terre est exactement sphÃ©rique, le mÃ©ridien d'un lieu _g_ est la _demi_-circonfÃ©rence de grand cercle, _pgp'_, qui passe par la ligne des pÃ´les _pp'_ et le lieu _g_. Le plan de ce mÃ©ridien coupe la sphÃ¨re cÃ©leste suivant un grand cercle PGP' qui est le mÃ©ridien cÃ©leste du lieu.

=67.= La position d'un lieu sur la terre se dÃ©termine au moyen de sa _longitude et de sa latitude gÃ©ographiques_.

[Illustration: 063, Fig. 33.]

LONGITUDE GÃ OGRAPHIQUE. On fait choix d'un mÃ©ridien PAP' (_fig._ 33) qu'on appelle _mÃ©ridien principal_ ou _premier mÃ©ridien_; cela posÃ©, on appelle _longitude_ d'un lieu, S, de la terre, l'angle diÃ¨dre moindre que deux droits que fait le mÃ©ridien PSP' de ce lieu avec le mÃ©ridien principal PAP'; ou ce qui revient au mÃªme, la longitude d'un lieu S est le plus petit des arcs d'Ã©quateur compris entre le mÃ©ridien du lieu et le mÃ©ridien principal; c'est l'arc AB (l'arc mesure l'angle).

La longitude d'un lieu est _occidentale_ ou _orientale_ suivant que l'arc d'Ã©quateur qui la mesure, comptÃ© Ã partir du mÃ©ridien principal, se dirige dans le sens du mouvement diurne, c'est-Ã -dire de _l'est Ã l'ouest_, ou en sens contraire. Exemple:la longitude AB du lieu S est _orientale_; la longitude AE' du lieu N est _occidentale_. L'une ou l'autre longitude varie de 0 Ã 180Â°.

Autrefois tous les pays avaient adoptÃ©, avec _PtolÃ©mÃ©e_, un premier mÃ©ridien unique, qui passe par l'_Ã®le de Fer_, la plus occidentale des Ã®les Canaries; et comme le monde connu ne s'Ã©tendait pas au delÃ vers l'ouest, toutes les longitudes Ã©taient orientales. Aujourd'hui chaque nation a le sien: c'est celui qui passe par le principal observatoire du pays. Pour les FranÃ§ais, c'est le mÃ©ridien de l'Observatoire de Paris; pour les Anglais, c'est le mÃ©ridien de Greenwich, qui est Ã 2Â° 20' 24" ouest de celui de Paris. Il est facile de transformer une longitude anglaise en longitude franÃ§aise, et _vice versa_ (nÂ° 74); mais il vaudrait mieux que tous les peuples s'entendissent pour adopter un premier mÃ©ridien unique.

LATITUDE GÃ OGRAPHIQUE. On appelle _latitude_ d'un lieu S (_fig._ 33) l'angle que fait la verticale OS de ce lieu avec sa projection OB sur l'Ã©quateur; ou, ce qui revient au mÃªme, c'est le nombre de degrÃ©s du plus petit arc de mÃ©ridien, SB, qui va de ce lieu Ã l'Ã©quateur (l'arc mesure l'angle).

La latitude est _borÃ©ale_ ou _australe_ suivant que le lieu est situÃ© sur l'hÃ©misphÃ¨re borÃ©al ou sur l'hÃ©misphÃ¨re austral; elle varie de 0 Ã 90Â°, et se compte Ã partir de l'Ã©quateur dans l'un ou l'autre sens. La latitude SB est borÃ©ale. La longitude et la latitude d'un lieu S dÃ©terminent Ã©videmment sa position sur le globe terrestre. En effet, ce lieu est le point de rencontre du demi-mÃ©ridien PBP' qu'indique la premiÃ¨re, et du parallÃ¨le _a_S_b'_ qu'indique la seconde. Il y a donc

lieu de rÃ©soudre ce problÃ¨me: _Trouver la longitude et la latitude d'un lieu de la terre_.

=68.= DÃ TERMINATION DE LA LATITUDE. _La latitude d'un lieu est prÃ©cisÃ©ment Ã©gale Ã la hauteur du pÃ´le au-dessus de l'horizon de ce lieu._ Il suffit donc de dÃ©terminer cette hauteur comme il a Ã©tÃ© indiquÃ© nÂº 25.

En effet, soit ON (_fig._ 33 _bis_) la verticale du lieu, PEP'E' son mÃ©ridien, E'E la trace de l'Ã©quateur cÃ©leste sur ce mÃ©ridien, HH' la trace de l'horizon rationnel sur le mÃªme plan. La latitude est NE', et la hauteur du pÃ´le PH; or les arcs NE' et PH sont Ã©gaux comme complÃ©ments du mÃªme arc PN.

[Illustration: 065, Fig. 33 _bis_.]

Ex.: _La hauteur_ du pÃ´le, Ã l'_Observatoire_ de Paris, est 48Âº 50' 11"; telle est donc la latitude de Paris Ã cet endroit[26].

[Note 26: La latitude varie de 1" par distance de 30m, 9 comptÃ©e du nord au sud ou _vice versa_, dans le sens du mÃ©ridien. Il faut donc indiquer le point de Paris dont on considÃ¨re la latitude (V. longueur du mÃ¨tre).]

En mer, on ne peut dÃ©terminer la hauteur du pÃ´le comme il a Ã©tÃ© indiquÃ©, faute de pouvoir installer sur le navire un mural ou une lunette mÃ©ridienne. On fait alors usage d'un instrument qu'on appelle _sextant_.

=69.= CALCUL DE LA LONGITUDE. _Pour dÃ©terminer la longitude d'un lieu, il suffit de connaÃ®tre l'heure sidÃ©rale du lieu et celle qu'il est au mÃªme instant sous le premier mÃ©ridien; on convertit la diffÃ©rence de ces heures en degrÃ©s Ã raison de 15Âº par heure; le rÃ©sultat est la longitude cherchÃ©e_ (V. les Remarques, nÂº 70).

[Illustration: 065, Fig. 34.]

Les heures se comptent respectivement aux divers lieux de la terre Ã partir du passage au mÃ©ridien de chaque lieu d'un point dÃ©terminÃ© de la sphÃ¨re cÃ©leste, d'une Ã©toile remarquable, par exemple. Cela posÃ©, soient _p_E'_p'_ (_fig._ 34) le mÃ©ridien principal, _p_B_p'_ le mÃ©ridien d'un lieu quelconque _m_, EBE' l'Ã©quateur cÃ©leste, _ebe'_ le cercle diurne de l'Ã©toile rÃ©gulatrice qui tourne dans le sens _ebe'_. Supposons qu'au mÃªme instant il soit 5 heures au lieu _m_, et 2 heures sous le premier mÃ©ridien _p_E'_p'_. Quand l'Ã©toile rÃ©gulatrice se trouvait en _e'_, il Ã©tait 0h 0m 0s sous le premier mÃ©ridien, et 3 heures au lieu _m_; c'est-Ã -dire qu'en ce moment il y avait 3 heures que l'Ã©toile avait passÃ© en _b_ au mÃ©ridien du lieu _m_; elle a employÃ© ces trois heures Ã parcourir l'arc _be'_, dont le nombre de degrÃ©s est prÃ©cisÃ©ment le mÃªme que celui de la longitude E'B. Mais l'Ã©toile parcourt 360Âº en 24 heures, soit 15Âº par heure; donc l'arc _be'_ = BE'

parcouru en 3 heures est Ã©gal Ã 15Â° Ã 3 (15Â° multipliÃ©s par la diffÃ©rence des heures). C. Q. F. D.

=70.= REMARQUES. _Si c'est l'heure de Paris qu'on retranche de celle du lieu proposÃ©, la longitude trouvÃ©e est orientale_, puisque l'Ã©toile, qui vient de l'_est_, a passÃ© en ce lieu avant d'arriver au premier mÃ©ridien.

Si c'est l'heure du lieu qu'on retranche de celle de Paris, la longitude trouvÃ©e est occidentale, puisque l'Ã©toile venant de l'_est_ passe en ce lieu aprÃ¨s avoir passÃ© Ã Paris.

Si la diffÃ©rence des heures observÃ©es surpassait 12 heures, il faudrait augmenter l'heure la plus faible de 24 heures, et retrancher l'autre heure de la somme. La diffÃ©rence convertie en degrÃ©s est encore la longitude cherchÃ©e; celle-ci est encore _orientale_ ou _occidentale_, suivant que l'heure _soustraite_ est ou n'est pas celle de Paris.

Ex.: L'horloge sidÃ©rale d'un lieu, _m_, marque 3h 24' quand celle de Paris marque 19h 37'; quelle est la longitude du lieu _m_?

3h 24m + 24h = 27h 24m; 27h 24m - 19h 37m = 7h 47m; en convertissant 7h 47m en degrÃ©s, on a la longitude demandÃ©e; cette longitude est _orientale_.

Pour justifier cette derniÃ¨re opÃ©ration, il suffit d'observer que la diffÃ©rence 19h 37m â€ 3h 24m, plus grande que 12 heures, correspond Ã un arc de cercle diurne de l'Ã©toile rÃ©gulatrice plus grand que 180Â°; or la longitude doit Ãªtre au plus Ã©gale Ã 180Â°; la longitude cherchÃ©e est donc le complÃ©ment de cet arc Ã _une circonfÃ©rence_; ou, ce qui revient au mÃªme, c'est le complÃ©ment Ã 24h de la diffÃ©rence ci-dessus qu'il faut convertir en degrÃ©s; 24h - 19h 37' - 3h 24 = 24h + 3h 24 - 19h 37m. C'est la soustraction que nous avons prescrite et opÃ©rÃ©e.

=71.= Le calcul d'une longitude se rÃ©duit donc, en dÃ©finitive Ã la rÃ©solution de ce problÃ¨me: _Trouver les heures que marquent au mÃªme instant les horloges sidÃ©rales de deux lieux diffÃ©rents, rÃ©glÃ©es sur la mÃªme Ã©toile?_[27] Il y a pour cela diverses mÃ©thodes.

[Note 27: Au lieu d'horloges sidÃ©rales, on peut se servir d'horloges bien rÃ©glÃ©es sur le temps moyen (V. le temps moyen).]

=72.= 1Â° MÃ THODE DU CHRONOMÃ TRE. Un observateur transporte, de Paris au lieu dont on veut avoir la longitude, un chronomÃ¨tre ou horloge sidÃ©rale portative, rÃ©glÃ© Ã l'Observatoire de Paris de maniÃ¨re Ã marquer oh om os Ã l'instant oÃ¹ une certaine Ã©toile remarquable passe au premier mÃ©ridien. Il lui suffit de comparer sur place l'heure du chronomÃ¨tre Ã celle d'une horloge sidÃ©rale marquant oh om os Ã l'instant oÃ¹ cette mÃªme Ã©toile passe au mÃ©ridien du lieu.

S'il n'y avait pas en ce lieu d'horloge sidÃ©rale, _en mer_ par exemple, on y dÃ©terminerait l'heure du lieu par des observations astronomiques; l'heure marquÃ©e en ce moment par le chronomÃ¨tre ferait connaÃ®tre la diffÃ©rence des heures sidÃ©rales de Paris et du lieu.

=73.= 2Â° MÃ THODE DU TÃ LÃ GRAPHE Ã LECTRIQUE. L'admirable et rÃ©cente invention du tÃ©lÃ©graphe Ã©lectrique donne le moyen de rÃ©soudre la question qui nous occupe pour deux lieux mis en communication par un fil Ã©lectrique. Ã l'instant d'un signal transmis, deux observateurs regardent les horloges sidÃ©rales de ces lieux, rÃ©glÃ©es sur la mÃªme Ã©toile, puis se communiquent respectivement les heures observÃ©es. La transmission du signal pouvant Ãªtre regardÃ©e comme instantanÃ©e, ces heures correspondent au mÃªme moment.

=74.= 3Â° SIGNAUX DE FEU. Avant la dÃ©couverte du tÃ©lÃ©graphe Ã©lectrique, Cassini avait employÃ© la mÃ©thode des signaux de feu, qui peut encore Ãªtre employÃ©e Ã dÃ©faut de fil Ã©lectrique. Deux observateurs, sÃ©parÃ©s par une distance de 20 Ã 30 lieues, munis de chronomÃ¨tres et de lunettes, aperÃ§oivent au mÃªme instant une fusÃ©e lancÃ©e durant la nuit Ã une station intermÃ©diaire; leurs chronomÃ¨tres leur indiquent alors les heures sidÃ©rales de leurs stations respectives.

Cette mÃ©thode peut Ãªtre appliquÃ©e Ã deux lieux, A et B, sÃ©parÃ©s par une distance trop grande pour que le mÃªme feu soit vu Ã la fois de l'un et de l'autre.

C C' C"

â€ â€ â€ â€ â€ â€ â€ â€ â€ â€ â€ .....â€ â€ â€ â€ â€ â€ ..... A A' A" B

On partage la distance AB par les stations intermÃ©diaires A', A", en intervalles tels que chacun rentre dans le cas prÃ©cÃ©dent; des observateurs se placent en A, A', A", B. Un premier signal C se produisant entre A et A', les observateurs y notent leurs heures respectives; supposons qu'il soit alors _h_ heures au lieu A. AprÃ¨s un temps ts que l'observateur en A' peut mesurer, un second, signal C se produit entre A' et A"; on y note les heures. AprÃ¨s un nouveau temps t's que l'observateur en A" peut mesurer, un troisiÃ¨me signal C" se produit entre A" et B; on y note les heures. Supposons qu'il soit alors _h'_ heures au lieu B; l'heure de A au mÃªme instant est Ã©videmment h heures + ts + t's.

=75.= 4Â° EMPLOI DU SEXTANT. On se sert _en mer_, pour la dÃ©termination des longitudes, d'un instrument qu'on appelle _sextant_.

=76.= 5Â° SIGNAUX ASTRONOMIQUES. Certains phÃ©nomÃ¨nes cÃ©lestes, tels que les Ã©clipses des satellites de Jupiter, les occultations d'Ã©toiles par la lune, les distances angulaires de la lune au soleil ou Ã certaines Ã©toiles principales, visibles au mÃªme instant en des points de la terre trÃ¨s-Ã©loignÃ©s les uns des autres, sont d'excellents signaux pouvant servir Ã la dÃ©termination des longitudes. L'heure de chacun de ces phÃ©nomÃ¨nes, en temps de Paris, se trouve dans un livre appelÃ© _la Connaissance des temps_, publiÃ© Ã l'avance par le bureau des Longitudes de France; la diffÃ©rence de cette heure et de celle du lieu au mÃªme instant donne la longitude.

=77.= Au lieu de comparer l'heure d'un lieu Ã celle du premier mÃ©ridien, il est quelquefois plus commode de la comparer Ã celle d'un lieu dont la longitude est dÃ©jÃ connue. On a aussi besoin de convertir la longitude relative Ã un mÃ©ridien en longitude relative Ã un autre mÃ©ridien.

PROBLÃ ME. _Connaissant la longitude_ l _d'un lieu_ G _par rapport au premier mÃ©ridien, et la longitude_ l' _d'un lieu_ B _par rapport au lieu_ G, _trouver la longitude_, x, _du lieu_ B _par rapport au premier mÃ©ridien._

Ex.: _Connaissant la longitude de Greenwich par rapport Ã Paris, convertir une longitude anglaise donnÃ©e en longitude franÃ§aise._

Le second lieu peut avoir par rapport au premier, G, l'une des quatre positions B, B', B", Bâ€´ (_fig._ 35). 1Â° Il a la position B quand les longitudes _l_ et _l"_ sont de mÃªme nom et que leur somme ne dÃ©passe pas 180Â°; alors PB = PG + GB ou _x_ = _l_ + _l'_. 2Â° Il a la position B' quand les longitudes donnÃ©es Ã©tant toujours de mÃªme nom, leur somme PG + GB' dÃ©passe 180Â°; la longitude cherchÃ©e _x_ = PG'B' = 360Â° â€ (_l_ + _l'_); elle est de nom contraire Ã _l_ et Ã _l'_. 3Â° Le second lieu a la position B"; _l_ = PG et _l'_ = GB" sont des longitudes de noms diffÃ©rents; alors la longitude _x_ = GB"-GP = _l'_ â€ _l_ est de mÃªme nom que _l'_. 4Â° Enfin le second lieu Ã©tant Bâ€´, on a _x_ = GP-GBâ€´ = _l_ â€ _l'_, de mÃªme nom que _l_.

[Illustration: 069, Fig. 35.]

=78.= COMMENCEMENT DU MÃ ME JOUR SIDÃ RAL EN DIFFÃ RENTS LIEUX. Le jour d'une date prÃ©cise quelconque, le 19 mai 1856 par exemple, commence d'abord pour les lieux situÃ©s sous le mÃ©ridien PA'P' opposÃ© Ã celui de Paris (_fig._ 33), Ã l'instant oÃ¹ l'Ã©toile rÃ©gulatrice passe Ã ce mÃ©ridien; puis le jour de mÃªme date commence successivement Ã chacun des autres lieux du globe, considÃ©rÃ©s dans le sens A'EAE', au fur et Ã mesure que l'Ã©toile, venant de PA'P', passe au mÃ©ridien de ce lieu.

Imaginons un navire parti d'un port franÃ§ais de l'OcÃ©an, de Brest, par exemple, se dirigeant vers l'ouest; ayant tournÃ© le continent amÃ©ricain, il a continuÃ© Ã

s'avancer vers l'ouest, et vient Ã dÃ©passer le mÃ©ridien PA'P'. Il devra augmenter d'un jour la date du journal du bord, s'il veut Ãªtre d'accord avec les habitants du port oÃ¹ il arrivera postÃ©rieurement. Le contraire aurait lieu si un navire passait ce mÃ©ridien PA'P' en venant de l'ouest.

=79.= PROBLÃ ME. _Trouver la plus courte distance de deux lieux_, S, N _de la terre supposÃ©e sphÃ©rique, connaissant leurs longitudes et leurs latitudes (fig. 33)._ Les arcs PS, PN, menÃ©s du pÃ´le Ã chaque lieu, forment avec l'arc SN un triangle sphÃ©rique dont on connaÃ®t deux cÃ´tÃ©s, PS = 90 â latitude de S, PN = 90Â° â latitude de N (suivant que la latitude considÃ©rÃ©e est borÃ©ale ou australe), et l'angle SPN qui est la somme ou la diffÃ©rence des longitudes, suivant que les longitudes sont de noms diffÃ©rents ou de mÃªme nom. Tout cela se voit Ã l'inspection de la figure; on calculera facilement SN.

Ã TUDE PRÃ CISE DE LA FORME DE LA TERRE. _Valeurs numÃ©riques des degrÃ©s en France, en Laponie, au PÃ©rou; leur allongement quand on va de l'Ã©quateur vers le pÃ´le._

=80.= Pendant longtemps on s'en est tenu Ã premiÃ¨re idÃ©e que donnent de la forme de la terre les phÃ©nomÃ¨nes que nous avons indiquÃ©s au commencement de ce chapitre; jusqu'Ã la fin du XVIIe siÃ¨cle, on a considÃ©rÃ© la terre comme sphÃ©rique, et on s'est seulement occupÃ© d'en dÃ©terminer la grandeur. Dans cette hypothÃ¨se, il suffit Ã©videmment de dÃ©terminer, par des mesures exÃ©cutÃ©es sur la surface mÃªme de la terre, la longueur d'un arc de mÃ©ridien d'un nombre de degrÃ©s connu; de la longueur d'un degrÃ© on dÃ©duit celle de la circonfÃ©rence, et de celle-ci la longueur du rayon.

Diverses mesures ont Ã©tÃ© ainsi exÃ©cutÃ©es, mÃªme dans l'antiquitÃ©[28]. Parmi les modernes, le premier qui essaya de mesurer la longueur d'un degrÃ© fut Fernel, mÃ©decin de Henri II; il se dirigea de Paris vers Amiens, en comptant exactement le nombre des tours de roue de sa voiture; il trouva ainsi pour la longueur du degrÃ©, 57070 toises.

[Note 28: La plus remarquable des mesures exÃ©cutÃ©es dans l'antiquitÃ© est attribuÃ©e Ã Ã ratosthÃ¨ne, Ã la fois gÃ©omÃ¨tre, astronome, et gÃ©ographe, qui vivait 256 ans avant J.-C. Il trouva pour la longueur du degrÃ© 694 stades. On ne connaÃ®t pas prÃ©cisÃ©ment la longueur du stade; cependant on croit ce rÃ©sultat peu Ã©loignÃ© de la vÃ©ritÃ©.]

Mais la premiÃ¨re mesure qui ait Ã©tÃ© obtenue par des mÃ©thodes de prÃ©cision dignes, de toute confiance, est due Ã l'astronome franÃ§ais Picard. Ã tablissant un rÃ©seau gÃ©odÃ©sique entre Paris et Amiens, il trouva pour la longueur du degrÃ©, 57060 toises.

=81.= Ã€ la fin du XVIIe siÃ¨cle, Newton et Huyghens, guidÃ©s par des considÃ©rations thÃ©oriques, Ã©mirent cette opinion: _La terre n'est pas sphÃ©rique; c'est un ellipsoÃ¯de de rÃ©volution, aplati vers les pÃ´les et renflÃ© Ã l'Ã©quateur, c'est-Ã -dire que sa surface est semblable Ã celle que dÃ©crit une ellipse tournant autour de son petit axe_ PP' (_fig._ 37, ci-aprÃ¨s). L'AcadÃ©mie des sciences s'occupa aussitÃ´t de vÃ©rifier ces indications de la thÃ©orie; la seule diffÃ©rence entre l'ancienne hypothÃ¨se et la nouvelle consiste en ce que, dans la premiÃ¨re, chaque plan mÃ©ridien, c'est-Ã -dire menÃ© par l'axe, coupe la surface de la terre suivant une circonfÃ©rence de cercle (_fig._ 36), tandis que dans la seconde, il la coupe suivant une ellipse aplatie vers les pÃ´les (_fig._ 37); c'Ã©tait donc la forme de la courbe mÃ©ridienne qu'il fallait Ã©tudier. Pour cela, on a mesurÃ© la longueur du degrÃ© Ã diverses latitudes (_V._ la note)[29].

[Note 29: MESURE D'UN ARC DE MÃ RIDIEN. _DÃ©finitions._ On nomme _mÃ©ridien_ ou _courbe mÃ©ridienne_, sur la surface de la terre, la courbe suivant laquelle cette surface est coupÃ©e par un plan menÃ© par la ligne des pÃ´les. Deux lieux A et B sont sur le mÃªme mÃ©ridien quand la mÃªme Ã©toile passe au mÃ©ridien dans les deux lieux Ã la mÃªme heure de l'horloge sidÃ©rale.

Un arc de 1Â°, 2Â°, 3Â°,.... du mÃ©ridien est un arc A'B' (_fig._ 37), tel que les deux normales Ã la courbe, autrement dit les verticales, A'I, B'I, menÃ©es Ã ses extrÃ©mitÃ©s, font entre elles un angle A'IB' de 1Â°, 2Â°, 3Â°..... Cet angle A'IB' est prÃ©cisÃ©ment Ã©gal Ã la diffÃ©rence des latitudes des lieux A' et B', si ces lieux sont sur le mÃªme hÃ©misphÃ¨re; puisque la latitude d'un lieu, (nÂº 64), est Ã©gale Ã l'angle que fait la verticale du lieu avec sa projection sur l'Ã©quateur; A'IB' = A'I_e_-B'I_e_.

[Illustration: 071, Fig. 38.]

Le nombre des degrÃ©s d'un arc AB Ã©tant connu, il faut mesurer cet arc avec l'unitÃ© linÃ©aire, la toise, par exemple. Si l'arc AB est sur une surface unie, dÃ©couverte, on procÃ¨de Ã cette mesure Ã la maniÃ¨re des arpenteurs, en employant seulement des instruments de mesure plus prÃ©cis et plus de prÃ©cautions. Mais dans le cas d'obstacles intermÃ©diaires s'opposant Ã cette mesure, ce qui arrive presque toujours, on Ã©tablit ce qu'on nomme un _rÃ©seau gÃ©odÃ©sique_.

On choisit, dans le voisinage des lieux oÃ¹ l'on suppose que l'arc AB doit passer, des points C, D, E, F,..... placÃ©s de maniÃ¨re Ã pouvoir Ãªtre aperÃ§us de loin (_fig._ 38). Concevons que les points A, C, D, E, F, etc.. soient liÃ©s entre eux comme la figure l'indique, par des triangles que traverse la direction de l'arc AB. Parmi les cÃ´tÃ©s de ces triangles on choisit celui qui peut Ãªtre mesurÃ© le plus aisÃ©ment; supposons que ce soit EG; c'est ce qu'on appelle une _base_. Connaissant EG et les angles E et G du triangle EGF, on peut rÃ©soudre ce triangle. Connaissant EF et les angles E et F du

triangle EDF, on peut rÃ©soudre ce triangle. Connaissant ED et les angles D et E du triangle EDC, on peut rÃ©soudre ce triangle. Enfin, pour la rÃ©solution du triangle ACD, on connaÃ®t AC et AD. Connaissant, Ã partir de A, la direction de la mÃ©ridienne, dont tous les segments AL, LM, MO,..... Ã cause de leur peu d'Ã©tendue, sont considÃ©rÃ©s comme des lignes droites, on peut mesurer les angles CAL, DAL; on peut donc rÃ©soudre le triangle ALD; ce qui donne le segment AL et la longueur DL. Connaissant DL, l'angle D et l'angle DLM du triangle DLM, on rÃ©sout le triangle, et on calcule le segment LM et la longueur DM. Dans le triangle EMO, on connaÃ®t EM, l'angle E et l'angle M; ainsi de suite jusqu'Ã ce qu'on arrive Ã la fin du rÃ©seau. Ayant la longueur de AB en toises, on la divise par le nombre de degrÃ©s de cet arc pour avoir la longueur d'un degrÃ©.

[Illustration: 072, Fig. 39.]

De ce que la longueur du degrÃ© va en augmentant avec la latitude, on conclut (fig. 37) _que chaque mÃ©ridien s'aplatit, c'est-Ã -dire que sa courbure diminue quand on va de l'Ã©quateur au pÃ´le._ Voici une maniÃ¨re, entre plusieurs, d'expliquer ce fait: Soit AB (_fig._ 37) un arc de 1Â°, voisin de l'Ã©quateur; A'B' un autre arc de 1Â°, voisin du pÃ´le; on sait que A'B' > AB. On peut, Ã cause du faible aplatissement de l'ellipse mÃ©ridienne, regarder chacun des arcs AB, A'B' comme confondu avec l'arc de cercle qui passerait par son milieu et ses extrÃ©mitÃ©s. Ã€ ce point de vue, AB et A'B' sont des arcs de 1Â° appartenant Ã des circonfÃ©rences de rayons diffÃ©rents _r_, _r'_. Puisque l'on a A'B' > AB, on doit avoir _r'_ > _r_; (360 A'B' = circ. _r'_ > 360 AB = circ. _r_). Cela posÃ©, pour comparer les courbures de ces deux arcs, rapprochons-les comme il suit: sur une ligne indÃ©finie X'X (_fig._ 39) Ã©levons une perpendiculaire GH, et prenons Ã partir de G, GO = _r_. GO' = _r'_; puis des points O et O' comme centres avec les rayons OG, O'G', dÃ©crivons deux arcs de cercle passant en G; ces deux arcs sont tangents Ã X'X en G. Si on prend QGP = 1Â°, Q'GP' = 1Â°, le milieu Ã©tant en G, ces arcs ne seront Ã©videmment que la reproduction des arcs AB, A'B' rapprochÃ©s l'un de l'autre. L'arc Q'GP' ou A'B' se rapprochant plus de la ligne droite X'GX que QGP ou AB, est moins convexe ou plus aplati que AB.

Nous avons pris AB = 1Â°; on peut, pour Ã©viter toute objection, supposer AB aussi petit que l'on veut.]

[Illustration: 071, Fig. 36.]

[Illustration: 071, Fig. 37.]

Si la courbe mÃ©ridienne est une circonfÃ©rence de cercle, la longueur du degrÃ© doit Ãªtre la mÃªme Ã toutes les latitudes (_fig._ 36); si c'est une ellipse aplatie vers les pÃ´les, la longueur du degrÃ© doit Ãªtre plus grande aux environs du pÃ´le qu'Ã l'Ã©quateur, et en gÃ©nÃ©ral augmenter avec la latitude (_fig._ 37). En outre,

comme on savait _Ã priori_ que la forme de la terre approche de celle d'une sphÃ¨re, il fallait exÃ©cuter des mesures Ã des latitudes assez diverses pour que les diffÃ©rences entre les valeurs numÃ©riques du degrÃ©, si elles existaient, fussent assez notables pour ne pouvoir pas Ãªtre attribuÃ©es aux erreurs des observations. On ne s'est donc pas contentÃ© des mesures exÃ©cutÃ©es en France; la Condainine etBouguer se transportÃ¨rent au PÃ©rou, Maupertuis et Clairaut se rendirent en Laponie, afin d'y mesurer des arcs de mÃ©ridien. Les rÃ©sultats obtenus confirmÃ¨rent les prÃ©visions de Newton et Huyghens.

=82.= Voici ces rÃ©sultats, auxquels nous en joignons de plus rÃ©cemment obtenus pour qu'on voie mieux la variation du degrÃ©:

LIEUX. LATITUDE LONGUEUR moyenne. de l'arc de 1Â°.

PÃ©rou 1Â° 31 56737 toises _Inde_ 12Â° 32' 21" 58762 France 46Â° 8' 6" 57025 _Angleterre_ 52Â° 2' 20" 57066 Laponie 66Â° 20' 10" 57196

=83.= Toutes les mesures analogues exÃ©cutÃ©es jusqu'Ã nos jours en France, en Angleterre, en Espagne, en Russie, dans l'Inde, sur des arcs d'une assez grande Ã©tendue, ont constatÃ© que la longueur du degrÃ© augmente constamment de l'Ã©quateur aux pÃ´les. En rÃ©sumÃ©, sauf quelques irrÃ©gularitÃ©s locales de peu d'importance, tous ces travaux concourent Ã Ã©tablir la vÃ©ritÃ© de la proposition Ã©noncÃ©e par Newton et Huyghens. Ainsi donc:

FORME DE LA TERRE. _La terre n'est pas absolument sphÃ©rique; c'est un ellipsoÃ¯de de rÃ©volution un peu aplati vers les pÃ´les et renflÃ© Ã l'Ã©quateur; c'est-Ã -dire que sa surface est semblable Ã celle que dÃ©crit une ellipse tournant autour de son petit axe (V. fig. 37)._

=84.= DIMENSIONS DE LA TERRE; LONGUEUR DU MÃ TRE. Quand la convention nationale dÃ©cida en 1790 que l'unitÃ© de longueur, base du systÃ¨me uniforme de mesures qu'elle voulait Ã©tablir en France, serait prise dans la nature, c'est-Ã -dire aurait un rapport simple avec les dimensions de la terre, elle ordonna qu'il serait procÃ©dÃ© Ã la dÃ©termination aussi exacte que possible de ces dimensions. En exÃ©cution de cet ordre, Delambre et MÃ©chain mesurÃ¨rent l'arc de mÃ©ridien compris entre Dunkerque et Barcelone. La commission des poids et mesures, combinant leurs rÃ©sultats avec ceux qu'on avait dÃ©jÃ obtenus en Laponie et au PÃ©rou, en conclut que le mÃ©ridien terrestre est une ellipse dont l'aplatissement a pour mesure 1/334, et dont le quart a pour longueur 5130740 toises. La dix-millioniÃ¨me partie de cette longueur fut choisie sous le nom de _mÃ¨tre_ pour unitÃ© de longueur; ainsi 10000000 mÃ¨tres = 5130740 toises; d'oÃ¹ on dÃ©duit la LONGUEUR DU MÃ TRE.

Le mÃ¨tre lÃ©gal vaut 0 toises, 5130740 = 3 pieds 0 pouce 11 lignes, 296.

(On sait que la toise vaut 6 pieds, le pied 12 pouces, le pouce 12 lignes.)

De nouveaux arcs terrestres ont Ã©tÃ© mesurÃ©s depuis 1795; les travaux de Delambre et MÃ©chain ont Ã©tÃ© continuÃ©s et vÃ©rifiÃ©s par divers savants[30]. En discutant toutes les mesures, tant anciennes que nouvelles, M. Bessel a trouvÃ© que les nombres 1/334 et 5130740 toises Ã©taient trop petits et devaient Ãªtre remplacÃ©s par ceux-ci: 1/299 et 5131180 toises. Voici ce qui rÃ©sulte de ce travail de rÃ©vision de M. Bessel en ce qui concerne _les dimensions de la terre_:

Demi-diamÃ¨tre Ã l'Ã©quateur _a_ = 3272077 toises = 6377398 mÃ¨tres. Demi-diamÃ¨tre polaire _b_ = 3261139 toises = 6356080 mÃ¨tres.

[Note 30: Leur mÃ©ridienne a Ã©tÃ© prolongÃ©e au nord jusqu'au parallÃ¨le de Greenwich; elle l'a Ã©tÃ© aussi au sud jusqu'Ã l'Ã®le de Formentera, par MM. Biot et Arago.]

L'aplatissement d'un ellipsoÃ¯de a pour mesure le rapport (_a_-_b_)/_a_ de la diffÃ©rence de ses deux axes au plus grand des deux.

APLATISSEMENT DE LA TERRE 1/299 [31].

[Note 31: Un globe terrestre de mÃªme forme que la terre ayant 2m,99 de rayon Ã l'Ã©quateur, aurait, d'aprÃ¨s cela, Ã peu prÃ¨s 2m,98 de rayon vers le pÃ´le.]

La diffÃ©rence _a_ â€ _b_ des axes = 21318 mÃ¨tres, en nombre rond, 21 _kilomÃ¨tres_. On dÃ©finit quelquefois l'aplatissement en indiquant cette diffÃ©rence.

Le quart du mÃ©ridien vaut 10000856 mÃ¨tres.

Le quart de l'Ã©quateur vaut 10017594 mÃ¨tres.

REMARQUE. On commet maintenant une erreur, trÃ¨s-faible, il est vrai, en disant que le mÃ¨tre est la dix-millioniÃ¨me partie du quart du mÃ©ridien; il s'en faut de oligne,038. On n'a pas cru devoir faire cette correction; le mÃ¨tre lÃ©gal est toujours Ã©gal Ã 0toise,5130740 = 3pieds, 11lignes,296. Dans les calculs qui n'exigent pas une trÃ¨s-grande prÃ©cision, on considÃ¨re toujours la circonfÃ©rence du mÃ©ridien comme valant 10000000 mÃ¨tres, et le rayon de la terre comme Ã©gal Ã 6366 kilomÃ¨tres. L'unitÃ© pour les dimensions ci-dessus est le mÃ¨tre lÃ©gal.

NOTIONS SUR LES CARTES GÃ OGRAPHIQUES.

=85.= Les positions relatives des diffÃ©rents lieux de la terre Ã©tant connues par leurs longitudes et leurs latitudes;, afin d'embrasser d'un coup d'Å il ces positions relatives, ou de les graver plus aisÃ©ment dans la mÃ©moire, on fait de la terre entiÃ¨re, ou de ses parties considÃ©rÃ©es sÃ©parÃ©ment, diverses reprÃ©sentations dont nous allons nous occuper. Ce sont les globes et les cartes gÃ©ographiques.

=86.= GLOBES TERRESTRES. Un globe gÃ©ographique terrestre se construit de la mÃªme maniÃ¨re qu'un globe cÃ©leste (nÂº 41). On marque de mÃªme sur le globe de carton les deux pÃ´les _p_, _p'_, et l'Ã©quateur; sur celui-ci le point de dÃ©part des longitudes. Puis, en employant, pour plus de facilitÃ©, le demi-cercle mobile dont nous avons parlÃ©, on marque sur le globe la position de chaque lieu remarquable de la terre d'aprÃ¨s sa latitude et sa longitude, connue par l'observation ou autrement. _Nous renvoyons Ã ce qui a Ã©tÃ© dit (nÂº 41) pour la construction d'un globe cÃ©leste; il n'y a qu'Ã dire longitude au lieu d'_AR, _et latitude au lieu de_ D.

Quand on reprÃ©sente ainsi la terre par un globe, on la reprÃ©sente par une sphÃ¨re parfaitement unie; on n'entreprend pas de rendre sensible l'aplatissement de la terre vers les pÃ´les; cet aplatissement Ã©tant Ã peu prÃ¨s de 1/300, sur un globe de 3 mÃ¨tres de rayon Ã©quatorial, dÃ©jÃ bien grand, le rayon polaire aurait 2m,99. On n'entreprend pas non plus de rendre sensible sur la surface d'un globe gÃ©ographique la, hauteur des montagnes, ni la profondeur des mers; car la hauteur de la plus grande montagne de la terre, le pic de l'Himalaya, au Thibet, est de 1/740 du rayon de la terre; les autres grandes montagnes ne vont pas Ã la moitiÃ© de cette hauteur. Si donc le globe avait 0m,740 de rayon, la plus grande protubÃ©rance de la surface terrestre serait d'un millimÃ¨tre. La plus grande dÃ©pression (le creux), destinÃ©e Ã reprÃ©senter la profondeur maxima des mers, ne serait pas plus grande; et encore pour la gÃ©nÃ©ralitÃ© des montagnes et des mers ce serait beaucoup moins. Ces inÃ©galitÃ©s seraient moins nombreuses et moins sensibles que les rugositÃ©s sur la peau d'une orange.

Un globe terrestre gÃ©ographique est sans contredit la reprÃ©sentation la plus exacte possible de la surface terrestre. Mais l'usage d'un pareil globe n'est pas commode, surtout pour ceux qui ont le plus besoin de renseignements gÃ©ographiques, c'est-Ã -dire, pour les voyageurs. Car, pour y rendre distinctes les positions des lieux d'une mÃªme contrÃ©e, il faut donner au globe de grandes dimensions. Aussi remplace-t-on gÃ©nÃ©ralement les globes par quelque chose de plus portatif, par des cartes gÃ©ographiques.

=87.= CARTES GÃ OGRAPHIQUES. On appelle ainsi la reprÃ©sentation sur une surface plane de portions plus ou moins Ã©tendues de la surface de la terre.

Si la surface d'un globe terrestre gÃ©ographique, prÃ©alablement construit, pouvait Ãªtre dÃ©veloppÃ©e et Ã©tendue sur un plan sans dÃ©chirure ni duplicature, on aurait ainsi la meilleure carte gÃ©ographique. Mais la surface d'une sphÃ¨re ne peut pas Ãªtre ainsi dÃ©veloppÃ©e; il en rÃ©sulte que la reprÃ©sentation de la terre sur une surface plane ne peut se faire sans qu'il y ait des dÃ©formations dans certaines parties; on cherche naturellement Ã construire les cartes de maniÃ¨re Ã attÃ©nuer le plus possible ces dÃ©formations. Nous allons faire connaÃ®tre les dispositions les plus usitÃ©es en indiquant les avantages et les inconvÃ©nients de chacune.

=88.= CANEVAS. Les points de la terre se distinguant par les mÃ©ridiens et les parallÃ¨les sur lesquels ils se trouvent, on est conduit Ã reprÃ©senter ces cercles sur la carte; on ne peut en reprÃ©senter qu'un nombre limitÃ©. On appelle _canevas_ un ensemble de lignes droites ou courbes qui, se croisant dans toute l'Ã©tendue de la carte, reprÃ©sentent, les unes des mÃ©ridiens Ã©quidistants (en degrÃ©s), les autres des parallÃ¨les Ã©quidistants aussi. La premiÃ¨re chose que l'on dessine sur une carte c'est le canevas; on a alors devant soi un grand nombre de quadrilatÃ¨res dans lesquels on place les lieux ou objets qui doivent figurer sur la carte, soit d'aprÃ¨s un globe terrestre que l'on a sous les yeux, soit d'aprÃ¨s leurs longitudes et leurs latitudes connues.

=89.= MAPPEMONDES. Quand on veut reprÃ©senter la terre tout entiÃ¨re, pour en embrasser l'ensemble d'un coup d'Å il, on la divise en deux hÃ©misphÃ¨res par un de ses cercles principaux; on exÃ©cute, Ã cÃ´tÃ© l'une de l'autre, les reprÃ©sentations des deux hÃ©misphÃ¨res; l'ensemble est ce qu'on appelle une _mappemonde_.

On emploie pour la construction dÃ©s cartes la mÃ©thode des projections ou les dÃ©veloppements de surface.

=90.= PROJECTION ORTHOGRAPHIQUE. La projection orthographique d'un point est le pied de la perpendiculaire abaissÃ©e de ce point sur un plan qu'on appelle plan de projection. Pour la construction des cartes gÃ©ographiques, le plan de projection est ordinairement l'Ã©quateur ou un mÃ©ridien choisi.

Projection de l'Ã©quateur. On trace un cercle d'un rayon plus ou moins grand, suivant les dimensions qu'on veut donner Ã la carte. On considÃ¨re ce cercle comme l'Ã©quateur d'un demi-globe terrestre gÃ©ographique que l'on imagine superposÃ© Ã ce cercle mÃªme et sur lequel sont supposÃ©s marquÃ©s Ã l'avance les lieux qui doivent figurer sur la carte. Le pÃ´le de ce globe se projette au centre; chaque parallÃ¨le se projette en vÃ©ritable grandeur; chaque demi-mÃ©ridien a pour projection le rayon qui est la trace mÃªme de son plan sur la carte. Les distances des lieux en longitude, qui sont des arcs de parallÃ¨les, sont donc trÃ¨s-exactement conservÃ©s, tandis que les arcs de chaque mÃ©ridien sont reprÃ©sentÃ©s en raccourci, et sous une forme qui ne rappelle nullement leur forme rÃ©elle (un arc de 90Â° est reprÃ©sentÃ© par une ligne droite, un rayon). Aux environs du pÃ´le, les petits arcs de mÃ©ridiens, approchant d'Ãªtre parallÃ¨les au plan de projection, sont reprÃ©sentÃ©s par des lignes presque Ã©gales en longueur Ã ces arcs; la reprÃ©sentation des parties de la terre voisines du pÃ´le est donc la moins dÃ©fectueuse; mais c'est prÃ©cisÃ©ment lÃ qu'il n'y a pour ainsi dire rien Ã reprÃ©senter. A mesure qu'on se rapproche du bord de la carte, l'altÃ©ration des longueurs devient de plus en plus grande; tout prÃ¨s du bord la projection d'un arc de 1Â°, par exemple, se rÃ©duit presque Ã un point. Ces dÃ©formations, trÃ¨s-grandes dans les latitudes

les plus importantes Ã considÃ©rer, ont fait abandonner ce mode de construction pour les cartes terrestres.

La projection sur un mÃ©ridien offre les mÃªmes inconvÃ©nients; chaque demi-parallÃ¨le a pour projection un de ses diamÃ¨tres; d'oÃ¹ il rÃ©sulte prÃ©cisÃ©ment la mÃªme dÃ©formation que tout Ã l'heure pour les mÃ©ridiens, mais cette fois du milieu de la projection de chaque parallÃ¨le vers les bords de la carte.

Si nous avons parlÃ© des projections orthographiques, c'est qu'elles sont employÃ©es pour les cartes ou planisphÃ¨res cÃ©lestes, notamment pour reprÃ©senter les constellations circumpolaires; ici les environs du pÃ´le sont plus importants Ã reprÃ©senter.

=91.= PLANISPHÃ RE. _Projection sur l'Ã©quateur._

Pour construire le canevas, on commence par tracer un cercle de rayon aussi grand que l'on veut, et sur ce cercle un diamÃ¨tre horizontal. On divise chaque demi-circonfÃ©rence en un certain nombre de parties Ã©gales, en degrÃ©s par exemple, puis on joint le centre Ã tous les points de division. On ne marque gÃ©nÃ©ralement que les divisions qui correspondent aux 24 cercles horaires, c'est-Ã -dire de 15Â° en 15Â°, ou d'heure en heure, Ã partir de 0Â° sur le diamÃ¨tre horizontal. Ces divisions de la circonfÃ©rence indiquent les ascensions droites; les rayons tracÃ©s sont les projections des cercles horaires. Pour obtenir les projections des parallÃ¨les, on abaisse, des points de division du 1er quadrant du contour, des perpendiculaires sur le diamÃ¨tre horizontal; puis, enfin, on trace des circonfÃ©rences, concentriques au contour, et passant respectivement par les pieds de toutes ces perpendiculaires: on marque au pied de chaque perpendiculaire le nombre de degrÃ©s marquÃ© Ã son origine; chacun de ces numÃ©ros indique la dÃ©clinaison dÃ© tous les points du cercle adjacent[32]. Le canevas est alors terminÃ©; il ne reste plus qu'Ã y placer les Ã©toiles d'aprÃ¨s leurs coordonnÃ©es.

[Note 32: La construction des parallÃ¨les est fondÃ©e sur cette remarque que le rayon de chaque parallÃ¨le cÃ©leste est Ã©gal au cosinus de la dÃ©clinaison correspondante.]

Si on veut dÃ©terminer avec prÃ©cision la position d'une Ã©toile particuliÃ¨re, on compte son ascension droite Ã partir de 0Â°, et on trace le rayon qui va Ã l'extrÃ©mitÃ© de l'arc mesurÃ©. On compte la dÃ©clinaison sur la circonfÃ©rence, Ã partir du mÃªme point 0Â° et on abaisse une perpendiculaire de l'extrÃ©mitÃ© de l'arc obtenu sur le diamÃ¨tre horizontal; on dÃ©crit la circonfÃ©rence qui passe par le pied de cette perpendiculaire. L'intersection de cette circonfÃ©rence et du rayon que l'on vient de tracer est la position cherchÃ©e de l'Ã©toile.

=92.= PROJECTION STÃ RÃ OGRAPHIQUE. Si de l'Å il placÃ© en O on mÃ¨ne un rayon visuel OA Ã un point quelconque de l'espace, la trace _a_ de ce rayon sur un plan fixe, MM', s'appelle la perspective du point A sur le plan MM'. Le point fixe O est dit le _point de vue_, et le plan MM' le _tableau_.

[Illustration: 079, Fig. 40.]

Ce mode de projection, connu sous le nom de _projection stÃ©rÃ©ographique_, est employÃ© pour construire des cartes gÃ©ographiques. On choisit alors pour tableau un mÃ©ridien G'MGM' (_fig._ 40), et pour point de vue le pÃ´le O de ce mÃ©ridien opposÃ© Ã l'hÃ©misphÃ¨re MABCM' que l'on veut projeter en tout ou en partie. ExÃ©cutÃ©e dans ces conditions, la projection stÃ©rÃ©ographique jouit des propriÃ©tÃ©s fondamentales suivantes:

1Â° _Tout cercle de la sphÃ¨re, quel qu'il soit, a pour perspective un cercle._

2Â° _L'angle de deux lignes quelconques, tracÃ©es sur la surface de la sphÃ¨re est Ã©gal Ã celui que forment les lignes qui les reprÃ©sentent sur la carte._ (On appelle angle de deux courbes l'angle compris entre les tangentes menÃ©es Ã ces courbes Ã leur point d'intersection.)[33]

[Note 33: V. Ã la fin du chapitre, la dÃ©monstration de ces deux principes.]

Il rÃ©sulte de ces deux principes que les mÃ©ridiens et les parallÃ¨les sont reprÃ©sentÃ©s sur le canevas _par des arcs de cercle perpendiculaires entre eux_, comme sur le globe terrestre. Ce canevas est donc facile Ã construire.

=93.= On choisit ordinairement pour tableau le mÃ©ridien de l'Ã®le de Fer, la plus occidentale des Ã®les Canaries, ou pour parler d'une maniÃ¨re plus prÃ©cise, le mÃ©ridien situÃ© Ã 20Â° de longitude occidentale de Paris. On a choisi ce mÃ©ridien parce qu'il partage la terre en deux hÃ©misphÃ¨res, sur l'un desquels se trouvent ensemble l'Europe, l'Asie, l'Afrique (tout l'ancien monde) et une partie de l'OcÃ©anie. Le cercle PE'P'E (_fig._ 42), qui reprÃ©sente ce mÃ©ridien, forme le contour de la carte.

Voici les deux problÃ¨mes qu'il faut savoir rÃ©soudre pour construire une carte dans ce systÃ¨me de projections.

[Illustration: 080, Fig. 42.]

=94.= PROJECTION D'UN MÃ RIDIEN. Soit proposÃ© de construire la perspective du mÃ©ridien M, qui fait avec celui de l'Ã®le de Fer un angle de 10Â°. On prend sur le contour PE'P'E, Ã partir de P', sur la droite, un arc P'G de 20Â° (_fig._ 42), (le double de 10Â°); on tire la droite PG qui rencontre E'E en I; du point I comme centre

avec le rayon IP, on dÃ©crit un arc de cercle PKP' limitÃ© aux deux points P et P'; cet arc est la perspective du demi-mÃ©ridien indiquÃ©.

DÃ MONSTRATION. Le mÃ©ridien M, comme tous les autres, passe par les points P et P' qui sont Ã eux-mÃªmes leurs perspectives; l'arc de cercle, perspective de mÃ©ridien, passe donc en P et en P', et a son centre sur E'E. Soit I ce centre supposÃ© trouvÃ©, et PKP' l'arc cherchÃ©; menons PIG et la tangente PS Ã l'arc PKP'. La tangente RP au mÃ©ridien PE'P'E est sa projection Ã elle-mÃªme; il rÃ©sulte du 2e principe, nÂº 92, que l'angle RPS est Ã©gal Ã 10Âº; mais les rayons OP, IP des cercles PE'P', PKP' Ã©tant perpendiculaires Ã PR et PS, l'angle P'PG = RPS = 10Âº; cet angle P'PG est donc connu _Ã priori_: comme il est inscrit, l'arc P'G qui le mesure est Ã©gal Ã 20Âº. On connaÃ®t donc le point G, et par suite la direction du rayon PIG; de lÃ la construction indiquÃ©e.

=95.= PROJECTION D'UN PARALLÃ LE. Soit proposÃ© de construire la perspective du demi-parallÃ¨le dont la latitude est 60Âº. On prend E'C' = 60Âº (_fig._ 42); on mÃ¨ne en C' la tangente C'D au cercle PE'P'E; puis du point D comme centre avec le rayon DC', on dÃ©crit un arc de cercle C'HC limitÃ© au point C, oÃ¹ il rencontre une seconde fois le contour PE'P'E; cet arc C'HC est la perspective du demi-parallÃ¨le en question.

DÃ MONSTRATION. Le parallÃ¨le en question rencontre le mÃ©ridien PE'P'E en deux points C' et C du tableau, situÃ©s Ã 60Âº des points E', E; l'arc de cercle, perspective du demi-parallÃ¨le en question, passe donc aux points C', C et a son centre sur P'P: il faut trouver ce centre. Or, le parallÃ¨le proposÃ© Ã©tant perpendiculaire au mÃ©ridien PEP'E', la tangente CD, qui est sa propre perspective, est perpendiculaire Ã la tangente qui serait menÃ©e au mÃªme point Ã la perspective du parallÃ¨le. La perpendiculaire menÃ©e Ã la tangente d'un arc de cercle, au point de contact, passant par le centre de cet arc, la ligne C'D passe au centre de l'arc Ã construire. Ce centre est d'ailleurs sur P'P; il est donc en D. C. Q. F. D.

[Illustration: 081, Fig. 43.]

=96.= CONSTRUCTION DU CANEVAS (_fig._ 43). Nous supposerons qu'on veuille reprÃ©senter les mÃ©ridiens et les parallÃ¨les de 10Âº en 10Âº. On divise la circonfÃ©rence en 36 parties Ã©gales (arcs de 10Âº) Ã partir de l'un des pÃ´les. On joint par des lignes au crayon le pÃ´le P Ã tous les points de division de rangs pairs Ã partir de P'; ex. le point G (_fig._ 42). De chaque point de rencontre, I, de ces lignes avec E'E comme centre, avec IP pour rayon, on dÃ©crit un arc de cercle limitÃ© aux points P et P'. On obtient ainsi une sÃ©rie d'arcs de cercle tels que PKP' (_fig._ 42), qui reprÃ©sentent les mÃ©ridiens considÃ©rÃ©s de 10Âº en 10Âº Ã partir du mÃ©ridien de l'Ã®le de Fer (_fig._ 43).

Pour tracer les parallÃ¨les, Ã chacun des points de division, ex.: C' (_fig._ 42), de la _demi-circonfÃ©rence_ PE'P', on mÃ¨ne au crayon une tangente C'D Ã cette demi-circonfÃ©rence, Ã la rencontre de PP'. Du point de rencontre D, comme centre, avec DC' pour rayon, on trace un arc de cercle limitÃ© en C' et en C sur le contour PE'P'E. On obtient ainsi (_fig._ 43) une sÃ©rie d'arcs de cercle qui reprÃ©sentent les parallÃ¨les, de 10Â° en 10Â° Ã partir de l'Ã©quateur. On marque les latitudes de 0 Ã 90Â°, de E' vers P, puis de E' vers P', sur la demi-circonfÃ©rence PE'P', et mÃªme, si on veut, sur PEP'. On marque les longitudes de 10Â° en 10Â° sur l'Ã©quateur, aux points oÃ¹ il est rencontrÃ© par les perspectives des mÃ©ridiens; seulement, il faut marquer 10Â° Ã la 1re division aprÃ¨s le point E', 0Â° Ã la seconde (mÃ©ridien de Paris), puis 10Â°, 20Â°, etc., de gauche Ã droite. Le canevas ainsi construit (_fig._ 43), on y marque les divers lieux, soit d'aprÃ¨s un globe terrestre, soit d'aprÃ¨s leurs longitudes et leurs latitudes connues.

Remarque. Le mÃ©ridien du point de vue et l'Ã©quateur sont reprÃ©sentÃ©s par des lignes droites PP', EE'. Les perspectives s'aplatissent de plus en plus quand on s'approche de l'une ou l'autre de de ces lignes.

=97.= AVANTAGE ET INCONVÃ NIENT DE LA PROJECTION STÃ RÃ OGRAPHIQUE ordinairement employÃ©e pour construire les atlas de gÃ©ographie.

L'avantage qu'elle prÃ©sente, c'est qu'une figure de petites dimensions, situÃ©e n'importe oÃ¹ sur l'hÃ©misphÃ¨re, est reprÃ©sentÃ©e sur la carte par une figure semblable. En effet, cette figure peut Ãªtre considÃ©rÃ©e comme plane Ã cause de sa petitesse; cela posÃ©, il rÃ©sulte de la seconde propriÃ©tÃ© des projections stÃ©rÃ©ographiques, nÂº 92, que les triangles, dans lesquels la figure et sa reprÃ©sentation peuvent Ãªtre dÃ©composÃ©s, sont semblables comme Ã©quiangles, et semblablement disposÃ©s. Cette figure n'est donc pas dÃ©formÃ©e; seulement ses dimensions sont rÃ©duites dans le mÃªme rapport (V. BC et _bc_, _fig._ 40).

L'inconvÃ©nient de ce mode de projection consiste prÃ©cisÃ©ment en ce que le rapport dans lequel se fait la rÃ©duction d'une petite figure varie avec la position de celle-ci sur l'hÃ©misphÃ¨re. Au bord de la carte il n'y a pas de rÃ©duction, puisque les parties du mÃ©ridien qui forme le contour sont reprÃ©sentÃ©es en vÃ©ritable grandeur; mais les dimensions se rÃ©duisent de plus en plus Ã mesure qu'on s'Ã©loigne du bord; vers le centre les dimensions sont rÃ©duites de moitiÃ©. Ex.: _de_ = 1/2 DE (_fig._ 40).

=98.= SYSTÃ ME DE DÃ VELOPPEMENT EMPLOYÃ POUR LA CARTE DE FRANCE. Dans la construction de la grande carte de France du dÃ©pÃ´t de la guerre, on s'est surtout attachÃ© Ã ne pas altÃ©rer les rapports d'Ã©tendue superficielle qui existent entre les diverses parties de la contrÃ©e, tout en conservant autant que pos-

sible les formes telles qu'elles existent sur la terre. Pour cela, on a employÃ© un systÃ¨me de dÃ©veloppement, dit _dÃ©veloppement conique modifiÃ©_, que nous allons faire connaÃ®tre.

[Illustration: 083, Fig. 44.]

Construction du canevas. Supposons qu'il s'agisse de reprÃ©senter une contrÃ©e dont les longitudes extrÃªmes sont 5Â° Ouest et 7Â° Est, et les latitudes extrÃªmes 42Â° et 52Â° Nord (ce sont Ã peu prÃ¨s celles de France). On dÃ©termine la longitude moyenne, qui est ((7Â° + 5Â°)/2) = 1Â° Est, et la latitude moyenne, qui est ((42Â° + 52Â°)/2) = 47Â° Nord. Cela fait, on imagine devant soi un globe terrestre gÃ©ographique sur lequel est figurÃ©e la contrÃ©e Ã reprÃ©senter, dÃ©composÃ©e par un canevas de mÃ©ridiens et de parallÃ¨les comme le doit Ãªtre la carte elle-mÃªme. On reprÃ©sente le mÃ©ridien moyen SCE (_fig._ 44) par une ligne droite _sce_. Pour reprÃ©senter le parallÃ¨le moyen, on imagine menÃ©e en C une tangente CS au mÃ©ridien du globe, jusqu'Ã la rencontre de l'axe PP' en S; on dÃ©terminera l'aide de la latitude moyenne (47Â°), la longueur de cette tangente du points au point C[34]; puis du point _s_ sur la carte, comme centre, avec un rayon _sc_ = SC, on trace un arc de cercle _fch_ qui reprÃ©sente le parallÃ¨le moyen. Pour avoir la reprÃ©sentation des autres parallÃ¨les, on imagine le mÃ©ridien moyen ACE divisÃ© en parties AB, BC, CD, DE,..... dont les extrÃ©mitÃ©s correspondent Ã des latitudes connues, de degrÃ© en degrÃ© par exemple. On porte sur _sce_, de part et d'autre de _c_, et dans le mÃªme ordre que sur le globe, des longueurs _cb_, _ba_,..... _cd_, _de_..... respectivement Ã©gales aux longueurs CB, BA,... CD, DE...[35]. Puis de _s_ comme centre, on dÃ©crit des arcs de cercle passant aux points _b_, _d_, _c_...; chacun de ces arcs _bb'b"_,... reprÃ©sente un des parallÃ¨les de la contrÃ©e correspondant Ã une latitude connue. Pour achever le canevas, il n'y a plus qu'Ã reprÃ©senter un certain nombre de mÃ©ridiens de part et d'autre du mÃ©ridien moyen. Pour cela, on imagine sur le globe un certain nombre de ces mÃ©ridiens correspondant Ã des longitudes connues, de degrÃ© en degrÃ© par exemple, lesquels divisent les parallÃ¨les en arcs tels que AA', A'A",... BB', B'B",... etc. Sur chacun des parallÃ¨les de la carte, _aa'a"_, _bb'b"_, on prend des arcs respectivement Ã©gaux en longueur Ã leurs correspondants sur le globe, _aa'_ = AA', _a'a"_ = A'A",... _bb'_ = BB',..., etc.[36]. Cela tait, on fait passer par chaque sÃ©rie de points ainsi obtenus, occupant le mÃªme rang sur leurs courbes respectives Ã partir de _sce_, ex.: (_a'_, _b'_, _c'_,...), une ligne continue (_a'b'c'_...); chacune des lignes ainsi obtenues reprÃ©sente un des mÃ©ridiens de la contrÃ©e correspondant Ã une longitude connue que l'on indique sur la carte. On marque les latitudes sur les bords de la carte, Ã gauche et Ã droite, aux extrÃ©mitÃ©s des arcs _aa'a"_, _bb"_..., et les longitudes en haut et en bas aux extrÃ©mitÃ©s des arcs _abc_, _a'b'c'_... Le canevas achevÃ©, il ne reste plus qu'Ã y marquer les lieux et les objets que l'on veut indiquer, d'aprÃ¨s un globe terrestre ou d'aprÃ¨s leurs longitudes et leurs latitudes connues.

[Note 34: Ã€ l'inspection seule de la premiÃ¨re des figures 44, on voit que la tangente SC peut se construire comme il suit:

Le rayon R du globe terrestre est reprÃ©sentÃ© par une longueur qui dÃ©pend des dimensions que l'on veut donner Ã la carte, 0m,2, par exemple. On dÃ©crit un cercle avec ce rayon et on y trace deux diamÃ¨tres, l'un horizontal, l'autre vertical. Ã€ partir du premier, on prend sur la circonfÃ©rence un arc Ã©gal Ã la latitude moyenne donnÃ©e; Ã l'extrÃ©mitÃ© de cet arc, on mÃ¨ne une tangente que l'on prolonge seulement jusqu'Ã sa rencontre avec le diamÃ¨tre vertical prolongÃ© lui-mÃªme. Cette tangente est la longueur cherchÃ©e SC.]

[Note 35: Supposons que les arcs AB, BC, CD,..... du mÃ©ridien moyen soient 1Â°. Chacun d'eux est la 360e partie de la circonfÃ©rence; AB = 2Ï€R/300. Connaissant Ï€ et R, on peut calculer la longueur de AB = BC = CD. Cette longueur est celle que l'on porte sur la droite sce de la carte, de _c_ en _b_, de _b_ en _a_, etc. Dans la construction de la carte de France, on a eu Ã©gard Ã l'aplatissement de la terre; la longueur d'un degrÃ© du mÃ©ridien dÃ©pend, dans ce cas, de sa latitude.]

[Note 36: Pour construire les arcs _aa'_, _a'a"_,..... qui appartiennent Ã un parallÃ¨le dont la latitude est donnÃ©e, on construit Ã part ce parallÃ¨le, avec un rayon _r_ = R Ã cos. latitude de ce parallÃ¨le, ou bien de la maniÃ¨re indiquÃ©e Ã propos de la projection orthographique. Si les arcs _aa'_, _a'a"_,.... sont de 1Â°, on prend un arc de 1Â° sur ce parallÃ¨le; puis on porte cet arc par parties trÃ¨s-petites, de _a_ en _a'_, sur l'arc de cercle _aa'a"_; puis une 2e fois de _a'_ en _a"_; une 3e fois de _a"_ en _aâ€´_, etc.....]

REMARQUES. Dans cette construction, on attribue au globe terrestre, dont on est censÃ© dÃ©velopper une partie de la surface, un rayon arbitraire R dont la grandeur dÃ©pend du rapport que l'on veut Ã©tablir entre les distances sur la carte et les distances rÃ©elles. Si les arcs AB, BC,... sont des arcs de 1Â°, on dÃ©duit leur longueur de celle du rayon assignÃ© au globe terrestre (1Â° = 2Ï€R/360). Pour la carte de France, on a eu Ã©gard Ã l'aplatissement de la terre; la longueur d'un degrÃ© du mÃ©ridien est estimÃ©e suivant la latitude.

Enfin, pour construire les arcs _aa'_, _a'a"_,... _bb'_,... on peut dÃ©terminer la longueur des arcs AA', A'A",... BB',... que nous supposons de 1Â°, d'aprÃ¨s les rayons des parallÃ¨les auxquels ils appartiennent. On porte chaque longueur ainsi dÃ©terminÃ©e, AA', par parties trÃ¨s-petites, sur la ligne _aa'a"_ de la carte. (V. la 2e note ci-contre).

=99.= AVANTAGES LE CE MODE DE DÃ VELOPPEMENT.> Ce sont ceux que nous avons indiquÃ©s Ã l'avance. Les rapports d'Ã©tendue superficielle sont partout conservÃ©s; ainsi, des contrÃ©es de mÃªme surface sur la terre occupent des surfaces

Ã©gales sur la carte. De plus, les surfaces reprÃ©sentÃ©es sont fort peu dÃ©formÃ©es.

En effet, le canevas de la contrÃ©e sur le globe terrestre gÃ©ographique et sa reprÃ©sentation sur la carte, sont composÃ©es de petites figures telles que A'A"B"B'", _a'a"b"b'_, Ã©quivalentes chacune Ã chacune, Ã peu prÃ¨s de la mÃªme forme et semblablement disposÃ©es. Nous supposons les parallÃ¨les et les mÃ©ridiens trÃ¨s-rapprochÃ©s, ce qu'il est toujours possible d'effectuer dans la construction.

Cela posÃ©, 1Â° les petites figures A'A"B"B', _a'a"b"b'_ sont Ã©quivalentes; car elles peuvent Ãªtre considÃ©rÃ©es comme des parallÃ©logrammes ayant des bases Ã©gales; B'B" = _b'b"_ par construction, et mÃªme hauteur B'A' = BA = _ba_.

2Â° Ces figures A'A"B"B', _a'a"b"b'_ ont sensiblement la mÃªme forme; l'une et l'autre peuvent Ãªtre considÃ©rÃ©es comme de petits rectangles. En effet, les mÃ©ridiens et les parallÃ¨les perpendiculaires sur le globe le sont Ã fort peu prÃ¨s sur la carte; le long du mÃ©ridien moyen, _sce_, les angles sont mÃªme exactement droits.

Ce dernier mode de reprÃ©sentation consiste, comme on le voit, Ã dÃ©composer la contrÃ©e sur le globe terrestre, en trÃ¨s-petites parties (les petites figures A'A"B"B') que l'on transporte une Ã une aussi fidÃ¨lement que possible sur le papier. Cette reprÃ©sentation approche d'autant plus de l'exactitude que ces figures sont plus petites.

APPENDICE AU CHAPITRE II

(NON EXIGÃ).

=100.= CARTES MARINES, dites de MERCATOR. Les cartes dont on se sert pour la navigation diffÃ¨rent des prÃ©cÃ©dentes: voici leur mode de construction.

[Illustration: 086, Fig. 45.]

On imagine un globe terrestre gÃ©ographique sur lequel sont tracÃ©s une sÃ©rie de mÃ©ridiens et de parallÃ¨les Ã©quidistants, aussi rapprochÃ©s que l'on veut. On trace sur le papier une droite E'E dont on suppose la longueur Ã©gale Ã celle de l'Ã©quateur du globe. On divise E'E en autant de parties Ã©gales que ce mÃªme Ã©quateur, en 18 parties par exemple; par tous les points de division, on mÃ¨ne des perpendiculaires Ã E'E (_fig._ 45); il y a alors autant de bandes parallÃ¨les sur le papier que de fuseaux sphÃ©riques sur le globe. Chacun de ces derniers est divisÃ© en un certain nombre de quadrilatÃ¨res ABCD, MNPQ... Si les mÃ©ridiens et les parallÃ¨les, qui se coupent Ã angle droit, sont suffisamment rapprochÃ©s, on peut regarder approximativement chacun de ces quadrilatÃ¨res, par ex. MNPQ, comme un rectangle ayant pour base MN et pour hauteur MP. Le mode de construction de la carte consiste Ã reprÃ©senter, en procÃ©dant _par ordre_, de l'Ã©quateur au pÃ´le, les

divers rectangles de chaque fuseau sphÃ©rique par des rectangles respectivement semblables, disposÃ©s Ã la suite les uns des autres dans la bande parallÃ¨le correspondante Ã ce fuseau. Tous les rectangles de la carte auront des bases Ã©gales; _mn_ = AB (_fig._ 45), tandis que ceux du, fuseau ont des bases constamment dÃ©croissantes de l'Ã©quateur au pÃ´le (V. la _fig._ 44). Pour obtenir la similitude de chaque rectangle MNPQ et du rectangle _mnpq_ qui le reprÃ©sente sur la carte, on prend la hauteur _mp_ du rectangle de la carte quatriÃ¨me proportionnelle aux lignes connues MN, MP, _mn_ (MN = MP cos. latit.); il faut donc faire un calcul ou une construction pour la hauteur de chaque rectangle d'un fuseau. Ces hauteurs trouvÃ©es, on les porte dans leur ordre sur une des lignes du cadre, Ã droite ou Ã gauche; puis, par l'extrÃ©mitÃ© de chacune d'elles, on mÃ¨ne une parallÃ¨le Ã E'E. Le canevas est tracÃ©; les mÃ©ridiens y sont reprÃ©sentÃ©s par les droites parallÃ¨les Ã _y'_E_y'_, et les parallÃ¨les par les droites parallÃ¨les Ã E'E; les longitudes se marquent sur une parallÃ¨le Ã E'E, et les latitudes sur les deux perpendiculaires extrÃªmes _y'_E_y'_, _y_E'_y_.

=101.= REMARQUE. Les rectangles _de la carte_ considÃ©rÃ©s dans un sens ou dans l'autre, Ã partir de l'Ã©quateur, vont, en s'allongeant indÃ©finiment; vers les pÃ´les leurs hauteurs deviennent excessivement grandes. Ce fait s'explique aisÃ©ment; en effet, toutes les hauteurs des rectangles du globe terrestre sont Ã©gales; exemple: AC = MP; chacune d'elles est, par exemple, un degrÃ© du mÃ©ridien: les bases AB...MN, de ces rectangles vont en dÃ©croissant indÃ©finiment de l'Ã©quateur au pÃ´le (car MN = AB Ã cos. latit., et par suite MP = AB = MN Ã· cos. latit.). La hauteur constante, un degrÃ© du mÃ©ridien, devient donc dans les rectangles successifs de plus en plus grande par rapport Ã la base (V. le globe). Le rapport de la hauteur de chaque rectangle Ã sa base Ã©tant le mÃªme sur la carte que sur le globe, et la base restant constante sur la carte, _ab_ = _mn_, il en rÃ©sulte que sur celle-ci, les hauteurs _ac_, _mp_... (_mp_ = _mn_ Ã· cos. _latitude_) doivent aller en augmentant indÃ©finiment; ce qui fait que les rectangles s'allongent de plus en plus, Ã mesure qu'on s'Ã©loigne de l'Ã©quateur. Dans les rÃ©gions polaires les rectangles tendent Ã devenir infiniment longs. On ne doit donc pas chercher Ã se faire une idÃ©e de l'Ã©tendue superficielle d'une contrÃ©e par sa reprÃ©sentation sur une pareille carte; on se tromperait gravement. Les marins, qui ne cherchent sur la carte que la direction Ã donner Ã leur navire, trouvent Ã ces cartes un avantage prÃ©cieux que nous allons indiquer.

=102.= Pour aller d'un lieu Ã un autre les navigateurs ne suivent pas un arc de grand cercle de la sphÃ¨re terrestre; cette ligne, la plus courte de toutes, a le dÃ©savantage de couper les divers mÃ©ridiens qu'elle rencontre sous des angles diffÃ©rents; ce qui compliquerait la direction du navire. Les marins prÃ©fÃ¨rent suivre une ligne nommÃ©e _loxodromie_ qui a la propriÃ©tÃ© de couper tous les mÃ©ridiens sous le mÃªme angle. Cette ligne se transforme _sur la carte marine_ en une ligne droite qui joint le point de dÃ©part au point d'arrivÃ©e[37]; il suffit donc aux marins de tracer

cette ligne sur leur carte, pour savoir sous quel angle constant la marche du navire doit couper tous les mÃ©ridiens sur la surface de la mer. Habituellement, et pour diverses causes, le navire ne suit pas la ligne mathÃ©matique qu'on veut lui faire suivre; c'est pourquoi, aprÃ¨s avoir naviguÃ© quelque temps, on cherche Ã dÃ©terminer, au moyen d'observations astronomiques, le lieu qu'on occupe sur la mer. Quand on a trouvÃ© la longitude et la latitude de ce lieu, on le marque sur la carte marine; en le joignant par une ligne droite au lieu de destination, on a une nouvelle valeur de l'angle sous, lequel la marche du navire doit rencontrer chaque mÃ©ridien.

[Note 37: Toutes les petites figures du canevas de la carte sont semblables Ã celles du globe terrestre; les Ã©lÃ©ments _successifs_ de la loxodromie, qui font sur le globe des angles Ã©gaux avec les Ã©lÃ©ments des mÃ©ridiens qu'ils rencontrent, doivent faire les mÃªmes angles avec ces Ã©lÃ©ments de mÃ©ridien rapportÃ©s sur la carte; ceux-ci Ã©tant des droites parallÃ¨les, tous les Ã©lÃ©ments de la loxodromie doivent se continuer suivant une mÃªme ligne droite.]

Le systÃ¨me de _Mercator_ est employÃ© pour construire des _cartes cÃ©lestes_; mais seulement pour les parties du ciel voisines de l'Ã©quateur.

De l'atmosphÃ¨re terrestre.

=103.= ATMOSPHÃ RE. La terre est entourÃ©e d'une atmosphÃ¨re gazeuse composÃ©e de l'air que nous respirons. L'air est compressible, Ã©lastique et pesant; les couches supÃ©rieures de l'atmosphÃ¨re comprimant les couches infÃ©rieures, la densitÃ© de l'air est la plus grande aux environs de la terre. Ã mesure qu'on s'Ã©lÃ¨ve, cette densitÃ© diminue; l'air devient de plus en plus rare, et Ã une distance de la terre relativement peu considÃ©rable, il n'en reste pas de traces sensibles.

=104.= HAUTEUR DE L'ATMOSPHÃ RE. On ne connaÃ®t pas cette hauteur d'une maniÃ¨re tout Ã fait prÃ©cise; d'aprÃ¨s M. Biot qui a discutÃ© toutes les observations faites Ã ce sujet, elle ne doit pas dÃ©passer 48000 mÃ¨tres ou 12 lieues de 4 kilomÃ¨tres. Cette hauteur ne serait pas la cent-trentiÃ¨me partie du rayon moyen de la terre[38]; le duvet qui recouvre une pÃªche serait plus Ã©pais relativement que la couche d'air qui enveloppe la terre.

[Note 38: Si on reprÃ©sentait la terre par un globe de 1 mÃ¨tre de diamÃ¨tre, l'atmosphÃ¨re figurÃ©e n'aurait pas une Ã©paisseur de 4 millimÃ¨tres.]

=105.= UTILITÃ DE L'ATMOSPHÃ RE. L'air est indispensable Ã la vie des hommes et des animaux terrestres tels qu'ils sont organisÃ©s. L'atmosphÃ¨re par sa pression retient les eaux Ã l'Ã©tat liquide; elle empÃªche la dispersion de la chaleur; sans elle le froid serait excessif Ã la surface de la terre[39]. Les molÃ©cules d'air rÃ©flÃ©chissent la lumiÃ¨re en tous sens; cette lumiÃ¨re rÃ©flÃ©chie Ã©claire les

objets et les lieux auxquels n'arrivent pas directement les rayons lumineux; sans cette rÃ©flexion ces lieux resteraient dans l'obscuritÃ©.

[Note 39: Au sommet des montagnes, l'atmosphÃ¨re devenant plus rare, s'oppose moins Ã la dispersion de la chaleur; Ã l'hospice du Grand-Saint-Bernard, Ã 2075 mÃ¨tres au-dessus du niveau de la mer, la tempÃ©rature moyenne est d'un degrÃ© au-dessous de zÃ©ro.]

La rÃ©flexion des rayons lumineux qui frappent une partie de l'atmosphÃ¨re au-dessus d'un lieu _m_ de la terre, quand le soleil est un peu au-dessous de l'horizon de ce lieu, produit cette lumiÃ¨re indirecte connue sous le nom d'_aurore_ ou de _crÃ©puscule_, qui prolonge d'une maniÃ¨re si sensible et si utile la durÃ©e du jour solaire. Si l'atmosphÃ¨re n'existait pas, la nuit la plus absolue succÃ©derait subitement au jour le plus brillant, et rÃ©ciproquement.

=106.= EXTINCTION DES RAYONS LUMINEUX. L'atmosphÃ¨re incomplÃ¨tement transparente Ã©teint une partie des rayons qui la traversent. Cette extinction, faible pour les rayons verticaux, augmente avec la distance zÃ©nithale de l'astre, parce que l'Ã©paisseur de la couche atmosphÃ©rique traversÃ©e par la lumiÃ¨re augmente avec cette distance; AG (_fig._ 46) vaut environ 16 AB. L'extinction de la lumiÃ¨re et de la chaleur solaire sont donc beaucoup plus grandes quand le soleil est prÃ¨s de l'horizon; cette extinction est encore augmentÃ©e par les vapeurs opaques qui existent dans les basses rÃ©gions de l'atmosphÃ¨re. C'est pourquoi le soleil nous paraÃ®t moins Ã©blouissant Ã l'horizon qu'au zÃ©nith.

[Illustration: 090, Fig. 46.]

Les astres nous paraissent plus Ã©loignÃ©s Ã l'horizon qu'au zÃ©nith; cela tient encore Ã ce que les molÃ©cules d'air, qui rÃ©flÃ©chissent Ã l'Å il la lumiÃ¨re Ã©manÃ©e de ces astres, s'Ã©tendent beaucoup plus loin Ã l'horizon qu'au zÃ©nith; l'Å il auquel arrivent ces rayons rÃ©flÃ©chis doit juger les distances plus grandes dans le premier cas que dans le second. D'ailleurs l'extinction plus grande des rayons lumineux donne aux objets une teinte bleuÃ¢tre plus prononcÃ©e qui contribue Ã nous les faire paraÃ®tre plus Ã©loignÃ©s.

=107.= RÃ FRACTION. L'atmosphÃ¨re possÃ¨de, comme tous les milieux transparents, la propriÃ©tÃ© de rÃ©fracter les rayons lumineux, c'est-Ã -dire de les dÃ©tourner de leur direction rectiligne. Cette dÃ©viation a lieu suivant cette loi dÃ©montrÃ©e en physique:

[Illustration: 090, Fig. 47.]

Quand un rayon lumineux SA (_fig._ 47) _passe d'un milieu dans un autre plus dense, par exemple du vide dans l'air, il se brise suivant_ AB, _en se rapprochant de la

perpendiculaire_, NN', _Ã la surface de sÃ©paration des milieux, sans quitter le plan normal_ SAN. _Si le nouveau milieu est moins dense, le rayon s'Ã©carte de la normale._

De cette propriÃ©tÃ© il rÃ©sulte que les objets cÃ©lestes, qui sont vus dans une direction oblique Ã l'atmosphÃ¨re, nous paraissent situÃ©s autrement que nous les verrions si l'atmosphÃ¨re n'existait pas. Il nous faut donc connaÃ®tre le sens et la valeur de ce dÃ©placement, si nous voulons savoir, Ã un instant donnÃ©, quelles sont les vÃ©ritables positions des astres que nous observons.

Un spectateur est placÃ© en A sur la surface CA_c_ de la terre (_fig._ 48). Soient L_l_, M_m_, N_n_ les couches successives de densitÃ©s dÃ©croissantes dans lesquelles nous supposons l'atmosphÃ¨re dÃ©composÃ©e, et qui sont concentriques Ã la terre.

[Illustration: 091, Fig. 48.]

Soit une Ã©toile S, que nous considÃ©rons comme un point lumineux. Si l'atmosphÃ¨re n'existait pas, le rayon lumineux SA nous montrerait l'astre S dans sa vÃ©ritable position; mais le rayon lumineux qui aurait la direction AS, arrivant en _d_ sur la premiÃ¨re couche atmosphÃ©rique, N_n_, d'une tÃ©nuitÃ© extrÃªme, est lÃ©gÃ¨rement dÃ©viÃ©, et se rapprochant de la normale Ã la couche en _d_, prend la direction _de_; mais arrivÃ© en _e_, ce rayon entrant dans une nouvelle couche plus dense, Ã©prouve une nouvelle dÃ©viation, prend la direction _ef_ et ainsi de suite; les directions successives que prend le rayon continuellement dÃ©viÃ©, forment une ligne polygonale, ou plutÃ´t une courbe, _defa_, qui vient apporter au lieu _a_, et non pas au lieu A, la vue de l'Ã©toile. Celle-ci est vue en A Ã l'aide d'un autre rayon lumineux SD qui, arrivÃ© en D sur l'atmosphÃ¨re, a Ã©tÃ© dÃ©viÃ© successivement de telle sorte que son extrÃ©mitÃ© mobile arrive au lieu A, aprÃ¨s avoir parcouru la courbe DEFA. L'observateur qui place l'Ã©toile Ã l'extrÃ©mitÃ© du rayon lumineux qu'il perÃ§oit, prolongÃ© en ligne droite jusqu'Ã la sphÃ¨re cÃ©leste, voit cet astre dans la direction du dernier Ã©lÃ©ment de la courbe DEFA, c'est-Ã -dire Ã l'extrÃ©mitÃ© _s_ de la tangente AF_s_ menÃ©e Ã cette courbe par le point A.

=108.= Il rÃ©sulte de ce principe de physique: _le rayon incident et le rayon rÃ©fractÃ© sont dans un mÃªme plan normal Ã la surface de sÃ©paration des milieux_, et de ce fait que toutes les couches atmosphÃ©riques ont pour centre commun le centre de la terre, que toutes les directions successives des rayons rÃ©fractÃ©s, sont dans un mÃªme plan vertical comprenant la verticale AZ, la position vraie, S, et la position apparente _s_ de l'Ã©toile. Toutes ces rÃ©fractions s'ajoutent donc et donnent une somme, SA_s_, qui est la rÃ©fraction totale relative Ã la position actuelle S de l'Ã©toile.

Les effets de la rÃ©fraction astronomique se rÃ©sument donc, pour l'observateur, dans un accroissement, SA_s_, de la hauteur de l'astre observÃ©. On peut la dÃ©finir par cet accroissement. _La rÃ©fraction astronomique est un accroissement apparent de la hauteur vraie d'un astre au-dessus de l'horizon._

Quand un astre est au zÃ©nith Z, la rÃ©fraction est nulle; elle augmente d'abord lentement Ã partir de 0Â°, quand la position vraie de l'astre descend du zÃ©nith Ã l'horizon, puis augmente plus rapidement quand cet astre est trÃ¨s-prÃ¨s de l'horizon; ainsi la rÃ©fraction, qui n'est encore que 1'9" quand l'astre se trouve Ã 40Â° de l'horizon, est de 33'47",9 au bord de l'horizon. Voici d'ailleurs le tableau des rÃ©fractions pour des hauteurs dÃ©croissantes, de 10Â° en 10Â° d'abord, puis pour des hauteurs plus rapprochÃ©es dans l'intervalle de 10Â° Ã 0Â°.

HAUTEUR RÃ FRACTION. apparente.

90Â° 0",0 80 10 ,3 70 21 ,2 60 33 ,7 50 48 ,9 40 1' 9 ,4 30 1 40 ,7 20 2 38 ,9 15 3 34 ,5 10 5 20 ,0 9 5 53 ,7 8 6 34 ,7 7 7 25 ,6 6 8 30 ,3 5 9 54 ,8 4 11 48 ,8 3 14 28 ,7 2 0' 18 23 ,1 1 0 24 22 ,3 0 40 27 3 ,1 0 30 28 33 ,2 0 20 30 10 ,5 0 10 31 55 ,2 0 33 47 ,9[40]

[Note 40: PrÃ¨s de l'horizon les rÃ©fractions sont trÃ¨s-irrÃ©guliÃ¨res parce que les rayons lumineux y traversent les couches d'air les plus chargÃ©es d'humiditÃ©, les plus inÃ©galement Ã©chauffÃ©es ou refroidies par leur contact avec le sol. C'est pourquoi les astronomes Ã©vitent d'observer les astres trop prÃ¨s de l'horizon. Ce n'est qu'Ã partir de 5Â° ou 6Â° de hauteur que les rÃ©fractions deviennent rÃ©guliÃ¨res et conformes Ã la table prÃ©cÃ©dente.]

Usage du tableau. Si la hauteur apparente d'un, astre est de 15Â° par exemple, on prend dans la table la rÃ©fraction correspondante 3'34",5 et on la retranche de la hauteur observÃ©e pour avoir la hauteur vraie.

REMARQUE. Quand la hauteur apparente d'un astre est de 0Â°0'0", cet astre, vu au bord de l'horizon, se lÃ¨ve ou se couche en apparence, tandis qu'il est dÃ©jÃ , en rÃ©alitÃ© Ã 33'47" au-dessous de l'horizon.

=109.= REMARQUE. Le diamÃ¨tre apparent du soleil Ã©tant en moyenne de 32'3", il rÃ©sulte de la remarque prÃ©cÃ©dente que le bord supÃ©rieur de son disque Ã©tant dÃ©jÃ Ã 1' au-dessous de l'horizon, Ã l'Orient ou au Couchant, l'astre tout entier, soulevÃ© par la rÃ©fraction, est visible pour nous. Le soleil nous paraÃ®t donc levÃ© plus tÃ´t et couchÃ© plus tard qu'il ne l'est rÃ©ellement.

Une autre consÃ©quence de la rÃ©fraction, c'est que le disque solaire, Ã son lever et Ã son coucher, nous apparaÃ®t sous la forme d'un ovale Ã©crasÃ© dans le sens vertical; la rÃ©fraction, relevant l'extrÃ©mitÃ© infÃ©rieure du diamÃ¨tre vertical plus que l'extrÃ©mitÃ© supÃ©rieure, rapproche en apparence ces deux

extrÃ©mitÃ©s; le disque nous paraÃ®t donc Ã©crasÃ© dans ce sens. La rÃ©fraction Ã©levant Ã©galement les deux extrÃ©mitÃ©s du diamÃ¨tre horizontal n'altÃ¨re pas ses dimensions.

Le mÃªme effet de rÃ©fraction a lieu pour la lune.

NOTE I.

SPHÃ RICITÃ DE LA TERRE. Voici comment on montre la sphÃ©ricitÃ© de la terre en se fondant sur les observations 1Â°, 2Â°, 3Â°, mentionnÃ©es dans la note de la page 56.

On dÃ©montre d'abord que la courbe qui limite l'horizon sensible d'un observateur placÃ© Ã une hauteur quelconque est une circonfÃ©rence dont l'axe est la verticale du lieu.

[Illustration: 093, Fig. 30.]

Soit A (_fig_. 30) le point d'oÃ¹ on observe; AB, AG deux rayons visuels quelconques allant Ã la courbe limite BC; AI la verticale du lieu A. On sait que les angles BAI, CA1 sont Ã©gaux (1Â°). Nous allons prouver que les lignes AB, AC sont Ã©gales. En effet, supposons qu'elles soient inÃ©gales, que l'on ait AC > AB; nous pouvons prendre sur AB une longueur AD = AC. Maintenant concevons que l'observateur s'Ã©lÃ¨ve en A' sur la verticale AI, Ã une hauteur telle que le rayon visuel dirigÃ© de ce point A' dans le plan IAB, vers la nouvelle courbe limite, aille rencontrer la ligne AD entre B et D, en E, par exemple; ce qui est toujours possible. Le rayon visuel, dirigÃ© de mÃªme de A' dans le plan IAC, ira rencontrer la ligne AC en un point F situÃ© au delÃ de C (2Â°). Les deux triangles AA'E; A'AF sont Ã©gaux: car AA' = AA'; angle EA'I = angle FA' (1Â°); les angles en A sont Ã©gaux comme supplÃ©ments des angles Ã©gaux EAI, FAI; les triangles AA'E, AA'F Ã©tant Ã©gaux, on en conclut AE = AF. Mais AF est > AC et AE < AD; avec AD = AC, on aurait donc une ligne AE plus petite que AD Ã©gale Ã une ligne AF > AC; ce qui est absurde Cette absurdite rÃ©sulte de ce qu'on a supposÃ© AC > AB; donc AC n'est pas plus grand que AB; ces deux lignes ne pouvant Ãªtre plus grandes l'une que l'autre, sont Ã©gales. Les lignes allant du point A Ã la courbe limite Ã©tant Ã©gales, et faisant avec la verticale AI des angles Ã©gaux; la courbe limite, lieu de ces points B, C,..... est une circonfÃ©rence qui a tous ses points Ã©galement distants de chaque point de la verticale AI.

[Illustration:094 Fig. 31]

Soient maintenant deux points d'observation A et A', situÃ©s sur deux verticales diffÃ©rentes AI, A'Z (fig. 31); soit HD la corde commune aux deux circonfÃ©rences qui limitent les horizons sensibles de A et A'; menons les diamÃ¨tres BCK, MCN, par le milieu C de HD. Cette corde HD est perpendiculaire Ã ces deux diamÃ¨tres BCK, MCN,

et par suite Ã leur plan BCN. RÃ©ciproquement le plan BCN est perpendiculaire Ã HD, et par suite aux plans des circonfÃ©rences qui ont HD pour corde commune. Le plan BCN Ã©tant perpendiculaire au plan BHK, la perpendiculaire IA Ã ce plan BHK est tout entiÃ¨re dans le plan BCN; de mÃªme A'Z est dans le plan BCN. Les deux verticales IA, ZA' perpendiculaires Ã deux droites BC, CN, dans un mÃªme plan avec ces droites, se rencontrent en un certain point O. Tirons OH; le point O est Ã la mÃªme distance OH de tous les points de la circonfÃ©rence BHK; il est Ã la mÃªme distance OH de tous les points de circ. NHM; il est donc Ã Ã©gale distance de tous les points de l'une et l'autre circonfÃ©rence.

Soit L un point quelconque de la surface de la terre; on peut concevoir par L une circonfÃ©rence LP, dont le plan soit perpendiculaire Ã la verticale AIO ou Ã son prolongement OA", et qui rencontre la circonfÃ©rence NHM; dÃ¨s lors OL Ã©gale la distance de O Ã circ. NHM, c'est-Ã -dire OL = OH. Si circ. LP ne rencontrait pas circ. NHM, elle rencontrerait une circonfÃ©rence perpendiculaire Ã OZA' rencontrant dÃ©jÃ circ. BKH; de sorte qu'on aurait toujours OL = OH. Le point O est donc Ã Ã©gale distance de tous les points de la surface terrestre; celle-ci ayant tous ses points Ã Ã©gale distance d'un point intÃ©rieur, est une surface sphÃ©rique.

NOTE II.

DÃ©monstration des deux principes relatifs Ã la projection stÃ©rÃ©ographique des cercles d'une sphÃ¨re, Ã©noncÃ©s nÂ° 92, page 74.

ThÃ©orÃ¨me I. Tout cercle ED de la sphÃ¨re a pour perspective, ou projection stÃ©rÃ©ographique, un cercle.

[Illustration: 095, Fig. 40 _bis_.]

[Illustration: 095, Fig. 41.]

Observons d'abord que les droites qui projettent les points d'une circonfÃ©rence, circ.ED (V. la _fig_. 41 ci-aprÃ¨s) sont les gÃ©nÃ©ratrices d'un cÃ´ne circulaire qui a le point de vue O pour sommet et cette circonfÃ©rence pour base. L'intersection d'une pareille surface par un plan KBL parallÃ¨le Ã la base est une autre circonfÃ©rence. En effet, menons les gÃ©nÃ©ratrices quelconques OA, OE, OD qui rencontrent la section en K, B, L (_fig_. 40 _bis_); les triangles semblables OIB, OIA donnent O_i_/OI = _i_B/IA; les triangles OIK, OIE donnent O_i_/OI = _i_K/IE; donc _i_B/IA = _i_K/IE; mais IA=IE, donc _i_B = _i_K; on prouverait de mÃªme que _i_B = _i_L; donc la courbe KBL est une circonfÃ©rence dont le centre est _i_. Cela posÃ©, soit O (_fig_. 41) le point de vue sur la sphÃ¨re; on sait que le tableau ou plan de projection est un grand cercle ASB perpendiculaire au rayon OC. Soit HMF la perspective d'une circonfÃ©rence quelconque de la sphÃ¨re, circ.ED; il faut prouver que HMF est une circonfÃ©rence. Pour cela, observons que la ligne CI, qui joint le centre C de la sphÃ¨re

et le centre I de circ. ED, est perpendiculaire au plan de cette circonfÃ©rence; de sorte que le plan OCI est Ã la fois perpendiculaire Ã cercle ASB et Ã cercle ED. Ce plan OCI coupe la surface conique suivant le triangle OED, et le tableau ASB suivant un diamÃ¨tre ACB. Soit M un point quelconque de la projection HMF de cercle ED; abaissons de M la perpendiculaire MP sur l'intersection CB ou HF du plan OED et du plan ASB. Comme ces plans sont perpendiculaires, MP, qui est dans le plan ASB, est perpendiculaire au plan OED; MP est donc parallÃ¨le Ã cercle ED. Conduisons par MP un plan parallÃ¨le Ã cercle ED; ce plan coupe le cÃ´ne suivant une circonfÃ©rence KML, dont KL, parallÃ¨le Ã ED, est un diamÃ¨tre. D'aprÃ¨s un thÃ©orÃ¨me connu (3Âº livre de gÃ©omÃ©trie), (MP)Â² = KP Ã PL (1). Cela posÃ©, observons que l'angle HFO = OED; en effet HFO a pour mesure 1/2 AO + 1/2 BD; OED a pour mesure 1/2 DB + 1/2 OB; or AO = OB (ce sont deux quadrants). De ce que HFO = 0ED, et OED=OKL, on conclut OKL = HFO; de OKL = HFO, on conclut que l'arc du segment circulaire capable de l'angle HFO, qui aurait HL pour corde, passerait par le point K. Les quatre points H, K, F, L sont donc sur une mÃªme circonfÃ©rence; les lignes HF, KL Ã©tant deux cordes d'une mÃªme circonfÃ©rence, HP Ã PF = KP Ã PL; donc en vertu de l'Ã©galitÃ© (1), (MP)Â² = HP Ã PF. Si donc on tirait les lignes HM, MF, le triangle HMF serait rectangle; le point M appartient donc Ã la circonfÃ©rence qui, dans le plan ASB, a pour diamÃ¨tre HF. Le point M Ã©tant un point quelconque de la projection de circ. ED, on conclut que tous les points de la projection sont sur la circonfÃ©rence HMF dont nous venons de parler, autrement dit, que cette circonfÃ©rence est prÃ©cisÃ©ment la projection de circ. ED sur le plan ASB.

ThÃ©orÃ¨me II. _L'angle que forment deux lignes_ MP, MN _qui se coupent sur la sphÃ¨re est Ã©gal Ã celui que forment les lignes_ mn, mp _qui les reprÃ©sentent sur la carte_ (_fig_. 41 _bis_). (On sait qu'on appelle angle de deux lignes courbes MP, MN, l'angle que forment les tangentes MG, MF, menÃ©es Ã ces courbes Ã leurs points de rencontre.)

[Illustration: 096, Fig. 41 bis]

Soient _g_ et _f_ les points oÃ¹ MG, MF percent le tableau; les projections _mg_, _mf_ de ces tangentes sont elles-mÃªmes tangentes aux courbes _mn_, _mp_; il faut dÃ©montrer que l'angle _gmf_=GMF. Pour cela, menons, par le point de vue 0, un plan GOF parallÃ¨le au plan du tableau; ce plan GOF perpendiculaire Ã l'extrÃ©mitÃ© du rayon OC est tangent Ã la sphÃ¨re. Soient G et F les points d'intersection de ce plan par les tangentes MG, MF; menons OG, OF, FG. Les lignes OG, _mg_, intersection des deux plans parallÃ¨les par le plan OMG, sont parallÃ¨les; OF, _mf_ sont aussi parallÃ¨les; donc l'angle _gmf_=GOF; nous allons prouver que GOF=GMF. En effet, les lignes GM, GO, tangentes Ã la sphÃ¨re, issues du mÃªme point G, sont Ã©gales (on peut concevoir deux grands cercles dÃ©terminÃ©s par les plans CMG, COG, lesquels auraient pour tangentes MG, OG); pour une raison sem-

blable, FM=FO. Les deux triangles MGF, OGF sont donc Ã©gaux; par suite, l'angle GOF=GMF; donc _gmf_=GOF=GMF. C. Q. F. D.

REMARQUE. Nous avons dit que _mf_, projection de la tangente MF, Ã©tait elle-mÃªme une tangente Ã la projection _mn_ de MN. On se rend compte de ce fait en imaginant une sÃ©cante MM' Ã la courbe MN, et la projection _mm_' de cette sÃ©cante; puis faisant tourner le plan projetant OMM' autour de OM, jusqu'Ã ce que M' soit venu se confondre avec M, MM' devenant la tangente MF; pendant ce temps, _m_' se rapproche de _m_, et se confond avec _m_ quand M' arrive en M; de sorte que la sÃ©cante et sa projection deviennent tangentes en mÃªme temps.

CHAPITRE III.

LE SOLEIL.

=110.= MOUVEMENT PROPRE APPARENT DU SOLEIL. En outre du mouvement diurne commun Ã tous les corps cÃ©lestes, le soleil paraÃ®t animÃ© d'un mouvement propre dirigÃ© en sens contraire du mouvement diurne.

On dit qu'un astre a un mouvement propre quand sa position apparente, c'est-Ã -dire sa projection sur la sphÃ¨re cÃ©leste, change continuellement; autrement dit, quand sa position relativement aux Ã©toiles fixes change continuellement; or c'est ce qui arrive pour le soleil.

=111.= _Premiers indices_. Si un soir, Ã la nuit tombante, on remarque un groupe d'Ã©toiles voisines de l'endroit oÃ¹ le soleil s'est couchÃ©, puis, qu'on observe ces Ã©toiles durant un certain nombre de jours, on les voit de plus en plus rapprochÃ©es de l'horizon; au bout d'un certain temps, elles cessent d'Ãªtre visibles le soir; elles se couchent avant le soleil. Si alors on observe le matin, un peu avant le lever du soleil, on retrouve ces mÃªmes Ã©toiles dans le voisinage de l'endroit oÃ¹ le soleil doit bientÃ´t apparaÃ®tre. Celui-ci, qui d'abord prÃ©cÃ©dait les Ã©toiles dans le mouvement diurne, les suit donc en dernier lieu; d'abord Ã l'_ouest_ de ces astres, sur la sphÃ¨re cÃ©leste, il se trouve finalement Ã l'_est_. Mais les Ã©toiles sont fixes; le soleil s'est donc dÃ©placÃ© de l'ouest Ã l'est, en sens contraire du mouvement diurne. Il se dÃ©place de plus en plus dans le mÃªme sens; car si on continue l'observation, le lever de chacune des Ã©toiles en question prÃ©cÃ¨de de plus en plus le lever du soleil. C'est lÃ un mouvement en ascension droite.

On voit aussi aisÃ©ment sans instruments que la dÃ©clinaison du soleil varie continuellement. En effet, d'une saison Ã l'autre, sa hauteur Ã midi, au-dessus de l'horizon, change notablement: elle augmente progressivement de l'hiver Ã l'Ã©tÃ©, et _vice

versa_ diminue de l'Ã©tÃ© Ã l'hiver. Le soleil se dÃ©plaÃ§ant sur le mÃ©ridien, sa dÃ©clinaison varie (_V_. la dÃ©finition).

=112.= Ã TUDE PRÃ CISE DU MOUVEMENT PROPRE. Le mouvement propre du soleil une fois dÃ©couvert, il faut l'Ã©tudier avec prÃ©cision. Le moyen qui se prÃ©sente naturellement consiste Ã dÃ©terminer, Ã divers intervalles, tous les jours par exemple, la position apparente prÃ©cise du soleil sur la sphÃ¨re cÃ©leste. Si on trouve que cette position change continuellement, on aura constatÃ© de nouveau le mouvement; de plus, en marquant sur un globe cÃ©leste les positions successivement observÃ©es, on se rendra compte de la nature de ce mouvement.

La position apparente du soleil se dÃ©termine comme celle d'une Ã©toile quelconque par son ascension droite et sa dÃ©clinaison (nÂ° 33); mais le soleil a des dimensions sensibles que n'ont pas les Ã©toiles.

Quand un astre se prÃ©sente Ã nous sous la forme d'un disque circulaire, ayant des dimensions apparentes sensibles, comme le soleil, la lune, les planÃ¨tes, on le suppose rÃ©duit Ã son centre. C'est la position de ce centre qu'on dÃ©termine; c'est de cette position qu'il s'agit toujours quand on parle de la position de l'astre[41].

[Note 41: Disons de plus que le soleil a un Ã©clat que n'ont pas les autres astres. Pour empÃªcher que l'Å il ne soit Ã©bloui et blessÃ© par l'Ã©clatante lumiÃ¨re du soleil, dont l'image au foyer de la lunette est excessivement intense, on a soin, quand on observe cet astre, de placer en avant de l'objectif, ou entre l'Å il et l'oculaire, des verres de couleur trÃ¨s-foncÃ©e qui absorbent la plus grande partie des rayons lumineux.]

=113.= ASCENSION DROITE DU SOLEIL. Pour dÃ©terminer chaque jour l'ascension droite du centre du soleil, on regarde passer au mÃ©ridien le premier point du disque qui s'y prÃ©sente (le bord occidental); on note l'heure prÃ©cise Ã laquelle ce premier bord vient toucher le fil vertical du rÃ©ticule de la lunette mÃ©ridienne (nÂ° 17); on marque Ã©galement l'heure Ã laquelle le soleil achevant de passer, ce mÃªme fil est tangent au bord oriental du disque; la demi-somme des heures ainsi notÃ©es est l'heure Ã laquelle a passÃ© le centre; de cette heure on dÃ©duit l'AR de ce centre, exactement comme il a Ã©tÃ© dit nÂ° 34 pour les Ã©toiles.

=114.= DÃ CLINAISON DU SOLEIL. D'aprÃ¨s le principe indiquÃ© nÂ° 38, on dÃ©duit la dÃ©clinaison du soleil de sa distance zÃ©nithale mÃ©ridienne, qui est la demi-somme des distances zÃ©nithales du bord supÃ©rieur et du bord infÃ©rieur du disque observÃ©es au mural. Cette distance zÃ©nithale doit Ãªtre corrigÃ©e des erreurs de rÃ©fraction et de parallaxe, le lieu d'observation devant Ãªtre ramenÃ© au centre de la terre (_V_. la rÃ©fraction et la parallaxe).

=115.= On peut ainsi, toutes les fois que le soleil n'est pas cachÃ© au moment de son passage au mÃ©ridien, dÃ©terminer l'heure sidÃ©rale du passage, l'ascension droite

et la dÃ©clinaison de l'astre, puis consigner les rÃ©sultats de ces observations dans un tableau qui peut comprendre plusieurs annÃ©es. On trouve ainsi des valeurs constamment diffÃ©rentes, au contraire de ce qui arrive pour les Ã©toiles; ce fait gÃ©nÃ©ral constate d'abord le mouvement propre du soleil. Voici d'ailleurs, en rÃ©sumÃ©, ce que nous apprend le tableau en question[42].

[Note 42: Dans cette Ã©tude du mouvement propre du soleil, on peut prendre l'origine des AR sur le cercle horaire d'une Ã©toile remarquable quelconque, c'est-Ã -dire faire marquer 0h 0m 0s Ã l'horloge sidÃ©rale Ã l'instant oÃ¹ cette Ã©toile passe au mÃ©ridien du lieu. On verra plus loin (nÂº 131) comment on rÃ¨gle dÃ©finitivement cette horloge.]

=116.= _Circonstances principales du mouvement propre apparent du soleil_.

Chaque passage du soleil au mÃ©ridien retarde Ã l'horloge sidÃ©rale sur le passage prÃ©cÃ©dent, d'environ 4 minutes (en moyenne 3m 56s,5). Si, par exemple, le passage a lieu un jour Ã 7 heures de l'horloge sidÃ©rale, le lendemain il a lieu Ã 7h 4m environ, le surlendemain Ã 7h 8m; et ainsi de suite. LE JOUR SOLAIRE, _qui est l'intervalle de deux passages consÃ©cutifs du soleil au mÃ©ridien_, surpasse donc le jour sidÃ©ral d'environ 4 minutes. 365j 1/4 solaires valent approximativement 366j 1/4 sidÃ©raux; autrement dit, si le soleil accompagne un jour une Ã©toile au mÃ©ridien, il y revient ensuite 365 fois seulement, pendant que l'Ã©toile y revient 366 fois.

Supposons que le soleil et une Ã©toile passent ensemble au mÃ©ridien Ã d'une horloge sidÃ©rale. L'Ã©toile y revient tous les jours suivants Ã 0h 0m 0s, tandis que, Ã chaque nouveau passage du soleil, l'horloge marque 3m 56s,5 de plus que la veille; 365 de ces retards du soleil font 23h 59m (sidÃ©rales). Le 365e _retour_ du soleil a donc lieu Ã 23h 59m; une minute aprÃ¨s, Ã 0h 0m 0s, l'Ã©toile revient pour la 366e fois; mais deux retours consÃ©cutifs du soleil Ã©tant sÃ©parÃ©s par 24h.sid. 4m environ, il doit s'Ã©couler encore 24h 3m avant que le soleil ne soit revenu pour la 366e fois; donc l'Ã©toile, 24 heures aprÃ¨s, reviendra pour la 367e fois avant que le soleil ne soit revenu pour la 366e. Ces deux derniers passages recommencent une nouvelle pÃ©riode.

L'ASCENSION DROITE du soleil augmente chaque jour d'environ 1Â° (en moyenne 59'8"), et passe par tous les Ã©tats de grandeur de 0Â° Ã 360Â°. C'est ce mouvement du soleil en AR qui cause le retard de son passage au mÃ©ridien (_V_. nÂº 140).

[Illustration: 100, Fig. 49.]

LA DÃ CLINAISON est tantÃ´t australe, tantÃ´t borÃ©ale. Le 20 mars, d'australe qu'elle Ã©tait, elle devient borÃ©ale, et croÃ®t progressivement de 0Â° Ã 23Â°28' environ, maximum qu'elle atteint vers le 22 juin. Ã partir de lÃ , elle dÃ©croÃ®t jusqu'Ã devenir nulle; redevient australe vers le 23 septembre, augmente dans ce sens de

0Â° Ã la mÃªme limite 23Â°28', jusqu'au 22 dÃ©cembre; puis dÃ©croÃ®t de 23Â°38' Ã 0Â°; redevient borÃ©ale le 20 mars. Ainsi de suite indÃ©finiment.

Si on marque chaque jour sur un globe cÃ©leste, pendant un an au moins, la position apparente du soleil, d'aprÃ¨s son AR et sa D observÃ©es, exactement comme il a Ã©tÃ© dit pour une Ã©toile nÂ° 45, on voit les positions successivement marquÃ©es _s_', _s_'', _s_''',... faire le tour du globe (_fig_. 49). Si on fait passer une circonfÃ©rence de grand cercle par deux quelconques des points ainsi marquÃ©s, il arrive qui tous les autres points sont sur ce grand cercle. Le globe cÃ©leste figurant exactement la sphÃ¨re cÃ©leste, et les points marquÃ©s figurant les positions apparentes successives du soleil sur cette sphÃ¨re, on est conduit, par ce qui prÃ©cÃ¨de, Ã cette conclusion remarquable:

Le soleil nous semble parcourir indÃ©finiment, d'occident en orient, c'est-Ã -dire en sens contraire du mouvement diurne, le mÃªme grand cercle de la sphÃ¨re cÃ©leste, inclinÃ© Ã l'Ã©quateur. Il parcourt ce cercle en 366j 1/4 _sidÃ©raux environ_ (_V_. la note)[43].

[Note 43: Ce mouvement se combine avec le mouvement diurne; le soleil nous parait tourner autour de la terre, d'orient en occident, et en mÃªme temps se mouvoir sur l'Ã©cliptique, mais beaucoup plus lentement, et d'occident en orient.

Voici l'ingÃ©nieuse comparaison employÃ©e par M. Arago pour faire comprendre comment le soleil peut Ãªtre animÃ© Ã la fois de ces deux mouvements en apparence contraires. Un globe cÃ©leste (_fig_. 49) tourne uniformÃ©ment, d'orient en occident, autour d'un axe PP', achevant une rÃ©volution en 24 heures sidÃ©rales; de sorte que chacun de ses cercles horaires vient coÃ¯ncider toutes les 24 heures avec un demi-cercle fixe de mÃªme diamÃ¨tre, reprÃ©sentant le mÃ©ridien du lieu. Une mouche _s_ chemine en sens contraire (d'occident en orient), sur une circonfÃ©rence de grand cercle du globe, S'Î³S, avec une vitesse d'environ 1Â° par jour sidÃ©ral. La mouche, tout en cheminant ainsi, est emportÃ©e par le mouvement de rotation du globe; elle est donc animÃ©e de deux mouvements Ã la fois, dont l'un lui est commun avec tous les points du globe, et dont l'autre lui est propre. Si elle se trouve un jour sur le cercle horaire P_s_'P', en _s_', quand ce cercle passe au mÃ©ridien, elle le quitte aussitÃ´t pour se diriger vers le cercle P_s_''P' qu'elle atteint au bout de 24 heures sidÃ©rales, au moment oÃ¹ le cercle P_s_'P' passe de nouveau au mÃ©ridien. Comme le globe tourne de l'est Ã l'ouest, la mouche viendra bientÃ´t passer au mÃ©ridien, mais n'y passera qu'avec le cercle P_s''_P' Ã peu prÃ¨s, c'est-Ã -dire environ 4 minutes plus tard que P_s_'P', si l'intervalle des deux cercles P_s_''P', P_s_'P' est 1Â°. Elle a dÃ©jÃ quittÃ© le cercle P_s_''P', en continuant son chemin vers l'est, quand celui-ci passe au mÃ©ridien, et le lendemain elle y passe avec un autre cercle horaire; etc.]

=117.= REMARQUE. Il est bon d'observer dÃ¨s Ã prÃ©sent qu'il s'agit ici, non des _positions rÃ©elles_ successives du soleil par rapport Ã la terre, mais de leurs _projections_ sur la sphÃ¨re cÃ©leste, que dÃ©terminent seules l'AR et la D du centre (nÂ° 33). Ces coordonnÃ©es ne nous font pas connaÃ®tre la distance rÃ©elle du soleil Ã la terre; nous verrons plus tard (nÂ° 123) que cette distance variant d'un jour Ã l'autre, le lieu des positions rÃ©elles du soleil par rapport Ã la terre, supposÃ©e fixe, n'est pas une circonfÃ©rence. Pour le moment, nous pouvons dire que la projection sur la sphÃ¨re cÃ©leste du centre du soleil (vu de la terre) parcourt indÃ©finiment le mÃªme grand cercle inclinÃ© Ã l'Ã©quateur. Tel est le sens prÃ©cis de l'Ã©noncÃ© ci-dessus.

=118.= Ã CLIPTIQUE. On donne le nom d'_Ã cliptique_ au grand cercle que le soleil nous semble ainsi parcourir indÃ©finiment sur la sphÃ¨re cÃ©leste. Ce nom vient de ce que les Ã©clipses de soleil et de lune ont lieu quand la lune est dans le plan de ce grand cercle, ou tout prÃ¨s de ce plan.

OBLIQUITÃ DE L'Ã CLIPTIQUE. L'Ã©cliptique est inclinÃ© sur l'Ã©quateur d'environ 23Â°27'1/2(cette inclinaison varie dans certaines limites; au 1er janvier 1854 elle Ã©tait 23Â°27'34"; au 1er juillet, 23Â°27'35",2).

On peut dÃ©terminer cette inclinaison par une construction faite sur le globe cÃ©leste; c'est l'angle SÎ³E (_fig_. 49) que l'on sait mesurer. Elle peut d'ailleurs se trouver par l'observation; sa mesure, SE, est la plus grande des inclinaisons trouvÃ©es pour le soleil durant sa rÃ©volution sur l'Ã©cliptique.

=119.= POINTS Ã QUINOXIAUX. On appelle _Ã©quinoxes_ ou _points Ã©quinoxiaux_ les deux points, Î³ et â , de rencontre de l'Ã©quateur et de l'Ã©cliptique. Le soleil est Ã l'un de ces points quand sa dÃ©clinaison est nulle; la durÃ©e du jour est alors Ã©gale Ã celle de la nuit par toute la terre; de lÃ le nom d'Ã©quinoxes.

On distingue le _point Ã©quinoxial_ du printemps Î³, qui est le point de l'Ã©quateur oÃ¹ passe constamment le soleil quand il quitte l'hÃ©misphÃ¨re austral pour l'hÃ©misphÃ¨re borÃ©al. L'Ã©quinoxe du printemps a lieu du 20 au 21 mars.

L'autre point Ã©quinoxial, â , par oÃ¹ passe le soleil, quittant l'hÃ©misphÃ¨re borÃ©al pour l'hÃ©misphÃ¨re austral, s'appelle Ã©quinoxe d'automne. Le soleil y passe le 21 septembre.

(V. plus loin, page 107, comment on dÃ©termine le moment prÃ©cis de l'un ou l'autre Ã©quinoxe.)

=120.= SOLSTICES. On nomme _solstices_ ou _points solstitiaux_ deux points S, S', de l'Ã©cliptique, situÃ©s Ã 90Â° de chacun des Ã©quinoxes.

L'un d'eux, S, celui qui est situÃ© sur l'hÃ©misphÃ¨re borÃ©al, s'appelle _solstice d'Ã©tÃ©_; l'autre, situÃ© sur l'hÃ©misphÃ¨re austral, s'appelle _solstice d'hiver_.

Ce nom de _solstice_ vient de ce que le soleil, arrivÃ© Ã l'un ou Ã l'autre de ces points, semble stationner pendant quelque temps Ã la mÃªme hauteur, au-dessus ou au-dessous de l'Ã©quateur, sur le parallÃ¨le cÃ©leste qui passe par ce solstice. Pendant quelques jours sa D, alors parvenue Ã son maximum, est Ã peu prÃ¨s constante[44].

[Note 44: V. les tables de l'Annuaire du bureau des longitudes, ou bien simplement les Tables des heures du lever et du coucher du soleil aux environs du 21 juin ou du 21 dÃ©cembre.]

Les parallÃ¨les cÃ©lestes ST, S'T' (_fig._ 49) qui passent par les solstices S et S' prennent le nom de _tropiques_.

Celui qui passe par le solstice d'Ã©tÃ© s'appelle _tropique du Cancer_. Celui qui passe par le solstice d'hiver se nomme _tropique du Capricorne_.

=121.= On appelle _colures_ deux cercles horaires perpendiculaires entre eux, dont l'un passe par les Ã©quinoxes, et l'autre par les solstices (le colure des Ã©quinoxes et le colure des solstices).

=122.= On appelle _axe_ de l'Ã©cliptique le diamÃ¨tre, P(1)P'(1), de la sphÃ¨re cÃ©leste qui lui est perpendiculaire; ses extrÃ©mitÃ©s P(1), P'(1), sont les _pÃ´les_ de l'Ã©cliptique. L'axe du monde et l'axe de l'Ã©cliptique forment un angle Ã©gal Ã l'inclinaison de l'Ã©cliptique sur l'Ã©quateur (nÂº 118); cet angle est mesurÃ© par l'arc P(1)P qui sÃ©pare les pÃ´les voisins de l'Ã©cliptique et de l'Ã©quateur.

=123.= La position apparente du soleil, dans sa rÃ©volution sur l'Ã©cliptique, passe au travers ou auprÃ¨s d'un certain nombre de constellations plus ou moins remarquables que l'on a appelÃ©es zodiacales. Ces constellations se trouvent sur une zone de la sphÃ¨re cÃ©leste nommÃ©e _zodiaque_.

_Le zodiaque est une zone de la sphÃ¨re cÃ©leste comprise entre deux plans parallÃ¨les Ã l'Ã©cliptique, situÃ©s de part et d'autre de celui-ci, Ã une mÃªme distance de _9Âº_ environ de ce plan; ce qui fait _18Âº_ environ pour la largeur totale de la zone_.

On a divisÃ© le zodiaque en douze parties Ã©gales qu'on a nommÃ©es _signes_.

Pour cela on a partagÃ© l'Ã©cliptique en douze arcs Ã©gaux Ã partir de l'Ã©quinoxe du printemps â . Par chaque point de division, on conÃ§oit un arc de grand cercle perpendiculaire Ã l'Ã©cliptique, et limitÃ© aux deux petits cercles qui terminent le zodiaque; de lÃ douze quadrilatÃ¨res dont chacun est un signe.

Le soleil parcourt Ã peu prÃ¨s un signe par mois. A l'Ã©quinoxe du printemps il entre dans le premier signe.

Chaque signe porte le nom d'une constellation qui s'y trouvait lors de l'invention du zodiaque, il y a 2160 ans environ.

Voici les douze noms dans l'ordre des signes dont le premier, comme nous l'avons dit, commence au point Ã©quinoxial du printemps â , les autres venant aprÃ¨s dans le sens du mouvement du soleil:

BÃ©lier, Taureau, GÃ©meaux, Cancer, Lion, Vierge, â â â â â â

Balance, Scorpion, Sagittaire, Capricorne, Verseau, Poissons. â â â â â â

Les noms latins de ces constellations, mentionnÃ©es dans le mÃªme ordre que ci-dessus, sont tous compris dans les deux vers latins suivants attribuÃ©s au poÃ«te Ausone:

Sunt Aries, Taurus, Gemini, Cancer, Leo, Virgo, Libraque, Scorpius, Arcitenens, Caper, Amphora, Pisces.

Ces deux vers sont trÃ¨s-propres Ã graver dans la mÃ©moire, et dans leur ordre naturel, les noms des signes ou constellations du zodiaque.

Par suite d'un mouvement apparent de la sphÃ¨re cÃ©leste considÃ©rÃ©e dans son ensemble, et dont nous parlerons Ã propos de la prÃ©cession des Ã©quinoxes, chacune des constellations portant les noms ci-dessus ne se trouve plus dans le signe de mÃªme nom qu'elle. Chacune d'elles a avancÃ© Ã peu prÃ¨s d'un signe dans le sens direct. Ainsi la constellation nommÃ©e le BÃ©lier, qui occupait primitivement le premier signe, se trouve aujourd'hui dans le signe du Taureau; la constellation nommÃ©e le Taureau se trouve dans le signe des GÃ©meaux; et ainsi de suite, en faisant le tour, jusqu'Ã la constellation des Poissons, qui, au lieu du dernier signe, occupe aujourd'hui le premier, celui qu'on nomme toujours le BÃ©lier.[45]

[Note 45: Pour Ã©viter la confusion produite par ce dÃ©faut de correspondance, qui s'aggrave de plus en plus, entre la position de chaque constellation zodiacale et le signe qui porte son nom, les astronomes ont pris tout simplement le parti d'abandonner cette division de l'Ã©cliptique en douze parties Ã©gales, et de le diviser comme tout autre cercle en 360 degrÃ©s, Ã partir de l'Ã©quinoxe du printemps.]

=124=. DIAMÃ TRE APPARENT DU SOLEIL. On nomme _diamÃ¨tre apparent_

[Illustration: 105, Fig. 51]

d'un astre quelconque l'angle _atb_ sous lequel le diamÃ¨tre, _ab_, de cet astre, est vu du centre de la terre (_fig._ 51).

La figure montre que si la distance _to_ d'un astre au centre de la terre varie, son diamÃ¨tre apparent varie en sens contraire de cette distance; il diminue ou augmente suivant que cette distance augmente ou diminue.

On reconnaÃ®t facilement que le diamÃ¨tre apparent d'un astre, qui n'est jamais qu'un petit angle, varie en raison inverse de la distance de cet astre Ã la terre[46].

[Note 46: _ao_ = _ot_ Â· tgÂ½_atb_ = ot' Â· tgÂ½ _at'b_; (_fig._ 51); d'oÃ¹ tg Â½.atb: tgÂ½.at'b = _ot'_ / _ot_; ou enfin parce que _atb, at'b_ sont de petits angles, _atb_ / _at'b_ = _ot'_ / _ot_. Car on peut prendre le rapport des angles au lieu du rapport des tangentes quand les angles sont petits et trÃ¨s-peu diffÃ©rents l'un de l'autre.]

=125=. Nous allons indiquer, pour trouver le diamÃ¨tre apparent du soleil, deux mÃ©thodes qui conviennent pour la lune et pour un astre quelconque.

1re MÃ THODE. On obtient le diamÃ¨tre apparent du soleil en mesurant avec le mural la distance zÃ©nithale de son bord supÃ©rieur et celle de son bord infÃ©rieur; la diffÃ©rence de ces deux distances est Ã©videmment le diamÃ¨tre apparent.

2e MÃ THODE. On remarque l'heure exacte Ã laquelle le premier, bord de l'astre, le bord occidental vient passer au mÃ©ridien; puis l'heure Ã laquelle passe plus tard le dernier point du disque, le bord oriental; on calcule la diffÃ©rence de ces deux nombres d'heures, puis on la convertit en degrÃ©s, minutes, secondes, suivant la rÃ¨gle connue. Dans le cas particulier oÃ¹ le soleil dÃ©crit l'Ã©quateur au moment de l'observation, l'angle ainsi obtenu est le diamÃ¨tre apparent. Pour toute autre position du soleil, on multiplie le nombre de degrÃ©s ainsi trouvÃ© par le cosinus de la D du soleil[47].

[Note 47: Si, au moment de l'observation, le soleil est sur l'Ã©quateur, comme cela arrive au moment de l'Ã©quinoxe, il est Ã©vident que la diffÃ©rence des heures susdites est le temps que met Ã passer au mÃ©ridien l'arc d'Ã©quateur qui sÃ©pare les deux extrÃ©mitÃ©s du diamÃ¨tre du soleil situÃ© dans ce plan, et perpendiculaire Ã la ligne qui joint le centre de l'astre au centre de la terre; cet arc mesure Ã©videmment l'angle sous lequel ce diamÃ¨tre est vu du centre de la terre.

[Illustration: 106, Fig. 52]

Si le soleil n'est pas sur l'Ã©quateur, le nombre de degrÃ©s trouvÃ© mesure le diamÃ¨tre apparent _acb_ du soleil, vu du centre _c_ du parallÃ¨le cÃ©leste sur lequel se trouve cet astre au moment de l'observation (fig. 52). Pour dÃ©duire l'angle _atb_ de l'angle _acb_, on observe que le diamÃ¨tre apparent relatif au point _t_, ou l'angle _atb_, est au diamÃ¨tre apparent relatif au point _c_, angle _acb_, comme la

distance _oc_ est Ã _ot_. D'oÃ¹ _atb_ = _acb_ Â· _oc_/_ot_, > mais _oc_/_ot_ = sin _cto_ = cos _ote_; or _ote_ est la D du centre _o_ du soleil; donc _atb_ = _acb_ Â· cos D.]

Il rÃ©sulte de lÃ que chaque observation faite pour trouver l'AR et la D du soleil sert Ã dÃ©terminer le diamÃ¨tre apparent de cet astre au moment de cette observation.

Jusqu'Ã prÃ©sent on n'a pu trouver de diamÃ¨tre apparent aux Ã©toiles; l'angle sous lequel on les aperÃ§oit est constamment nul aux yeux de l'observateur muni des meilleurs instruments d'optique.

=126=. La dÃ©termination journaliÃ¨re du diamÃ¨tre apparent du soleil donne les rÃ©sultats suivants:

Ce diamÃ¨tre apparent atteint maintenant son maximum vers le 1er janvier; ce maximum est de 32' 36",2 = 1956",2. A partir de ce jour, le diamÃ¨tre diminue constamment jusqu'Ã ce que, le 3 juillet Ã peu prÃ¨s, il devienne Ã©gal Ã 31' 30",3 = 1890",3, qui est son minimum. Il recommence ensuite Ã augmenter jusqu'Ã ce qu'il ait de nouveau atteint son maximum; puis il diminue de nouveau, et ainsi de suite d'annÃ©e en annÃ©e. Le diamÃ¨tre apparent a donc une valeur moyenne d'environ 32'.

=127.= VARIATIONS DE LA DISTANCE DU SOLEIL Ã€ LA TERRE. Il rÃ©sulte de ce qui prÃ©cÃ¨de que lÃ distance du soleil Ã la terre varie continuellement. Vers le 1er janvier cet astre occupe sa position la plus rapprochÃ©e P (_fig._ 53 ci-aprÃ¨s), qu'on appelle le _pÃ©rigÃ©e_. Ã€ partir du 1er janvier, la distance augmente continuellement jusqu'Ã ce que, le 3 juillet, elle atteigne son maximum; la position A, occupÃ©e alors par le soleil s'appelle l'_apogÃ©e_. De l'apogÃ©e au pÃ©rigÃ©e, les distances passent par les mÃªmes Ã©tats de grandeur que du pÃ©rigÃ©e Ã l'apogÃ©e; mais ces distances se reproduisent en ordre inverse (_V._ plus loin la symÃ©trie de l'orbite solaire).

La distance rÃ©elle du soleil Ã la terre variant continuellement, c'est donc avec raison que nous avons dit (nÂº 113) que la courbe des positions rÃ©elles du soleil par rapport Ã la terre ne pouvait Ãªtre une circonfÃ©rence dont celle-ci serait le centre.

=128.= Soient _l_ et _l'_ deux distances du centre du soleil au centre de la terre, _d_ et _d'_ les diamÃ¨tres apparents correspondants, Ã©valuÃ©s, comme les trois prÃ©cÃ©demment citÃ©s, au moyen de la mÃªme unitÃ©, en secondes par exemple, on a _l_ / _l'_ = _d'_ / _d_; d'oÃ¹ _l_ / _l'_ = (1/d) / (1/d') (1)

En dÃ©signant par L et L' la plus grande et la plus petite des distances du soleil Ã la terre, on aura d'aprÃ¨s ce qui prÃ©cÃ¨de:

L/L' = (1/1890,3) / (1/1956,2) = 1956,2/1890,3 = 1,0348/1

Si donc L' est pris pour unitÃ©, on aura L = 1,0348.

La sÃ©rie des diamÃ¨tres apparents, obtenus jour par jour donne ainsi une sÃ©rie de nombres proportionnels aux distances rÃ©elles du soleil Ã la terre.

Si donc, on veut reprÃ©senter proportionnellement, Ã l'aide d'une construction graphique, les distances rÃ©elles par des lignes _l_, _l'_, _l"_, etc., on pourra prendre le premier jour une ligne arbitraire _l_ pour dÃ©signer la distance rÃ©elle de ce jour-lÃ , correspondant au diamÃ¨tre apparent connu _d_; puis, en procÃ©dant par ordre, on construira toutes les autres lignes _l'_, _l"_,..., d'aprÃ¨s celle-lÃ , comme l'indique l'Ã©galitÃ© (1) ci-dessus.

Nous pouvons maintenant nous occuper du lieu des positions rÃ©elles du soleil par rapport Ã la terre supposÃ©e fixe.

=129=. ORBITE SOLAIRE. On appelle _orbite_ et quelquefois _trajectoire_ du soleil, la courbe que paraÃ®t dÃ©crire le centre du soleil autour de la terre supposÃ©e fixe. Cette orbite ou trajectoire est une _courbe plane_, tous ses points Ã©tant sur des rayons de l'Ã©cliptique (nÂº 113).

Voici comment on parvient, sans connaÃ®tre aucune des distances rÃ©elles de la terrÃ© au soleil, Ã dÃ©terminer nÃ©anmoins la nature de l'orbite solaire.

On a devant soi un globe cÃ©leste (_fig._ 49) sur lequel on a marquÃ© les positions apparentes successives _s'_, _s"_, _s'"_... du soleil (nÂº 116, _fig._ 49), Ã la suite d'observations journaliÃ¨res d'AR et de D. Admettons qu'en faisant ces observations d'AR et de D, on ait chaque fois dÃ©terminÃ© le diamÃ¨tre apparent du soleil au moment de l'observation. Ã€ l'aide des diamÃ¨tres apparents, on peut construire des lignes _l'_, _l"_,_l'"_..., proportionnelles aux distances rÃ©elles qui sÃ©parent le soleil de la terre, quand le premier nous paraÃ®t sur l'Ã©cliptique en _s'_, _s"_, _s'"_... (nÂº 124).

[Illustration: 108, Fig. 53.]

Cela posÃ©, on reproduit l'Ã©cliptique sur un plan en y traÃ§ant un cercle de rayon Ã©gal Ã celui du globe cÃ©leste; prenant sur ce cercle (_fig_. 53) un point quelconque _s'_ pour reprÃ©senter une premiÃ¨re position apparente _s'_ du soleil, on rapporte sur la circonfÃ©rence en question les arcs _s' s"_, _s" s'"_... que l'on peut mesurer avec le compas sur le globe cÃ©leste. On tire alors les rayons T_s'_, T_s"_, T_s'"_..., et sur ces rayons, on prend les longueurs TS', TS", TS'", respectivement Ã©gales aux lignes _l'_, _l"_, _l'"_... ci-dessus indiquÃ©es; ayant fait cela pour toutes les positions du soleil marquÃ©es sur l'Ã©cliptique, on joint par une ligne continue SS'S"..., les points ainsi marquÃ©s sur les rayons de l'Ã©cliptique. La courbe ainsi ob-

tenue est Ã©videmment semblable Ã celle que la _position rÃ©elle_ du soleil semble dÃ©crire dans l'espace autour de la terre.

En faisant cette construction, on trouve que cette courbe est une ellipse dont la terre occupe un des foyers. Cette ellipse est trÃ¨s-peu excentrique, c'est-Ã -dire que la distance du centre au foyer est trÃ¨s-petite relativement au grand axe de la courbe; elle en est Ã peine la soixantiÃ¨me partie. Par consÃ©quent, cette ellipse diffÃ¨re trÃ¨s-peu d'un cercle[48]. Aussi nous dirons:

L'orbite du soleil, c'est-Ã -dire la courbe parcourue par la position rÃ©elle du soleil dans son mouvement apparent de translation autour de la terre supposÃ©e fixe est une ellipse trÃ¨s-peu allongÃ©e dont la terre occupe un des foyers[49].

[Note 48: Si _a_ dÃ©signe le grand axe, _c_ l'excentricitÃ© de l'ellipse, la distance pÃ©rigÃ©e _a_-_c_ = 1; puis _a_ + _c_ = 1,0348; d'oÃ¹ 2_a_ = 2,0348 et 2_c_ = 0,0348; on dÃ©duit de lÃ la valeur de 2_b_ = racine carrÃ©e de(aÂ² - cÂ²); on a ainsi des Ã©lÃ©ments suffisants pour construire l'ellipse. Le rapport _c/a_ = 0,0348/2,0348 ou Ã peu prÃ¨s 1/60.]

[Note 49: Nous verrons plas tard que ce n'est pas le soleil qui tourne autour de la terre, mais la terre qui tourne autour du soleil. Nous nous conformons aux apparences _pour plus de commoditÃ©_; d'ailleurs les consÃ©quences _pratiques_ que l'on dÃ©duit du mouvement apparent du soleil, ex.: les durÃ©es des jours et des nuits, les variations de la tempÃ©rature gÃ©nÃ©rale, etc., sont les mÃªmes que celles qu'on dÃ©duirait de l'Ã©tude du mouvement rÃ©el de la terre. Car ces faits rÃ©sultent des positions relatives successives du soleil et de la terre, indÃ©pendamment de la maniÃ¨re dont ces corps arrivent Ã ces positions relatives. Or l'Ã©tude du mouvement propre apparent du soleil, considÃ©rÃ© par rapport Ã la terre supposÃ©e fixe, nous fait connaÃ®tre exactement ces positions relatives, une Ã une, et par ordre.

Plus prÃ©cisÃ©ment, les AR, les D, et les diamÃ¨tres apparents observÃ©s jour par jour, composent un tableau qui indique par des nombres les positions relatives successives du soleil par rapport Ã la terre; la construction de l'Ã©cliptique et de l'orbite solaire a pour objet la reprÃ©sentation _graphique_ de chacune de ces positions relatives, considÃ©rÃ©es les unes aprÃ¨s les autres, indÃ©pendamment du mouvement des deux corps; c'est la traduction du tableau en figure.]

Le grand axe AP de cette ellipse s'appelle _ligne des apsides_; P est le _pÃ©rigÃ©e_; A, l'_apogÃ©e_; les points correspondants _p_ et _a_ de l'Ã©cliptique prennent quelquefois les mÃªmes noms. Chaque ligne TS' qui va du centre de la terre Ã un point de l'orbite du soleil s'appelle un rayon vecteur du soleil.

=130=. PRINCIPE DES AIRES. _DÃ©finition. L'aire dÃ©crite par le rayon vecteur du soleil dans un temps dÃ©terminÃ© quelconque est le secteur elliptique, S'TS",

compris entre l'arc d'ellipse_ S'S", _dÃ©crit dans cet intervalle par le centre du soleil, et les deux rayons vecteurs_ T_s'_, T_s", menÃ©s aux extrÃ©mitÃ©s de cet arc_.

Si on Ã©value jour par jour, ou Ã des intervalles de temps Ã©gaux quelconques, les aires correspondantes dÃ©crites par le rayon vecteur du soleil, on trouve que ces aires sont Ã©gales.

Admettant que cet intervalle constant soit l'unitÃ© de temps, on conclut de lÃ trÃ¨s-facilement le principe suivant:

Les aires dÃ©crites par le rayon vecteur du soleil dans son mouvement de translation autour de la terre supposÃ©e fixe sont proportionnelles aux temps employÃ©s Ã les parcourir[50].

C'est lÃ ce qu'on entend par la proportionnalitÃ© des aires au temps; _c'est le principe des aires_.

=131=. VITESSE ANGULAIRE DU SOLEIL. On nomme _vitesse angulaire_ du soleil, l'angle S'TS", des rayons vecteurs TS', TS", qui correspondent au commencement et Ã la fin d'une unitÃ© de temps. Ou, ce qui revient au mÃªme, la vitesse angulaire du soleil est l'arc d'Ã©cliptique, _s's"_, dÃ©crit par la position apparente du soleil dans l'unitÃ© de temps. L'arc _s's"_ mesure l'angle S'TS".

Par consÃ©quent la comparaison des vitesses angulaires, aux diffÃ©rentes Ã©poques du mouvement du soleil, revient Ã la comparaison des vitesses de sa position apparente, _s_, sur l'Ã©cliptique. En comparant d'une part les vitesses angulaires, et de l'autre les distances rÃ©elles, KÃ PLER est arrivÃ©, par l'observation, Ã ce rÃ©sultat gÃ©nÃ©ral:

La vitesse angulaire du soleil varie en raison inverse du carrÃ© de sa distance rÃ©elle Ã la terre.

Ce principe est une consÃ©quence de celui des aires ou _vice versa_[51].

[Note 50: En effet soient _a_ l'aire dÃ©crite dans l'unitÃ© de temps, A l'aire dÃ©crite dans _t_ unitÃ©s de temps, A' l'aire dÃ©crite dans _t'_ unitÃ©s; on a A = _a_ Â· _t_; A' = _a_ Â· _t'_; donc A / A' = _t_ / _t'_.]

[Note 51: Pour dÃ©duire ce second principe du premier, il suffit de regarder chaque aire STS', dÃ©crite dans l'unitÃ© de temps, qui est aussi petite que l'on veut, comme un secteur circulaire ayant pour rayon la distance rÃ©elle TS au commencement de ce temps. Ã galant deux aires ainsi dÃ©crites Ã deux Ã©poques diffÃ©rentes, et traduisant l'Ã©galitÃ© en celle de deux rapports, on a le principe relatif aux vitesses angulaires, qui sont reprÃ©sentÃ©es par les petits arcs, Î±, des secteurs circulaires en question.

1/2a x (TS)Â² = 1/2 a(k) x (TS(k)); d'oÃ¹ a:Î±(k) = (TS(k))Â²/(TS)Â².]

=132=. La vitesse angulaire du soleil est donc Ã son maximum quand cet astre est au pÃ©rigÃ©e P (_fig._ 53) vers le 1er janvier; Ã partir de lÃ , elle dÃ©croÃ®t continuellement jusqu'Ã un minimum qu'elle atteint quand l'astre arrive Ã l'apogÃ©e A, vers le 3 juillet. Puis cette vitesse repassant exactement par les mÃªmes Ã©tats de grandeur, mais dans l'ordre inverse, augmente progressivement pour revenir Ã son maximum vers le 1er janvier. Et ainsi de suite indÃ©finiment.

=133=. RÃ©sumÃ©. On peut rÃ©sumer ainsi ce que nous avons dit jusqu'Ã prÃ©sent sur le mouvement annuel apparent du soleil.

Ce mouvement s'accomplit dans une orbite plane dont le plan, qui passe par le centre de la terre, se nomme le plan de l'Ã©cliptique; cette orbite se projette sur la sphÃ¨re cÃ©leste suivant le grand cercle de ce nom; nÃ©anmoins cette orbite elle-mÃªme n'est pas circulaire, mais elliptique; la terre en occupe le foyer et non le centre. L'excentricitÃ© de cette ellipse est Ã peu prÃ¨s 1/60, en prenant pour unitÃ© la moitiÃ© du grand axe de l'ellipse. Le mouvement du soleil sur cette ellipse est rÃ©glÃ© de telle sorte que son rayon vecteur dÃ©crit des aires Ã©gales en temps Ã©gaux.

=134=. ORIGINE DES ASCENSIONS DROITES. Ainsi que nous l'avons dit nÂº 33; le point choisi pour origine des ascensions droites de tous les astres est le point Ã©quinoxial du printemps, le point â (_fig._49)[52].

[Note 52: Voici le motif de ce choix. Il y a deux systÃ¨mes de coordonnÃ©es cÃ©lestes principalement usitÃ©s en astronomie: 1Âº l'_ascension droite_ et la _dÃ©clinaison_ qui se rapportent Ã l'Ã©quateur cÃ©leste et Ã son axe (nÂº 36); 2Âº la _longitude_ et la _latitude cÃ©lestes_ qui se rapportent exactement de mÃªme Ã l'Ã©cliptique et Ã son axe. Les premiÃ¨res obtenues par l'observation servent Ã calculer les secondes; or ce calcul _frÃ©quent_ est beaucoup simplifiÃ© par le choix d'une origine commune aux ascensions droites et aux longitudes cÃ©lestes; c'est pourquoi on a pris pour origine l'un des points communs Ã l'Ã©quateur et Ã l'Ã©cliptique.]

ORIGINE DU JOUR SIDÃ RAL. C'est le moment oÃ¹ le point Ã©quinoxial passe au mÃ©ridien du lieu (V. le nÂº 78). Si l'horloge sidÃ©rale d'un lieu est rÃ©glÃ©e de maniÃ¨re Ã marquer 0h 0m 0s Ã l'instant oÃ¹ le point Ã©quinoxial passe au mÃ©ridien d'un lieu, on peut y dÃ©terminer les AR des astres de la maniÃ¨re indiquÃ©e nÂº 34. Mais le point Ã©quinoxial n'est pas visible sur la sphÃ¨re cÃ©leste; aucune Ã©toile remarquable ne se trouve sur le cercle horaire de ce point; cependant il est facile de rÃ©gler une horloge exacte de maniÃ¨re qu'elle remplisse la condition prÃ©cÃ©dente.

[Illustration: 112, Fig. 50.]

=135=. DÃ TERMINER LE MOMENT PRÃ CIS D'UN Ã QUINOXE. RÃ GLER UNE HORLOGE SIDÃ RALE SUR LE PASSAGE AU MÃ RIDIEN DU POINT Ã QUINOXIAL. On observe les passages successifs du soleil au mÃ©ridien du lieu quand la dÃ©clinaison dÃ©croissante est trÃ¨s-faible et voisine de 0Â°. On s'aperÃ§oit que le soleil a traversÃ© l'Ã©quateur quand, d'un jour Ã l'autre, la dÃ©clinaison, d'australe qu'elle Ã©tait, est devenue borÃ©ale, et _vice versa_. Par exemple, le 20 mars d'une certaine annÃ©e, Ã 0h 53m 24s de l'horloge sidÃ©rale, cette dÃ©clinaison _sd_ (_fig_. 50), observÃ©e au _mural_, est 9' 28" _australe_. Le lendemain, Ã 0h 57m 22s, cette dÃ©clinaison _s'd'_ est 14' 18" _borÃ©ale_. Le soleil a donc, dans l'intervalle, traversÃ© l'Ã©quateur au point Ã©quinoxial A.

Il s'agit de savoir 1Â° _Ã quelle heure de l'horloge le soleil a passÃ© en_ A; 2Â° _Ã quelle heure le point Ã©quinoxial_ A _passe journellement au mÃ©ridien du lieu_.

1re _Question_. L'heure cherchÃ©e est celle Ã laquelle la dÃ©clinaison dÃ©croissante s'est trouvÃ©e rÃ©duite de 9' 28" Ã 0Â°. En un jour solaire Ã©gal, d'aprÃ¨s les heures ci-dessus indiquÃ©es, Ã 24h 3m 58s, temps sidÃ©ral, la dÃ©clinaison du soleil a variÃ© de 9' 28" + 14' 28", c'est-Ã -dire de 23' 46"; dans quel temps a-t-elle variÃ© de 9' 28"? On peut supposer, sans erreur sensible, que pendant un jour la dÃ©clinaison varie proportionnellement au temps.

Cela posÃ©, on a Ã©videmment:

_x_/24h 3m 58s = 9' 28"/23' 46" = 568"/1426" = 568/1426

Tout calcul fait, on trouve _x_ = 9h 35m 9s. Le soleil a passÃ© au point A, 9h 35m 9s aprÃ¨s l'observation faite le 20 mars, c'est-Ã -dire Ã 10h 28m 33s de l'horloge sidÃ©rale.

2e _Question_. Le soleil, avec le point _d_ de l'Ã©quateur, a traversÃ© le mÃ©ridien le 20 mars Ã 0h 53m 24s de l'horloge; le lendemain, avec _d'_, il a passÃ© Ã 0h 57m 22s. La diffÃ©rence, 3m 58s, de ces deux heures est due Ã la diffÃ©rence _dd'_ des ascensions droites des points _d_ et _d'_: pour le point A, il faut avoir Ã©gard Ã la diffÃ©rence _d_A. Soit _y_ la diffÃ©rence entre les heures de passage de _d_ et de A, on a Ã©videmment:

_y_ _d_A _d_>A _sd_ ------- = ----- = ---------- = ----------, 3m 58s _dd'_ _d_A + A_d'_ _sd_ + _s'd'_

_y_ 9' 28" 568" 568 ou ------- = ------- = ----- = ----. 3m 58s 23' 46" 1426" = 1426

Tout calcul fait, _y_ = 1m 34s. On conclut de lÃ que le point A passe au mÃ©ridien Ã 0h 53m 24s + 1m 34s, c'est-Ã -dire Ã 0h 54m 58s de l'horloge sidÃ©rale. Celle-ci rÃ©glÃ©e sur ce passage devrait marquer 0h 0m 0s Ã cet instant; elle est donc en avance de 0h 54m 58s. Pour la rÃ©gler, on doit la retarder de ces 54m 58s.

Dans l'hypothÃ¨se oÃ¹ nous nous sommes placÃ©, les ascensions droites dÃ©terminÃ©es Ã l'aide de l'horloge sont donc trop fortes de ce qu'on obtient en convertissant 54m 28s en degrÃ©s, Ã raison de 15Â° par heure. En effet, ces ascensions droites sont comptÃ©es Ã partir d'un point de l'Ã©quateur distant, vers l'ouest, du point Ã©quinoxial A, de ce nombre de degrÃ©s.

=136.= L'horloge Ã©tant rÃ©glÃ©e sur le passage du point Ã©quinoxial â , on peut dÃ©terminer l'heure du passage d'une Ã©toile remarquable, voisine du cercle horaire de ce point â , Î± d'AndromÃ¨de par exemple, et en dÃ©duire l'AR de cette Ã©toile. Cette heure ou cette AR sert Ã vÃ©rifier plus tard l'exactitude de l'horloge, ou bien Ã dÃ©terminer les AR en gÃ©nÃ©ral, Î± d'AndromÃ¨de servant d'origine auxiliaire.

=137.= VARIATIONS DE L'ASCENSION DROITE DU SOLEIL. L'origine des AR est la mÃªme pour le soleil que pour les Ã©toiles. _Ainsi l'ascension droite du soleil, Ã un moment donnÃ© quelconque, est l'arc d'Ã©quateur cÃ©leste compris entre le point Ã©quinoxial â et le cercle horaire qui passe par le centre de l'astre, cet arc Ã©tant comptÃ© d'Occident en Orient, Ã partir de â ._ Nous avons dit (nÂ° 113) comment on dÃ©termine cette coordonnÃ©e.

=138.= Par suite du mouvement propre du soleil, son ascension droite varie continuellement, mais elle ne varie pas proportionnellement au temps, autrement dit, _elle n'augmente pas de quantitÃ©s Ã©gales en temps Ã©gaux_.

C'est un fait constatÃ© par les observations indiquÃ©es nÂ° 115. Connaissant les heures sidÃ©rales d'une sÃ©rie de passages consÃ©cutifs du soleil au mÃ©ridien, et les AR correspondantes, il est facile de comparer, d'une part, les accroissements d'AR survenus jour par jour, et de l'autre, les temps durant lesquels ces accroissements se sont produits; on trouve des rapports inÃ©gaux.

Ce fait peut s'expliquer comme il suit:

L'accroissement _a'a"_ d'AR du soleil (_fig._ 49), durant un temps quelconque, correspond au chemin _s's"_ que la position apparente du soleil fait sur l'Ã©cliptique pendant le mÃªme temps; _a'a"_ est la projection de _s's"_ sur l'Ã©quateur. La grandeur de _a'a"_ dÃ©pend Ã la fois de la grandeur de _s's"_ et de sa position sur l'Ã©cliptique.

[Illustration: page 114, fig. 49]

Or, 1Â° nous avons vu que les chemins parcourus sur l'Ã©cliptique par le soleil en temps Ã©gaux ne sont pas Ã©gaux, mais varient en raison inverse des carrÃ©s des distances du soleil Ã la terre (_V._ le nÂ° 127).

2Â° _A cause de l'inclinaison de l'Ã©cliptique sur l'Ã©quateur_, quand mÃªme les arcs _s's"_ seraient Ã©gaux, leurs projections _a'a"_ ne le seraient pas nÃ©cessairement. Il suffit, en effet, de jeter les yeux sur la figure 49 pour voir que la projection d'un arc situÃ© tout prÃ¨s de l'Ã©quateur est moindre que l'arc projetÃ©, tandis que le contraire a lieu prÃ¨s des solstices; la grandeur de la projection dÃ©pend de l'inclinaison sur l'Ã©quateur des arcs projetÃ©s, _s's"_, _s"sâ€´_, _sâ€´s""_, etc., et surtout de ce que les arcs P_a'_, P_a"_,... qui les projettent, s'Ã©cartent de plus en plus Ã mesure qu'on descend des pÃ´les vers l'Ã©quateur.

Les deux causes d'inÃ©galitÃ© que nous venons d'indiquer, tantÃ´t s'accordent pour augmenter ou pour diminuer l'accroissement d'AR durant l'unitÃ© de temps, tantÃ´t se contrarient; mais nous n'Ã©tudierons pas leurs effets en dÃ©tail[53].

[Note 53: La sÃ©rie d'observations indiquÃ©e nÂ° 115 fait connaÃ®tre, jour par jour, l'arc _s's"_, sa projection et la durÃ©e du jour solaire; cela suffit grandement pour qu'on puisse apprÃ©cier les effets des causes susdites durant le mouvement annuel du soleil.]

MESURE DU TEMPS.

=139.= Le double mouvement relatif du soleil a la plus grande influence sur les travaux de l'homme. En effet, le mouvement diurne produit les alternatives des journÃ©es et des nuits; le mouvement annuel de translation sur l'Ã©cliptique influe pÃ©riodiquement, ainsi que nous l'expliquerons plus tard, sur la durÃ©e des journÃ©es et des nuits, et sur la tempÃ©rature gÃ©nÃ©rale de chaque lieu de la terre; par suite, sur les productions du sol et les travaux des champs. L'homme a donc Ã©tÃ© conduit naturellement Ã rÃ©gler ses occupations sur la durÃ©e et les circonstances de ces deux mouvements. De lÃ deux unitÃ©s principales pour la mesure du temps, _le jour et l'annÃ©e_, dont nous allons nous occuper successivement.

=140.= JOUR SOLAIRE. On appelle _jour solaire_ la durÃ©e d'une rÃ©volution diurne du soleil, autrement dit, le temps qui s'Ã©coule entre deux passages consÃ©cutifs du soleil au mÃªme mÃ©ridien.

L'annÃ©e tropique est le temps qui s'Ã©coule entre deux retours consÃ©cutifs du soleil au mÃªme point Ã©quinoxial.

Une annÃ©e tropique = 365,2422 jours solaires = 366,2422 jours sidÃ©raux (V. nÂ° 155).

=141.= _Le jour solaire est plus grand que le jour sidÃ©ral._ Cela rÃ©sulte du mouvement propre du soleil. Admettons en effet que cet astre passe un jour au mÃ©ridien en mÃªme temps qu'une certaine Ã©toile de P_s'_P' (fig. 49). AprÃ¨s un jour sidÃ©ral Ã©coulÃ©, quand l'Ã©toile _e_ passe de nouveau au mÃ©ridien avec son

cercle horaire P_s'_P', le soleil, par l'effet de son mouvement propre, se trouve sur un cercle horaire plus _oriental_ P_s"_P'; il ne passe donc au mÃ©ridien qu'un certain temps aprÃ¨s l'Ã©toile (4 minutes environ); ce temps est prÃ©cisÃ©ment l'excÃ¨s du jour solaire sur le jour sidÃ©ral.

=142.= _Les jours solaires consÃ©cutifs sont inÃ©gaux._ C'est ce que nous apprennent les observations de passages indiquÃ©es nÂº 115. On connaÃ®t les heures sidÃ©rales d'un grand nombre de passages consÃ©cutifs du soleil au mÃ©ridien; en retranchant chaque heure de la suivante, on obtient l'excÃ¨s de chaque jour solaire sur le jour sidÃ©ral; or les restes ainsi obtenus ne sont pas Ã©gaux.

=143.= _Les jours solaires sont inÃ©gaux parce que l'AR ne varie pas de quantitÃ©s Ã©gales en temps Ã©gaux._

L'accroissement d'AR est _a'a"_ (_fig._ 49). Si cet accroissement Ã©tait proportionnel au temps, l'arc _a'a"_ aurait toujours la mÃªme grandeur aprÃ¨s un jour sidÃ©ral Ã©coulÃ© quelconque; le retard du soleil sur l'Ã©toile _e_ Ã©tant toujours le mÃªme, le jour solaire Ã©gal Ã un jour sidÃ©ral plus une quantitÃ© constante serait toujours le mÃªme.

Les 365,2422 jours solaires de l'annÃ©e tropique forment une pÃ©riode complÃ¨te qui recommence indÃ©finiment Ã chaque nouvel Ã©quinoxe du printemps[54]. En prenant la moyenne valeur d'un de ces 365,2422 jours solaires, on a donc la moyenne valeur du jour solaire considÃ©rÃ© en gÃ©nÃ©ral.

[Note 54: L'annÃ©e tropique n'est pas rigoureusement constante; mais ses variations sont si petites que nous nous abstenons d'en tenir compte; n'ayant aucun intÃ©rÃªt, mÃªme Ã©loignÃ©, Ã nous en occuper.]

Puisque 365,2422 jours solaires valent 366,2422 jours sidÃ©raux, _le jour solaire moyen vaut_ 366,2422j. sid. /365,2422 = 1j. sid.,002729 = 1j. sid. 3m 56s,5.

=144.= TEMPS MOYEN. L'inÃ©galitÃ© des jours solaires a Ã©tÃ© longtemps un grand inconvÃ©nient pour la mesure du temps civil par la durÃ©e de certains mouvements mÃ©caniques uniformes, comme ceux des horloges et des montres, qui ne peuvent mesurer que des jours consÃ©cutifs Ã©gaux.

Il y a bien le jour sidÃ©ral; mais comme c'est sur la marche du soleil, sur la durÃ©e du jour et des nuits, que l'homme rÃ¨gle ses occupations les plus ordinaires, _il faut Ã©videmment que la durÃ©e, l'origine, et par suite les diverses pÃ©riodes du jour, indiquÃ©es par les horloges et les montres, s'Ã©cartent le moins possible, _en tout temps_, de la durÃ©e, de l'origine et des pÃ©riodes correspondantes du jour solaire vrai_.

Or le _jour sidÃ©ral_, trop diffÃ©rent du jour solaire, a l'inconvÃ©nient grave de commencer successivement, quoi qu'on fasse, Ã tous les moments, soit de la journÃ©e, soit de la nuit[55a].

Voici comment on est parvenu Ã remplir d'une maniÃ¨re satisfaisante les conditions qui prÃ©cÃ¨dent.

On a imaginÃ© un premier soleil fictif (un point mobile), S', se trouvant au pÃ©rigÃ©e en mÃªme temps que le soleil vrai S, et dÃ©crivant l'Ã©cliptique dans le mÃªme sens et dans le mÃªme temps que celui-ci, mais d'un mouvement uniforme avec une vitesse constante prÃ©cisÃ©ment Ã©gale Ã la vitesse angulaire moyenne de S, qui est trÃ¨s-approximativement (360Â°/365,2422)=59'8",3 par jour solaire moyen[55b]. Le mouvement en AR de ce soleil fictif S' est affranchi de la premiÃ¨re des causes d'irrÃ©gularitÃ© qui affectent celui du soleil vrai (nÂº 138, 1Â°); cependant ce mouvement n'est pas encore uniforme Ã cause de l'obliquitÃ© de l'Ã©cliptique (nÂº 138, 2Â°).

[Note 55ab: Voici quelques considÃ©rations Ã©lÃ©mentaires Ã propos du choix de l'unitÃ© de temps et de la maniÃ¨re de rÃ©gler les horloges.

En considÃ©rant les durÃ©es de tous les jours solaires de l'annÃ©e tropique, on trouve que la diffÃ©rence entre le jour le plus long et le jour le plus court est d'environ 50 secondes; l'unitÃ© du temps civil doit Ã©videmment Ãªtre prise entre ces deux limites. Cette condition exclut immÃ©diatement _le jour sidÃ©ral_.

Il est naturel de choisir la moyenne de ces durÃ©es extrÃªmes qui est la durÃ©e dont s'Ã©cartent le moins les jours solaires _considÃ©rÃ©s en gÃ©nÃ©ral_. De plus, les jours solaires forment une pÃ©riode complÃ¨te qui se rÃ©pÃ¨te indÃ©finiment.

C'est en effet cette moyenne valeur qui, sous le nom de _jour solaire moyen_, a Ã©tÃ© adoptÃ©e comme unitÃ© de temps. Les horloges et les montres sont aujourd'hui construites et rÃ©glÃ©es d'aprÃ¨s la durÃ©e du jour solaire moyen; le temps qu'elles mesurent s'appelle _le temps moyen_.

Ces horloges construites, il faut les mettre Ã l'heure de maniÃ¨re Ã remplir les autres conditions ci-dessus indiquÃ©es. Pour cela, il est naturel d'Ã©tablir une premiÃ¨re coÃ¯ncidence entre le temps moyen (l'heure de l'horloge) et le temps solaire vrai; de plus, on doit choisir l'Ã©poque de cette coÃ¯ncidence de maniÃ¨re que l'Ã©cart qu'on ne peut empÃªcher de se produire entre ces deux temps soit restreint dans ses moindres limites. Pour peu qu'on rÃ©flÃ©chisse aux propriÃ©tÃ©s de la moyenne valeur, on voit que ce qui convient le mieux est d'Ã©tablir cette coÃ¯ncidence Ã l'Ã©poque oÃ¹ le jour solaire vrai est Ã son maximum. Cette condition est, en effet,

rÃ©alisÃ©e dans la combinaison adoptÃ©e pour rattacher le temps moyen au temps solaire vrai, que nous exposons dans le texte.]

On a donc imaginÃ© un second soleil fictif S", se trouvant au point Ã©quinoxial Î³ en mÃªme temps que le premier S', et parcourant l'Ã©quateur, aussi d'occident en orient, d'un mouvement propre uniforme, avec la mÃªme vitesse constante ci-dessus indiquÃ©e de 360Â°/365,2422 par jour solaire moyen; c'est lÃ un mouvement rÃ©gulier en AR[56]. L'accroissement de l'AR de ce soleil fictif S" Ã©tant constant, et prÃ©cisÃ©ment Ã©gal Ã la moyenne des accroissements journaliers de l'AR du soleil vrai, le jour solaire de ce soleil fictif S", que l'on suppose participer au mouvement diurne comme S et S', est constant (143), et prÃ©cisÃ©ment Ã©gal Ã la moyenne valeur des jours solaires, c'est-Ã -dire, au _jour solaire moyen_.

[Note 56: Il s'en faut de 50",1 que la position apparente du soleil vrai parcoure les 360Â° de l'Ã©cliptique en une annÃ©e tropique (V. la prÃ©cession des Ã©quinoxes). Nous faisons ici et ailleurs abstraction de ces 50" qui influent trÃ¨s-peu sur la valeur moyenne susdite. En la considÃ©rant, nous compliquerions peu utilement ce que nous avons Ã dire sur le jour et le temps moyens.]

C'est sur la marche de ce soleil fictif S", qu'on appelle _soleil moyen_, que se rÃ¨glent aujourd'hui les horloges et les montres.

=145=. L'unitÃ© de temps civil est le _jour solaire moyen_. Le jour se compose de 24 heures, l'heure de 60 minutes, et la minute de 60 secondes.

Il est midi moyen, ou simplement midi en un lieu, quand le _soleil moyen_ passe au mÃ©ridien de ce lieu; il est minuit moyen quand il passe au mÃ©ridien opposÃ©.

Le jour civil commence Ã minuit moyen; on compte de 0 Ã 12 h., de minuit Ã midi; puis on recommence de midi Ã minuit.

Les astronomes font commencer le jour moyen Ã midi moyen, et comptent de 0 Ã 24 heures d'un midi Ã l'autre[57].

[Note 57: La convention relative Ã l'origine de chaque jour civil _d'une date donnÃ©e_, aux lieux de diverses longitudes, est la mÃªme que celle qui a Ã©tÃ© indiquÃ©e nÂº 78, Ã propos du jour sidÃ©ral (le soleil moyen remplaÃ§ant l'Ã©toile).]

Le temps ainsi mesurÃ© (sur la marche du soleil moyen) s'appelle _temps moyen_.

On appelle _temps solaire vrai_, le temps mesurÃ© sur la marche du soleil vrai (S).

Il est _midi vrai_ quand le soleil vrai passe au mÃ©ridien du lieu; il est minuit vrai quand il passe au mÃ©ridien opposÃ©. Les astronomes font commencer chaque jour vrai Ã midi vrai; nous avons dit que les jours vrais sont inÃ©gaux.

=146=. Les horloges et les montres marquent aujourd'hui le temps moyen; l'aiguille des heures fait le tour du cadran en un demi-jour moyen; celle des minutes en une heure moyenne; celle des secondes en une minute moyenne[58].

[Note 58: Ce n'est qu'en 1816 qu'on a commencÃ© Ã les rÃ©gler ainsi; auparavant on les rÃ©glait sur le midi vrai. Il y a maintenant une foule de circonstances dans la vie ordinaire qui nÃ©cessitent absolument une rÃ©gularitÃ© parfaite dans la marche des horloges; nous ne citerons que le service des chemins de fer.]

Chacun de ces instruments est mis Ã l'heure de maniÃ¨re Ã marquer 0h 0m 0s Ã _midi moyen_. Cette condition une fois remplie, l'horloge bien construite et bien rÃ©glÃ©e marche indÃ©finiment d'accord avec le soleil moyen, et doit marquer 0h 0m 0s Ã chacun des midis moyens suivants.

Les astronomes connaissent les lois du mouvement du soleil vrai; ils peuvent calculer Ã l'avance en temps moyen, et Ã partir d'une Ã©poque donnÃ©e quelconque, l'instant prÃ©cis du midi vrai pour un nombre illimitÃ© de jours solaires; ils connaissent l'AR du soleil S Ã chacun de ces midis. D'un autre cÃ´tÃ©, en partant du moment connu d'un passage de S et de S' au pÃ©rigÃ©e, ils peuvent, par de simples multiplications (Ã cause de l'uniformitÃ© du mouvement de S'), connaÃ®tre les positions successives de S' sur l'Ã©cliptique, Ã une Ã©poque donnÃ©e quelconque, par ex.: Ã chaque midi vrai. Mais la distance de S' au point Ã©quinoxial â , comptÃ©e sur l'Ã©cliptique d'occident en orient (sa longitude cÃ©leste), est prÃ©cisÃ©ment l'AR du soleil moyen S". On peut donc comparer l'AR de S" Ã celle de S aux mÃªmes Ã©poques, Ã chaque midi vrai par exemple[59]: La diffÃ©rence de ces AR est la distance angulaire qui sÃ©pare, Ã midi vrai, le cercle horaire de S" du mÃ©ridien du lieu, que S rencontre en ce moment; cette diffÃ©rence convertie en temps moyen, Ã raison d'une heure moyenne pour 15Â°, est prÃ©cisÃ©ment le temps dont le midi moyen suit ou prÃ©cÃ¨de le midi vrai (uniformitÃ© du mouvement en AR du soleil moyen). Si le midi moyen prÃ©cÃ¨de un certain jour le midi vrai de 7m 15s, il est dÃ©jÃ 7m 15s, temps moyen, quand le midi vrai arrive; les horloges rÃ©glÃ©es sur le soleil moyen doivent marquer 7m 15s Ã midi vrai de ce jour. Si le midi moyen suit le midi vrai de 5m 40s, il n'est encore que 11h 54m 20s, temps moyen, Ã midi vrai, et les horloges doivent marquer cette heure-lÃ Ã midi vrai de ce jour.

Le calcul du temps moyen au midi vrai est fait Ã l'avance pour tous les jours de chaque annÃ©e civile; les rÃ©sultats en sont publiÃ©s Ã l'avance pour l'usage que nous allons indiquer.

[Note 59: Quand les AR du soleil vrai et du soleil moyen S" coÃ¯ncident, le temps moyen (des horloges) et le temps solaire vrai coÃ¯ncident. Une de ces coÃ¯ncidences a lieu vers le 25 dÃ©cembre, _Ã l'Ã©poque des plus longs jours solaires_. On peut suivre sur un globe les mouvements des trois soleils, et les comparer comme il suit:

[Illustration: 120, Fig. 54]

Mouvements comparÃ©s de S et S'. Les deux astres sont ensemble au pÃ©rigÃ©e P (_fig._ 54); la vitesse de S, alors Ã son maximum, Ã©tant plus grande que celle de S', S prend l'avance, et l'Ã©cart des deux astres augmente de plus en plus jusqu'Ã ce que la vitesse dÃ©croissante de S soit arrivÃ©e Ã la valeur moyenne, 59' 8",3; Ã partir de ce moment, S' allant plus vite que S s'en rapproche de plus en plus, et le rejoint Ã l'apogÃ©e A. La vitesse de S' surpassant toujours celle de S, qui est alors Ã son minimum, S' prend l'avance; l'Ã©cart des deux soleils augmente jusqu'Ã ce que S ait atteint de nouveau la vitesse moyenne 59' 8",3; alors, il se rapproche de S' qu'il rejoint au pÃ©rigÃ©e P. Puis les mÃªmes circonstances se reproduisent indÃ©finiment.

Mouvements de S' et S". Ces deux astres sont ensemble au point Ã©quinoxial â ; les vitesses de leurs mouvements uniformes Ã©tant les mÃªmes, ils parcourent un quadrant dans le mÃªme temps, l'un sur l'Ã©cliptique, l'autre sur l'Ã©quateur; de sorte qu'ils se trouvent quatre fois dans l'annÃ©e sur le mÃªme cercle horaire; sur Pâ P', PSP', Pâ P', et PS'P'; autrement dit, quand S' passe aux deux Ã©quinoxes et aux solstices, S" rencontre S' ou sa projection sur l'Ã©quateur.

Mouvements de S _et_ S". Ce que nous devons comparer ici, c'est le mouvement de la projection _s_ de S sur l'Ã©quateur, et le mouvement de S"; quand _s_ et S" se rencontrent, les deux soleils passent ensemble au mÃ©ridien; quand _s_ est en avance, S se trouvant sur un cercle horaire plus oriental que S", passe au mÃ©ridien plus tard que S"; quand _s_ est en arriÃ¨re, c'est le contraire. Cela posÃ©, rappelons-nous que S' et S" Ã©tant ensemble au solstice d'hiver, S, qui ne doit rejoindre S' qu'au pÃ©rigÃ©e, est en arriÃ¨re de ce solstice. Mais la projection _s'_ de S', allant du solstice au pÃ©rigÃ©e P, prend l'avance sur S"; car prÃ¨s des solstices la vitesse de cette projection _s'_ est Ã son maximum. Il rÃ©sulte de lÃ que la projection _s_, qui rejoint _s'_ en mÃªme temps que S rejoint S' au pÃ©rigÃ©e, rencontre auparavant S"; S et S" se rencontrent donc ainsi sur le mÃªme cercle horaire entre le solstice d'hiver (31 dÃ©cembre) et l'arrivÃ©e du soleil vrai au pÃ©rigÃ©e (1er janvier); c'est ce que nous voulions montrer. On peut continuer de la mÃªme maniÃ¨re l'Ã©tude de ces mouvements.]

=147=. METTRE UNE HORLOGE OU UNE MONTRE Ã€ L'HEURE OU VÃ RIFIER SON EXACTITUDE. Il y a chaque annÃ©e dans le calendrier de la connaissance des temps ou de l'Annuaire du bureau des longitudes de France une colonne intitulÃ©e: _Temps moyen au midi vrai_, indiquant vis-Ã -vis de chaque jour de l'annÃ©e le temps que doit marquer ce jour-lÃ , Ã midi vrai, une horloge rÃ©glÃ©e sur le soleil moyen.

On se sert de ce tableau pour mettre Ã l'heure et vÃ©rifier les horloges et les montres qui doivent marquer le temps moyen. Pour cela on dÃ©termine, par l'observa-

tion d'un passage du soleil vrai au mÃ©ridien, l'instant prÃ©cis du midi vrai; Ã ce moment l'horloge doit marquer exactement le temps moyen au midi vrai indiquÃ© sur le tableau pour le jour oÃ¹ l'on est[60].

[Note 60: On peut encore rÃ©gler une horloge ou une montre suivant le temps moyen par l'observation des Ã©toiles en se fondant sur ceci: 1j. sidÃ©ral = 1j. moyen - 3m 55s,9. Lors du passage d'une Ã©toile, l'horloge doit marquer 3m 55s,9 de moins qu'au passage prÃ©cÃ©dent.]

En parcourant ce tableau dans l'Annuaire on verra que chaque annÃ©e le soleil vrai et le soleil moyen se trouvent quatre fois sur le mÃªme cercle horaire; Ã ces moments leurs AR sont les mÃªmes, le midi moyen et le midi vrai des 4 jours oÃ¹ cela arrive coÃ¯ncident ou Ã peu prÃ¨s. (V. sur l'Annuaire, le 15 avril, le 15 juin, le 31 aoÃ»t et le 25 dÃ©cembre; vÃ©rifiez de mÃªme la note ci-dessous)[61].

=148=. Ã QUATION DU TEMPS. On appelle _Ã©quation du temps_ Ã un moment quelconque ce qu'il faut ajouter au temps vrai, ou ce qu'il en faut retrancher pour avoir le temps moyen. Cette diffÃ©rence s'Ã©crit avec le signe + ou avec le signe-, suivant celui des deux cas qui se prÃ©sente.

L'Ã©quation du temps au midi vrai de chaque jour est donnÃ©e par le tableau dont nous avons parlÃ© tout Ã l'heure.

C'est l'heure indiquÃ©e dans ce tableau quand le midi moyen prÃ©cÃ¨de le midi vrai (signe +); c'est 12 heures moins l'heure indiquÃ©e dans le cas contraire (signe -) [62].

[Note 61: Le temps moyen au midi vrai a Ã©tÃ© 14m 33s le 23 fÃ©vrier 1854; c'est la plus grande avance possible dans le cours de cette annÃ©e des horloges sur le soleil vrai. Le 3 novembre 1854, le temps moyen au midi vrai est 11h 43m 42s; les horloges retardent ce jour-lÃ de 16m 18s sur le soleil vrai; c'est le plus grand retard possible des horloges sur le soleil vrai dans le cours de cette annÃ©e. Le plus grand excÃ¨s du jour solaire sur le jour moyen est 30 Ã 31 secondes vers le 25 dÃ©cembre; son plus grand Ã©cart en moins est de 17 Ã 18 secondes en mars.]

[Note 62: On appelle aussi _Ã©quation du temps_, et c'est mÃªme la dÃ©finition astronomique, ce qu'il faut ajouter Ã l'AR du soleil moyen pour avoir l'AR du soleil vrai. Soient _n_ la valeur moyenne de l'accroissement d'AR dans l'unitÃ© de temps, _t_ le nombre de ces unitÃ©s Ã©coulÃ©es depuis que le soleil moyen a passÃ© au point Ã©quinoxial; l'AR du soleil moyen est _nt_ et celle du soleil vrai:

A = _nt_ + _e_.

Cette quantitÃ© _e_, qui varie irrÃ©guliÃ¨rement, est l'Ã©quation du temps; elle peut avoir le signe + ou le signe -.]

APPLICATION. _Un phÃ©nomÃ¨ne est arrivÃ© le_ 9 _mars_ 1854 _Ã _ 8h 43m 17s _du soir, temps vrai; on demande l'heure en temps moyen._

On trouve que le 9 mars 1854 le temps moyen au midi vrai est 0h 10m 48s, et le lendemain 0h 10m 32s; la diffÃ©rence en moins est donc 16s. L'Ã©quation du temps, variant de 16s en 24h, varie proportionnellement en 8h 54m 8s. On rÃ©duit 24h et 8h 54m 8s en secondes, ce qui donne 86400s et 32048s; on Ã©crit l'Ã©galitÃ© 86400 / 32048 = 16 / _x_; d'oÃ¹ _x_ = 5s,9. On retranche 5s,9 de 0h 10m 48s; le reste, 10m 42s,1, ajoutÃ© Ã l'heure vraie, 8h 43m 17s, donne 8h 53m 59s,1 pour l'heure cherchÃ©e en temps moyen.

On conÃ§oit l'utilitÃ© de l'Ã©quation du temps; d'abord elle sert Ã rÃ©gler les horloges et les montres. Ensuite le temps vrai est celui qu'on dÃ©termine en mer par exemple par les observations astronomiques, et le temps moyen est celui que marquent les instruments dont on est muni.

=149=. REMARQUE. On considÃ¨re donc en astronomie trois espÃ¨ces de temps: le temps sidÃ©ral, le temps solaire vrai et le temps solaire moyen.

Quelle que soit la maniÃ¨re d'Ã©valuer le temps, l'heure exprimÃ©e est particuliÃ¨re Ã chaque lieu de la terre; elle change Ã©videmment avec le mÃ©ridien. On dit par exemple: il est telle heure en temps sidÃ©ral, en temps vrai, ou en temps moyen de Paris.

DES CADRANS SOLAIRES.

[Illustration: 122, Fig.56]

=150=. Un _cadran solaire_ est un instrument qui, exposÃ© au soleil, doit indiquer le _temps vrai_. Il se compose essentiellement d'une _table plane_ MN (_fig._ 56), qui peut avoir diverses positions, et d'une tige ou arÃªte rectiligne rigide, AB, nommÃ©e _style_, _toujours_ parallÃ¨le Ã l'axe du monde, autrement dit, Ã l'axe de rotation de la terre.

Quand le soleil donne sur un cadran, la direction BC de l'ombre portÃ©e par le style AB sur la table MN est Ã©videmment la trace, sur cette table, du plan SAB qui passe par le style et par la position, S, que le soleil occupe en ce moment.

[Illustration: 123, Fig.57]

=151=. Cela posÃ©, pour bien comprendre l'usage et la construction d'un cadran quelconque, imaginons l'espace oÃ¹ nous sommes circonscrit par une sphÃ¨re immense, ayant son centre sur le style, qui, prolongÃ©, la rencontre aux deux pÃ´les P et P' (nous n'avons figurÃ© Ã dessein que la partie de la sphÃ¨re qui est au-dessus du cadran). Cette sphÃ¨re est la sphÃ¨re cÃ©leste dont le soleil fait le tour dans les vingt-

quatre heures du jour solaire. Imaginons maintenant tracÃ©s sur cette sphÃ¨re (_fig_. 57) vingt-quatre cercles horaires Ã©quidistants PCB, PC 1B, PC 2B,... dont l'un PCB et son opposÃ© P(XII)B coÃ¯ncident avec le _plan mÃ©ridien_ du lieu. Ces divers cercles horaires, qui passent tous par la direction BP du style et coupent le plan de la table suivant les lignes CB(XII), C1(I), C2B(II),... gravÃ©es sur cette table, correspondent aux 24 heures du jour solaire. Un certain jour, le soleil arrive au mÃ©ridien en S, sur le cercle horaire PCB, du cÃ´tÃ© sud; l'ombre portÃ©e par le style AB a en ce moment la direction B(XII) (le nÂº XII indique XII heures). A une heure vraie aprÃ¨s midi, le soleil arrive en S sur le cercle horaire PC 1B et l'ombre portÃ©e Ã la direction B(I) (I heure); Ã deux heures, le soleil arrive en S sur le cercle PC2B, et l'ombre portÃ©e Ã la direction B(II) (II heures); et ainsi de suite, le soleil faisant le tour de la sphÃ¨re cÃ©leste, rencontre d'heure en heure les autres cercles horaires dont les traces B(III), B(IV), etc.,... reÃ§oivent successivement l'ombre du style pendant tout le temps que le soleil donne sur le cadran. Le lendemain, Ã midi vrai, le soleil est revenu au cercle horaire mÃ©ridien PCB, plus haut ou plus bas que S, mais l'ombre portÃ©e a toujours la direction B(XII); Ã une heure, il se trouve encore sur le cercle PC 1B, et l'ombre portÃ©e a encore la direction B(I), et ainsi de suite _indÃ©finiment_.

Si donc les traces B(XII), B(I), B(II), des cercles horaires indiquÃ©s sont gravÃ©es sur la table du cadran, on saura qu'il est midi quand l'ombre du style a la direction marquÃ©e (XII) Ã l'extrÃ©mitÃ©, qu'il est une heure quand elle a la direction marquÃ©e (I), etc.

=152=. Construire un cadran revient donc Ã graver sur une table la trace bien connue de chacun des vingt-quatre plans horaires, du cÃ´tÃ© oÃ¹ doit porter l'ombre, c'est-Ã -dire du cÃ´tÃ© opposÃ© Ã la position correspondante du soleil, puis Ã fixer le style de maniÃ¨re qu'il soit parallÃ¨le Ã l'axe du monde.

=153=. On distingue plusieurs espÃ¨ces de cadrans solaires, suivant la disposition de la table:

1Â° Le cadran _Ã©quinoxial_, dont la table est parallÃ¨le Ã l'Ã©quateur cÃ©leste; c'est-Ã -dire perpendiculaire Ã l'axe de rotation de la terre;

2Â° Le cadran _horizontal_, dont la table est horizontale;

3Â° Le cadran _vertical mÃ©ridional_, dont la table est verticale et perpendiculaire Ã la _mÃ©ridienne_ du lieu;

4Â° Le cadran _vertical dÃ©clinant_, dont la table est verticale, mais dans une situation d'ailleurs quelconque, non perpendiculaire Ã la mÃ©ridienne.

=154=. CADRAN Ã QUINOXIAL. On peut regarder le plan de la table comme celui de l'Ã©quateur cÃ©leste dont le pied du style serait le centre. Si donc on trace une cir-

confÃ©rence ayant ce pied O pour centre et un rayon quelconque O(XII), cette circonfÃ©rence sera concentrique avec celle de l'Ã©quateur cÃ©leste, et les traces des 24 plans horaires qui, Ã partir de l'extrÃ©mitÃ© nord de la mÃ©ridienne, divisent l'Ã©quateur cÃ©leste en 24 arcs Ã©gaux, diviseront Ã©galement la circonfÃ©rence que l'on vient de tracer en 24 arcs Ã©gaux. De lÃ cette construction:

[Illustration: 124, Fig. 59]

Construction du cadran Ã©quinoxial (_fig_. 59). On trace une circonfÃ©rence du centre O avec un rayon quelconque; on tire un premier rayon O(XII), qui doit, le cadran une fois posÃ© et orientÃ©, coÃ¯ncider avec la trace du mÃ©ridien du lieu sur la table. Ã€ partir du point (XII), on divise la circonfÃ©rence en 24 parties Ã©gales; on mÃ¨ne des rayons aux points de la demi-circonfÃ©rence dont le point (XII) est le milieu, comme il est indiquÃ© sur la figure, et de plus aux deux points qui suivent ceux-lÃ , Ã droite et Ã gauche, 16 rayons en tout. Puis Ã partir de ce point (XII), de gauche Ã droite en montant, on Ã©crit successivement aux divers points de division de la circonfÃ©rence, I, II, III, IV, V, VI, VII, VIII; puis, Ã partir de (XII), dans l'autre sens, XI, X, IX, VIII,

VII, VI, V, IV.

[Illustration: 125, Fig. 58]

Pour poser et orienter un pareil cadran, on construit une Ã©querre en bois ou en fer, OMI (_fig_. 58), dont l'angle aigu OIM soit celui que l'axe du monde fait avec l'horizon du lieu, c'est-Ã -dire Ã©gal Ã la latitude (Ex.: Ã l'Observatoire de Paris, 48Â°50'11"). Ã€ l'aide d'un fil Ã plomb, on fixe cette Ã©querre dans une situation verticale telle que son hypotÃ©nuse coÃ¯ncide avec la mÃ©ridienne du lieu, sa direction IM allant du sud au nord; l'Ã©querre est ainsi dans le plan mÃ©ridien. On cloue ensuite la table du cadran sur le cÃ´tÃ© OM de l'Ã©querre, de maniÃ¨re que O(XII) coÃ¯ncide avec OM, et que le style soit le prolongement de IO. Le style est ainsi parallÃ¨le Ã l'axe du monde; la table qui lui est perpendiculaire est parallÃ¨le Ã l'Ã©quateur cÃ©leste, et O(XII) est la trace du plan mÃ©ridien sur la table du cadran.

Ã€ l'Ã©quinoxe, le soleil est dans le plan de la table, et quand il change d'hÃ©misphÃ¨re, il en Ã©claire la seconde face; il est donc nÃ©cessaire que les deux faces de la table soient semblablement graduÃ©es ou divisÃ©es, et que le style soit prolongÃ© des deux cÃ´tÃ©s. On entoure d'ailleurs la table d'un rebord saillant, afin de recevoir les ombres portÃ©es au moment de chaque Ã©quinoxe.

Tous les deux se construisent de la mÃªme maniÃ¨re Ã l'aide d'un cadran Ã©quinoxial dessinÃ© _auxiliairement_[63].

[Note 63: On peut se borner Ã apprendre sur ce sujet les paragraphes intitulÃ©s: _Construction d'un cadran horizontal_, _Construction d'un cadran vertical dÃ©clinant_, le programme ne demandant pas de dÃ©monstration; cependant, il est bon de se rendre compte de ces constructions.]

Imaginons les trois cadrans, que nous venons de nommer, existant simultanÃ©ment, convenablement posÃ©s et orientÃ©s, ayant leurs styles dans la mÃªme direction AOC (_fig._ 60), leurs tables se rencontrant suivant une mÃªme horizontale LT, perpendiculaire au plan AO(XII), et que nous appellerons ligne de terre.

[Illustration: 126, Fig. 60]

Nous ne considÃ©rerons, pour le moment, que le cadran Ã©quinoxial, O, et le cadran horizontal, A. Ainsi qu'on le voit, les lignes horaires de la mÃªme heure quelconque, par exemple O(XI), A(XI) (intersections des deux tables par le mÃªme plan horaire), rencontrent naturellement LT au mÃªme point. Imaginons que la table Ã©quinoxiale tourne autour de LT pour se rabattre sur le plan horizontal, Ã gauche de l'autre table; les deux lignes de XII heures viendront en prolongement l'une de l'autre (_fig._ 61); les points de rencontre des lignes horaires avec LT n'auront pas bougÃ©, puisqu'ils sont sur la charniÃ¨re[64].

[Note 64: Eu Ã©gard Ã la figure 60, la circonfÃ©rence ne devrait pas Ãªtre tangente Ã LT sur la figure 61; mais cela ne fait rien pour l'exactitude du cadran, car le rayon de cette circonfÃ©rence du cadran Ã©quinoxial est arbitraire; _la position du centre_ est seulement dÃ©terminÃ©e quand on se donne Ã l'avance le pied du style du cadran horizontal.]

Si donc on trouve ces points de rencontre pour une position de la table Ã©quinoxiale _rabattue_, on les connaÃ®tra en vÃ©ritable position, et il n'y aura plus qu'Ã les joindre au pied A du style, sur le plan horizontal, pour avoir les lignes horaires du cadran horizontal.

[Illustration: 127, Fig. 61]

Ce qui prÃ©cÃ¨de suffit pour l'intelligence de l'Ã©pure (_fig._ 61), dans laquelle la partie Ã gauche de LT reprÃ©sente la table Ã©quinoxiale rabattue, construite d'aprÃ¨s la mÃ©thode que nous avons indiquÃ©e tout Ã l'heure (nÂº 154). A droite de LT est la table du cadran horizontal, la seule que l'on construise en traits dÃ©finitivement _marquÃ©s_.

Construction d'un cadran horizontal. Du point A, choisi comme pied du style sur le plan horizontal, on mÃ¨ne A(XII) perpendiculaire Ã LT. On prolonge cette ligne au

delÃ de LT. D'un point O quelconque pris sur ce prolongement, on dÃ©crit une circonfÃ©rence avec un rayon quelconque O(XII). Puis on dessine Ã gauche de LT le cadran Ã©quinoxial, tel qu'il est indiquÃ© sur la figure 61, et d'aprÃ¨s les principes que nous avons exposÃ©s (154). On joint le point A Ã tous les points d'arrivÃ©e sur LT des lignes de ce cadran; on marque la rencontre de chaque ligne de jonction avec le cadre MNPQ, du mÃªme chiffre romain que celui qui dÃ©signe la ligne correspondante du cadran Ã©quinoxial auxiliaire. Cela fait, le cadran horizontal est dessinÃ© tel qu'il doit Ãªtre sur le cadre MNPQ. Tout le reste, en dehors de ce cadre, doit Ãªtre supprimÃ©.

Pour mettre ce cadran en place, on fera coÃ¯ncider A(XII) avec la direction de la mÃ©ridienne du lieu, le point (XII) Ã©tant au nord de A. Quant au style, il doit partir de A, se trouver dans le _plan mÃ©ridien_ (le plan vertical qui passe par la mÃ©ridienne), faisant avec la mÃ©ridienne A(XII) un angle Ã©gal Ã la latitude.

Le cadran _vertical mÃ©ridional_ se construit exactement de mÃªme; seulement il faut, pour la pose du cadran, avoir Ã©gard Ã ce fait que la direction AO du style fait avec la table verticale un angle Ã©gal Ã 90Â° moins la latitude du lieu; la distance du pied du style Ã LT, ligne de midi, est C(XII) (_fig._ 60).

=156=. CADRAN VERTICAL DÃ CLINANT.--Il arrive souvent qu'on doit construire un cadran sur un plan vertical (un mur), dont on n'a pas pu choisir l'exposition, et qui fait un angle aigu avec la mÃ©ridienne. Un tel cadran s'appelle _cadran vertical dÃ©clinant_. Pour en construire un, on emploie un cadran horizontal dessinÃ© auxiliairement.

Pour comprendre la construction, il faut se figurer le cadran vertical dÃ©clinant et le cadran horizontal existant simultanÃ©ment (_fig._ 62, cadran O' et cadran O), perpendiculaires l'un Ã l'autre, ayant leurs styles dirigÃ©s suivant la mÃªme droite O'O, et leurs tables se rencontrant suivant une mÃªme horizontale L'T'. Les lignes horaires de la mÃªme heure quelconque doivent couper L'T' au mÃªme point. Ex.: O'(XII), O(XII). (Ce sont les intersections des deux tables par le mÃªme plan horaire.) Si donc on conÃ§oit la table horizontale toute _construite_, se rabattant telle qu'elle est, au-dessous du cadran vertical sur le plan de celui-ci, en tournant autour de L'T' (_fig._ 62), les points d'arrivÃ©e susdits des lignes horaires _correspondantes_, Ã©tant sur la charniÃ¨re L'T', n'auront pas bougÃ©. (La table horizontale sera alors sur le plan de l'Ã©pure.) Si donc on construit la table horizontale, ainsi rabattue, sur le plan vertical, les points de rencontre de ses lignes horaires avec L'T' ne seront autres que les points de rencontre des lignes horaires du cadran vertical dÃ©clinant avec la mÃªme ligne, de sorte qu'en joignant ces points Ã O, pied du style du cadran vertical, on aura, en vÃ©ritable position, les lignes horaires de ce cadran qui n'a pas bougÃ© (_fig._ 62).

Remarquons que la ligne, O'(XII), de midi du cadran horizontal, c'est-Ã -dire la mÃ©ridienne du lieu, n'est pas perpendiculaire Ã la trace L'T' du cadran vertical sur l'horizon, mais fait avec cette trace l'angle aigu du plan vertical donnÃ© avec le plan mÃ©ridien du lieu; cet angle O'(XII)T' est connu; les lignes O'(XII) et L'T' doivent faire sur l'Ã©pure cet angle donnÃ©.

Cela posÃ©, voici comment on peut construire un cadran vertical dÃ©clinant.

[Illustration: 129, Fig. 62]

CONSTRUCTION DU CADRAN VERTICAL DÃ CLINANT (_fig._ 62). On trace une verticale O(XII) qui doit reprÃ©senter la distance du pied du style au bord horizontal de la table; ce bord est reprÃ©sentÃ© par la ligne L'T' qu'on mÃ¨ne perpendiculaire Ã O(XII); on fait avec L'T', au point (XII), un angle T'(XII)O' Ã©gal Ã l'angle de la mÃ©ridienne et du plan vertical sur lequel doit Ãªtre placÃ© le cadran; on prend (XII)O' Ã©gal au second cÃ´tÃ© (XII)_o_ de l'angle droit d'un triangle rectangle O(XII)_o_, dont l'angle (XII)O_o_ = 90Â°-latitude du lieu, triangle que l'on construit auxiliairement. On mÃ¨ne ensuite LT perpendiculaire Ã O'(XII); cela fait, sans se prÃ©occuper du cadran vertical dÃ©clinant, on construit, comme il a Ã©tÃ© indiquÃ© nÂº 155, la table d'un cadran horizontal dont le pied du style serait en O' et le bord de la table LT[65]. On prolonge, au besoin, les lignes horaires de ce cadran jusqu'Ã L'T', marquant les points de rencontre des mÃªmes chiffres romains qui distinguent ces lignes sur le cadran horizontal. On joint le point O Ã tous ces points de rencontre avec L'T'; enfin l'on trace un cadre MNPQ sur lequel on indique les rencontres des lignes O(XII), O(I), par les mÃªmes chiffres romains (XII), I, etc... Le dessin enfermÃ© dans ce cadre est la table du cadran vertical dÃ©clinant. La table ainsi construite se pose ou se dessine sur le mur vertical choisi, de maniÃ¨re que la ligne O(XII) soit verticale. On fixe ensuite le style en O de maniÃ¨re Ã ce qu'il soit dans un plan passant par la mÃ©ridienne et O(XII), et fasse avec cette derniÃ¨re un angle Ã©gal Ã 90Â°-la latitude du lieu.

[Note 65: A Pour construire ce cadran horizontal O', il faut, d'aprÃ¨s ce qui a Ã©tÃ© expliquÃ© nÂº 155, construire un cadran Ã©quinoxial O", puis joindre le point O' Ã tous les points de rencontre des lignes horaires de ce cadran O" avec LT. On fera bien de faire cette construction au crayon.]

L'ANNÃ E.

=157=. ANNÃ E TROPIQUE. _L'annÃ©e tropique_ est le temps qui s'Ã©coule entre deux retours consÃ©cutifs du soleil au mÃªme Ã©quinoxe (140).

Une annÃ©e tropique = 366j. sid.,2422 = 365j. sol. moyens,2422 =

365j. sol. moyens 5h 48m 46s[66].

[Note 66: _Pour connaÃ®tre la longueur d'une annÃ©e tropique_, il suffirait de dÃ©terminer l'instant prÃ©cis de l'Ã©quinoxe du printemps pour deux annÃ©es consÃ©cutives; le temps sidÃ©ral Ã©coulÃ© entre ces deux observations serait la longueur cherchÃ©e. Pour plus de prÃ©cision, on s'est servi des observations d'Ã©quinoxes faites par Lacaille et Bradley il y a un siÃ¨cle; en les combinant avec des observations rÃ©centes, on a connu le temps compris entre deux Ã©quinoxes sÃ©parÃ©s par cent annÃ©es tropiques; en divisant cette durÃ©e par 100, on a eu la longueur cherchÃ©e, Ã moins d'une seconde d'approximation. L'erreur, ne provenant que des observations extrÃªmes, est ainsi pour cent ans la mÃªme qu'elle serait pour un an, si on se servait de deux observations consÃ©cutives; l'erreur rendue ainsi cent fois plus petite est devenue nÃ©gligeable.]

=158=. L'annÃ©e est une pÃ©riode de temps usuelle, fort importante Ã considÃ©rer. Il est un fait sur lequel nous reviendrons plus tard: la tempÃ©rature, en un lieu donnÃ©, varie d'un bout de l'annÃ©e Ã l'autre; les tempÃ©ratures annuelles s'y partagent en deux pÃ©riodes, l'une croissante, l'autre dÃ©croissante, qui se reproduisent les mÃªmes d'annÃ©e en annÃ©e; la mÃªme chose arrive pour les durÃ©es des journÃ©es et des nuits. Ainsi, Ã chaque jour occupant dans l'annÃ©e un rang dÃ©terminÃ©, correspond tous les ans, abstraction faite des circonstances atmosphÃ©riques accidentelles, la mÃªme tempÃ©rature, la mÃªme durÃ©e du jour et de la nuit. Cela tient Ã ce qu'en moyenne le soleil revient ce jour-lÃ Ã la mÃªme position par rapport Ã l'horizon du lieu en question; car, c'est cette position du soleil qui rÃ¨gle les tempÃ©ratures terrestres et les durÃ©es des journÃ©es et des nuits. Chacun sait quelle influence la tempÃ©rature et la durÃ©e du jour et de la nuit ont sur la plupart de nos travaux et de nos actions. De lÃ , l'utilitÃ© des calendriers.

=159=. CALENDRIER. On appelle _Calendrier_ un tableau dÃ©taillÃ© des jours de l'annÃ©e, relatant les circonstances astronomiques ou autres remarquables, qui se rapportent Ã chacun d'eux.

=160=. La fraction de jour qui complÃ¨te l'annÃ©e tropique est fort difficile Ã retenir; il serait fort incommode d'avoir Ã prÃ©ciser l'instant d'un jour intermÃ©diaire oÃ¹ une annÃ©e finirait et une autre commencerait. C'est pourquoi on a senti, de tout temps, la nÃ©cessitÃ© d'adopter pour l'usage ordinaire une annÃ©e _civile_ composÃ©e d'un nombre entier de jours.

Mais eu Ã©gard aux considÃ©rations prÃ©cÃ©dentes (158), il Ã©tait indispensable que la durÃ©e et les subdivisions de l'annÃ©e civile concordassent le plus possible avec celles de l'annÃ©e tropique, pÃ©riode naturelle et rÃ©gulatrice. Ce but n'a

pas Ã©tÃ© atteint tout de suite; mais il l'est Ã trÃ¨s-peu prÃ¨s et d'une maniÃ¨re suffisante par la combinaison adoptÃ©e aujourd'hui.

161. Ã RES DIVERSES. Les annÃ©es successives ses distinguent par un numÃ©ro d'ordre, qui dÃ©pend du nombre d'annÃ©es Ã©coulÃ©es depuis un certain Ã©vÃ©nement remarquable. L'Ã©vÃ©nement Ã partir du quel on commence Ã compter les annÃ©es n'est pas le mÃªme pour tous les peuples. Les anciens Romains les comptaient Ã partir de la fondation de Rome, laquelle eut lieu 753 ans avant JÃ©sus-Christ; les ChrÃ©tiens les comptent Ã partir de la naissance de JÃ©sus-Christ; les MahomÃ©tans Ã partir du moment oÃ¹ Mahomet s'enfuit de la Mecque. _Chaque maniÃ¨re de compter les annÃ©es se nomme une_ Ã RE. Il y avait l'Ã¨re romaine; il y a l'Ã¨re chrÃ©tienne et l'Ã¨re mahomÃ©tane; celle-ci commence Ã l'an 622 de l'Ã¨re chrÃ©tienne[67].

[Note 67: Il y avait aussi l'Ã¨re grecque, datant par olympiades, pÃ©riodes de quatre annÃ©es, dont la premiÃ¨re commence Ã l'an 776 avant J.-C., et l'Ã¨re Ã©gyptienne de Nabonassar, qui commenÃ§ait Ã l'an 747 avant J.-C.]

=162.= Cela posÃ©, occupons-nous de la convention qui rÃ¨gle aujourd'hui la durÃ©e de l'annÃ©e civile.

ANNÃ E CIVILE. On a adoptÃ© deux espÃ¨ces d'annÃ©es civiles, les unes de 365 jours solaires, les autres de 366 jours, tellement combinÃ©es que la moyenne d'un nombre quelconque, mÃªme relativement considÃ©rable, d'annÃ©es civiles diffÃ¨re extrÃªmement peu de la valeur exacte de l'annÃ©e tropique. Voici cette combinaison:

Sur quatre annÃ©es civiles consÃ©cutives, il y en a gÃ©nÃ©ralement trois de 365 jours et une de 366 jours dite annÃ©e bissextile. Une annÃ©e est en gÃ©nÃ©ral bissextile, quand le nombre qui la dÃ©signe dans l'Ã¨re chrÃ©tienne est divisible par 4; ex: 1848, 1852. Toute autre annÃ©e n'a que 365 jours et garde le nom d'annÃ©e commune; ex.: 1850, 1853. Il n'y a que trois exceptions Ã la rÃ¨gle gÃ©nÃ©rale prÃ©cÃ©dente dans chaque pÃ©riode de 400 ans; quand une annÃ©e est sÃ©culaire, c'est-Ã -dire exprimÃ©e par un nombre terminÃ© par deux zÃ©ros, elle devrait Ãªtre bissextile si on suivait la rÃ¨gle prÃ©cÃ©dente; par exception, une annÃ©e ainsi dÃ©nommÃ©e n'est pas bissextile, si le nombre qu'on obtient en supprimant les deux zÃ©ros n'est pas divisible par 4. Ex.: sur les quatre annÃ©es sÃ©culaires consÃ©cutives 2000, 2100, 2200, 2300, une seule sera bissextile, c'est la premiÃ¨re; les trois autres ne le seront pas; 1700, 1800 n'ont pas Ã©tÃ© bissextiles, 1900 ne le sera pas non plus.

=163.= Une pÃ©riode de cent annÃ©es civiles s'appelle un _siÃ¨cle_.

On donne quelquefois le nom de _lustre_ Ã une pÃ©riode de cinq annÃ©es.

=164.= Parlons maintenant des subdivisions de l'annÃ©e. L'annÃ©e se subdivise en douze mois, gÃ©nÃ©ralement de 30 ou 31 jours, exceptÃ© un seul de 28 ou de 29 jours. Les voici _par ordre_:

Janvier. 31j. _FÃ©vrier_. 28 ou 29j. _Mars_. 31j. _Avril_. 30j. _Mai_. 31j. _Juin_. 30j. _Juillet_. 31j. _AoÃ»t_. 31j. _Septembre_. 30j. _Octobre_. 31j. _Novembre_. 30j. _DÃ©cembre_. 31j.

Quand une annÃ©e se compose de 365 jours, fÃ©vrier n'en a que 28; quand l'annÃ©e est bissextile, fÃ©vrier a 29 jours.

L'annÃ©e civile commence le 1er janvier; c'est en hiver, car l'Ã©quinoxe du printemps a lieu vers le 21 mars.

Chaque pÃ©riode de sept jours consÃ©cutifs s'appelle une _semaine_.

Les sept jours de chaque semaine prennent des noms particuliers dans l'ordre suivant: _lundi_, _mardi_, _mercredi_, _jeudi_, _vendredi_, _samedi_, _dimanche_[68].

[Note 68: Ces noms sont tirÃ©s de ceux des planÃ¨tes connues des anciens, parmi lesquels ils faisaient figurer le soleil et la lune. Ainsi _lundi_ vient de _Lune_ (_di leune, dies lunÃ¦_); _mardi_, de _Mars_ (_di mars, dies martis_); _mercredi_, de _Mercure_; _jeudi_, de _Jupiter_ (_dies jovis_); _vendredi_, de _VÃ©nus_; _samedi_, de _Saturne_ (_Saturday_ en anglais); _dimanche_ est le jour du Seigneur ou du _Soleil_ (_dies dominica_; en anglais _Sunday_).]

Les semaines se suivent sans qu'on les distingue en gÃ©nÃ©ral par des numÃ©ros d'ordre, sans qu'on les classe mÃªme dans les mois ou dans les annÃ©es. C'est une pÃ©riode qui n'a aucun rapport avec les circonstances du mouvement du soleil[69].

[Note 69: L'annÃ©e civile commune de 365 jours comprend 52 semaines et un jour.

Le dernier jour d'une annÃ©e commune, commenÃ§ant une 53e semaine, porte le mÃªme nom de semaine que le premier jour de cette mÃªme annÃ©e.

Le premier jour de l'annÃ©e qui suit une annÃ©e commune doit donc porter le nom de semaine, qui vient immÃ©diatement aprÃ¨s le nom du premier jour de cette annÃ©e commune prÃ©cÃ©dente. Ex.: le 1er janvier 1854 a Ã©tÃ© un dimanche; le 1er janvier 1855 sera un lundi. AprÃ¨s une annÃ©e bissextile, il faut avancer de deux jours dans la semaine. Par ex.: le 1er janvier 1860 ayant Ã©tÃ© un dimanche, le 1er janvier 1861 sera un mardi.]

Nous allons maintenant parler de l'invention et du perfectionnement des combinaisons relatives au nombre des jours de l'annÃ©e civile, de la rÃ©forme julienne et de la rÃ©forme grÃ©gorienne.

=165=. De tout temps, comme nous l'avons dit, les hommes sentirent la nÃ©cessitÃ© de composer l'annÃ©e civile d'un nombre entier de jours; mais ce n'est qu'aprÃ¨s un temps trÃ¨s-long qu'on est arrivÃ© Ã rendre la longueur moyenne de l'annÃ©e civile Ã trÃ¨s-peu prÃ¨s Ã©gale Ã celle de l'annÃ©e tropique.

On pense que les Ã gyptiens firent primitivement usage d'une annÃ©e de 360 jours, partagÃ©e en 12 mois de 30 jours chacun. De lÃ , suivant quelques Ã©rudits, la division du cercle en 360 degrÃ©s.

Cette annÃ©e diffÃ©rait trop de l'annÃ©e astronomique, et ses inconvÃ©nients, immÃ©diatement Ã©vidents, donnÃ¨rent lieu Ã une premiÃ¨re correction ou rÃ©forme; l'annÃ©e commune fut portÃ©e Ã 365 jours.

Cette nouvelle annÃ©e avait, quoique Ã un degrÃ© moindre, l'inconvÃ©nient capital de l'annÃ©e de 360 jours, celui de diffÃ©rer trop du temps que le soleil met Ã faire sa rÃ©volution complÃ¨te, c'est-Ã -dire de l'annÃ©e tropique.

Cette annÃ©e de 365 jours a pris le nom d'annÃ©e _vague_ ou de Nabonassar.

=166.= INCONVÃ NIENTS DE L'ANNÃ E VAGUE. Ayant Ã©gard aux considÃ©rations dÃ©veloppÃ©es, nÂº 158 et 160, voyons ce qui arriverait si toutes les annÃ©es civiles n'Ã©taient que de 365 jours comme l'annÃ©e Ã©gyptienne, tandis que l'annÃ©e astronomique est d'environ 365 jours-1/4.

Choisissons un jour d'une dÃ©nomination dÃ©terminÃ©e, le 21 mars, par exemple, jour actuel de l'Ã©quinoxe. Dans ce jour on Ã©prouve une certaine tempÃ©rature liÃ©e Ã cette circonstance que ce jour-lÃ le soleil dÃ©crit Ã peu prÃ¨s l'Ã©quateur.

L'annÃ©e suivante, quand commencera le 21 mars, comme il y aura seulement 365 jours Ã©coulÃ©s depuis l'Ã©quinoxe prÃ©cÃ©dent, le soleil ne sera pas encore arrivÃ© sur l'Ã©quateur; il lui faudra un quart de jour pour l'atteindre. Quand arrivera le 21 mars d'une troisiÃ¨me annÃ©e, il sera encore plus Ã©loignÃ© de l'Ã©quateur; il lui faudra une demi-journÃ©e pour l'atteindre.

Enfin, aprÃ¨s quatre annÃ©es, le 21 mars prÃ©cÃ©dera d'un jour l'arrivÃ©e du soleil Ã l'Ã©quateur; cette arrivÃ©e n'aura lieu que le 22 mars de la cinquiÃ¨me annÃ©e. Cette annÃ©e ce sera le 22 mars qui jouira de la tempÃ©rature qui avait lieu d'abord le 21 mars; le 21 mars jouira de la tempÃ©rature primitive du 20, et ainsi de suite, chaque jour rÃ©trogradant quant Ã la tempÃ©rature.

AprÃ¨s quatre nouvelles rÃ©volutions, le soleil n'atteindra l'Ã©quateur que le 23 mars, qui aura alors la tempÃ©rature qu'avait primitivement le 21; et ainsi de suite, aprÃ¨s chaque pÃ©riode de 4 annÃ©es, la date de l'arrivÃ©e du soleil Ã l'Ã©quinoxe Ã©tant reculÃ©e d'un jour, tous les jours de l'annÃ©e viendront successivement,

quant Ã la tempÃ©rature, prendre la place du 21 mars, puis continuant Ã rÃ©trograder, se plongeront de plus en plus dans l'hiver.

AprÃ¨s 30 pÃ©riodes de quatre ans, ou 120 ans, la date de l'Ã©quinoxe se trouvera reculÃ©e d'un mois, et ainsi de suite; de sorte que la tempÃ©rature originelle du 21 mars aura lieu successivement en avril, puis en mai, en juin, etc...

Au bout d'environ trois fois cent vingt ans, ou 360 ans, par exemple, le jour de l'Ã©quinoxe, qui est le premier jour du printemps, se trouvant transportÃ© au 21 juin, il en rÃ©sultera que le printemps prendra, dans la nomenclature des mois et de leurs jours, la place de l'Ã©tÃ©, qui prendra la place de l'automne; celui-ci prend la place de l'hiver qui vient remplacer le printemps, et cette perturbation aurait lieu sans cesse[70].

[Note 70: Nous parlons des saisons, bien qu'elles ne soient dÃ©finies et expliquÃ©es que plus tard (nÂº 171). Leurs noms et les caractÃ¨res qui les distinguent, quant Ã la tempÃ©rature, sont si vulgairement connus qu'il n'y a pas d'inconvÃ©nient dans la transposition faite par le programme.]

Dans l'Ã©tat actuel des choses, on jouit dans nos climats d'une tempÃ©rature modÃ©rÃ©e en avril et mai; les mois de juillet et d'aoÃ»t sont chauds, dÃ©cembre et janvier sont froids.

Dans le systÃ¨me que nous examinons, le mÃªme mois serait successivement tempÃ©rÃ©, chaud et froid. Les travaux de l'agriculture se rapportent aux divers mois, non Ã cause de leurs noms, mais Ã cause de leurs tempÃ©ratures.

Dans le systÃ¨me de l'annÃ©e vague, on ne pourrait pas dire comme aujourd'hui: la moisson se fait dans tel mois, la vendange dans tel autre, puisque la tempÃ©rature favorable Ã l'un ou Ã l'autre de ces travaux n'arriverait plus d'une maniÃ¨re fixe Ã un mois plutÃ´t qu'Ã un autre. Chacun, pour diriger les travaux qui dÃ©pendent de la tempÃ©rature, serait Ã peu prÃ¨s livrÃ© Ã ses propres apprÃ©ciations, Ã moins que le calendrier ne fÃ»t continuellement remaniÃ©.

=167=. RÃ FORME JULIENNE. VoilÃ les inconvÃ©nients qui, avec bien d'autres, rÃ©sultaient, avant Jules CÃ©sar, de ce que la durÃ©e fixe de l'annÃ©e civile diffÃ©rait trop de l'annÃ©e tropique.

Jules CÃ©sar, conseillÃ© par SosygÃ¨ne, astronome Ã©gyptien, rÃ©solut de porter remÃ¨de Ã ce dÃ©sordre par une intercalation rÃ©guliÃ¨re, exempte d'arbitraire, et uniquement fondÃ©e sur la diffÃ©rence d'un quart de jour qu'il croyait exister exactement entre l'annÃ©e de 365 jours et l'annÃ©e astronomique de 365 jours-Â¼.

Il dÃ©cida que, sur quatre annÃ©es consÃ©cutives, trois seraient composÃ©es de 365 jours, et la quatriÃ¨me de 366 jours.

C'est dans cette unique prescription que consiste la rÃ©forme dite rÃ©forme _julienne_, du nom de son auteur officiel.

Il arriva ainsi que la moyenne des annÃ©es civiles fut de 365 jours-Â¼ ou 365j,25, peu diffÃ©rente de l'annÃ©e tropique, composÃ©e de 365j,2422.

Le jour complÃ©mentaire ajoutÃ© Ã chaque quatriÃ¨me annÃ©e fut placÃ© Ã la fin du mois de fÃ©vrier, qui, au lieu d'avoir 28 jours comme dans l'annÃ©e de 365 jours, en a 29 dans chaque annÃ©e bissextile.

De cette maniÃ¨re, en admettant que l'Ã©quinoxe du printemps arrive le 21 mars de la premiÃ¨re annÃ©e d'une pÃ©riode composÃ©e de trois annÃ©es communes et d'une annÃ©e bissextile, il arrivera pour la cinquiÃ¨me fois le 21 mars de la cinquiÃ¨me annÃ©e civile, Ã peu prÃ¨s Ã la mÃªme heure que le 21 mars de la premiÃ¨re.

En effet, entre ces deux 21 mars il se sera Ã©coulÃ© 365j Ã 3 + 366j = 1461 jours = (365j + 1/4) Ã 4, ou quatre annÃ©es tropiques, Ã trÃ¨s-peu prÃ¨s.

De sorte que, dans la seconde pÃ©riode de quatre ans, tout se passera Ã trÃ¨s-peu prÃ¨s comme dans la premiÃ¨re, et ainsi de suite, de pÃ©riode en pÃ©riode.

Ainsi furent corrigÃ©s en trÃ¨s-grande partie les inconvÃ©nients de l'annÃ©e vague.

Nous disons _en trÃ¨s-grande partie_, car, dans ce qui prÃ©cÃ¨de, nous faisons abstraction de la diffÃ©rence entre 365j 1/4 ou 365j,25, valeur supposÃ©e par Jules CÃ©sar Ã l'annÃ©e tropique, et la valeur exacte de cette annÃ©e qui est 365,2422 (Ã moins de 0,0001).

365j,25-365j,2422 = 0j,0078.

Les inconvÃ©nients de cette diffÃ©rence ne pouvaient devenir sensibles qu'aprÃ¨s un assez grand nombre de siÃ¨cles.

En effet, Ã raison de 0j,0078 de diffÃ©rence pour une annÃ©e, c'est 0j,78 pour 100 ans et 3j,12, ou environ 3 jours pour 400 ans; plus exactement encore, 1 jour pour 130 ans. Cette diffÃ©rence se produit en sens contraire de l'ancienne; c'est l'annÃ©e civile moyenne qui est plus grande que l'annÃ©e tropique, au lieu d'Ãªtre moindre; de sorte que la date de l'Ã©quinoxe, si nous la considÃ©rons de nouveau, a dÃ» reculer aprÃ¨s la rÃ©forme julienne au lieu d'avancer comme auparavant.

=168.= A l'Ã©poque du concile de NicÃ©e, l'an 325 aprÃ¨s J.-C., l'Ã©quinoxe du printemps arrivait le 21 mars. Les PÃ¨res de l'Ã glise, qui voulaient que la cÃ©lÃ©bration de la fÃªte de PÃ¢ques eÃ»t lieu au commencement du printemps, rÃ©glÃ¨rent l'Ã©poque de sa cÃ©lÃ©bration au premier dimanche aprÃ¨s la pleine

lune qui vient immÃ©diatement aprÃ¨s l'Ã©quinoxe du printemps, celle qui suit le 21 mars, dans la persuasion qu'aprÃ¨s la rÃ©forme julienne l'Ã©quinoxe du printemps arriverait toujours le 21 mars. Mais ils avaient comptÃ© sans la diffÃ©rence susdite de 0j,0078, entre l'annÃ©e civile moyenne et l'annÃ©e tropique.

130 annÃ©es civiles valant 130 annÃ©es tropiques plus un jour, il en rÃ©sulta que, 130 ans aprÃ¨s le concile de NicÃ©e, le 21 mars dÃ©passait d'un jour l'arrivÃ©e du soleil Ã l'Ã©quinoxe, celle-ci ayant lieu alors le 20 mars. Au bout de 130 nouvelles annÃ©es, nouvelle rÃ©trogradation de la date de l'Ã©quinoxe qui arrivait le 19 mars, et ainsi de suite; de sorte que, en 1582, sous le pontificat de GrÃ©goire XIII, la date de l'Ã©quinoxe avait rÃ©trogradÃ© de 10 jours; il avait lieu rÃ©ellement le 11 mars. Cette rÃ©trogradation, non remarquÃ©e, aurait, avec le temps, fait cÃ©lÃ©brer en Ã©tÃ© une fÃªte que les traditions rattachent au printemps, et aurait fini par reproduire en sens contraire, beaucoup plus Ã la longue, il est vrai, les inconvÃ©nients que nous avons reprochÃ©s Ã l'annÃ©e vague.

=169.= _RÃ©forme grÃ©gorienne._ Le pape GrÃ©goire XIII eut la gloire de complÃ©ter, en octobre 1582, la rÃ©forme julienne.

L'Ã©quinoxe du printemps avait eu lieu cette annÃ©e le 11 mars. Afin qu'il eÃ»t lieu Ã l'avenir le 21 mars, comme Ã l'Ã©poque du conseil de NicÃ©e, il commenÃ§a par faire en sorte que le 11 mars devint le 21 mars: il n'y avait pour cela qu'Ã augmenter toutes les dates subsÃ©quentes de 10 jours. _Il dÃ©cida, en consÃ©quence, que le 5 octobre 1582, Ã©poque de la publication de la bulle pontificale, s'appellerait le 15 octobre, et que l'on compterait ainsi jusqu'Ã la fin de 1582_, cette annÃ©e devant avoir ainsi dix jours de moins que les autres.

De plus, pour corriger l'erreur de l'intercalation julienne et rapprocher, en la diminuant, la moyenne des annÃ©es communes de la valeur de l'annÃ©e tropique, GrÃ©goire XIII _remplaÃ§a 3 annÃ©es bissextiles, sur 100, par 3 annÃ©es communes_. C'est lui qui crÃ©a cette exception que nous avons indiquÃ©e, Ã savoir: _qu'une annÃ©e, dont le nom en chiffre est terminÃ© par deux zÃ©ros, n'est pas bissextile quand le nombre obtenu par la suppression de ces deux zÃ©ros n'est pas divisible par 4_.

Ainsi, en rÃ©sumÃ©, la rÃ©forme grÃ©gorienne consista dans le changement de date du 5 octobre 1582 en 15 octobre 1582, et dans la prescription que nous venons de rappeler.

Moyennant cette rÃ©forme complÃ©mentaire, il faudra plus de 3000 ans, Ã partir de 1582, pour que l'Ã©quinoxe s'Ã©carte d'un jour du 21 mars. C'est ce qu'on vÃ©rifie aisÃ©ment.

=170.= A Rome, la rÃ©forme grÃ©gorienne eut son effet le 5 octobre 1582 qui devint le 15 octobre 1582. En France, elle fut adoptÃ©e le 10 dÃ©cembre de la mÃªme annÃ©e qui devint le 20 dÃ©cembre. En Allemagne, dans les pays catholiques, en 1584; dans les pays protestants, le 19 fÃ©vrier de l'an 1600.

Le 1er mars 1600, le Danemark, la SuÃ¨de, la Suisse, suivirent l'exemple de l'Allemagne.

En Pologne, la rÃ©forme eut lieu en 1586. Enfin l'Angleterre se dÃ©cida Ã l'adopter en 1752, le 3/14 septembre. Il lui fallut avancer la date de 11 jours, l'annÃ©e 1700, bissextile suivant la mÃ©thode julienne, et non bissextile aprÃ¨s la rÃ©forme grÃ©gorienne, s'Ã©tant Ã©coulÃ©e depuis cette derniÃ¨re.

Les Russes et les autres peuples de l'Ã glise grecque en sont restÃ©s Ã la mÃ©thode julienne; ils ont, sans interruption, une annÃ©e bissextile sur 4. Or, depuis le concile de NicÃ©e, en 325, point commun de dÃ©part, il y a eu douze annÃ©es sÃ©culaires qui, pour les motifs de la rÃ©forme grÃ©gorienne, ne devaient pas Ãªtre bissextiles; il en rÃ©sulte que les Russes, et autres peuples susdits, ont compris dans les annÃ©es antÃ©rieures Ã l'annÃ©e prÃ©sente douze jours de plus que nous; cette annÃ©e prÃ©sente a donc commencÃ© pour eux douze jours plus tard que pour nous; pour chaque jour de l'annÃ©e leur date est donc en arriÃ¨re de douze jours sur la nÃ´tre; quand nous sommes au 22 mars, ils ne sont encore qu'au 10. Une date russe s'indique ainsi, (4 mai / 16 mai), ce qui signifie que le jour en question est le 4 mai pour les Russes, et pour nous le 16 mai.

DES SAISONS.

=171.= Les deux Ã©quinoxes et les solstices partagent l'annÃ©e en _quatre_ parties inÃ©gales nommÃ©es _saisons_, remarquables au point de vue de la durÃ©e des jours et des nuits, et des variations de la tempÃ©rature.

Une _saison_ est le temps employÃ© par le soleil pour aller d'un Ã©quinoxe Ã un solstice, et _vice versa_.

Le _printemps_ est le temps qui s'Ã©coule depuis l'Ã©quinoxe du printemps jusqu'au solstice d'Ã©tÃ©. L'Ã©tÃ© dure du solstice d'Ã©tÃ© Ã l'Ã©quinoxe d'automne; l'_automne_, de l'Ã©quinoxe d'automne au solstice d'hiver; enfin l'_hiver_ dure depuis le solstice d'hiver jusqu'Ã l'Ã©quinoxe du printemps.

Les saisons ne sont pas Ã©gales. Voici leurs durÃ©es actuelles[71]:

Le printemps dure 92j 20h 59m Â¦ Â¦ 186j 11h 12m L'Ã©tÃ© 93 14 13 Â¦

L'automne 89j 17h 35m Â¦ Â¦ 178j 18h 37m. L'hiver 89 1 2 Â¦

Comme on le voit, l'automne et l'hiver durent ensemble huit jours de moins environ que le printemps et l'Ã©tÃ©.

[Note 71: Nous disons actuelles, parce que ces durÃ©es varient _lentement_, comme nous le verrons plus tard (prÃ©cession des Ã©quinoxes).]

[Illustration: 139, Fig. 65]

=172.= CAUSES DE L'INÃ GALITÃ DES SAISONS. Cette inÃ©galitÃ© est due Ã la forme elliptique de l'orbite dÃ©crit par le soleil autour de la terre (129), et Ã la position que le grand axe de cette ellipse (_fig._ 65) occupe par rapport Ã la ligne des Ã©quinoxes et des solstices. On connaÃ®t la loi des aires (nÂº 130): _les aires dÃ©crites par le rayon vecteur du soleil sont proportionnelles aux temps employÃ©s Ã les parcourir_.

Cette loi connue, il suffit de jeter les yeux sur la _fig._ 65, la diffÃ©rence des aires parcourues dans les diverses saisons rend parfaitement compte des diffÃ©rences qui existent entre leurs durÃ©es.

INÃ GALITÃ S DES JOURS ET DES NUITS.

Du jour et de la nuit aux diffÃ©rentes Ã©poques de l'annÃ©e, et en diffÃ©rents lieux.

=173.= Le mot _jour_, quand on l'oppose au mot _nuit_, n'a pas la signification que nous lui avons donnÃ©e jusqu'Ã prÃ©sent. Le _jour_ est le temps que le soleil passe au-dessus de l'horizon entre un lever et le coucher suivant; la _nuit_ est le temps qu'il passe sous l'horizon, entre un coucher et le lever suivant. Dans nos climats, chaque jour solaire (nÂº 140) se compose d'un jour et d'une nuit.

=174.= On sait que le jour est tantÃ´t plus long, tantÃ´t plus court que la nuit, et que la durÃ©e du jour et celle de la nuit varient continuellement d'un bout de l'annÃ©e Ã l'autre. Nous sommes maintenant en mesure de nous rendre compte de ces variations; nous n'avons, pour cela qu'Ã Ã©tudier, sur un globe cÃ©leste, Ã partir d'une certaine Ã©poque et par rapport Ã un horizon dÃ©terminÃ©, le mouvement du soleil tournant chaque jour autour de l'axe du monde, tout en cheminant sur la sphÃ¨re cÃ©leste le long de l'Ã©cliptique[72].

[Note 72: C'est ici le cas de se rappeler l'ingÃ©nieuse comparaison de M. Arago, page 99, en note.]

=175.= Puisque la dÃ©clinaison du soleil varie continuellement d'un jour Ã l'autre, cet astre ne dÃ©crit pas prÃ©cisÃ©ment, chaque jour solaire, un parallÃ¨le cÃ©leste. Si un jour il rencontre le mÃ©ridien en un certain point, D (_fig._ 63), le lendemain, ayant fait une rÃ©volution autour de l'axe PP', il revient au mÃ©ridien, non plus au

point D, mais en un point situÃ© un peu plus haut ou un peu plus bas; il a dÃ©crit, dans l'intervalle, une espÃ¨ce de spirale (que l'on peut imaginer et mÃªme construire sur un globe cÃ©leste), faisant le tour de ce globe, entre les deux parallÃ¨les cÃ©lestes qui correspondent aux deux points en question du mÃ©ridien. Ces deux parallÃ¨les cÃ©lestes Ã©tant trÃ¨s-rapprochÃ©s, on peut, sans qu'il en rÃ©sulte Ã©videmment aucun inconvÃ©nient dans l'Ã©tude que nous entreprenons, supposer que le soleil dÃ©crit, chaque jour solaire, un parallÃ¨le cÃ©leste, celui, par exemple, qui occupe la position moyenne entre les parallÃ¨les que l'astre rencontre ce jour-lÃ ; puis, que ce jour Ã©coulÃ©, il passe brusquement au parallÃ¨le moyen qui correspond au jour solaire suivant, et ainsi de suite. Par exemple, nous admettrons qu'Ã l'Ã©quinoxe du printemps, le soleil dÃ©crit l'Ã©quateur cÃ©leste, le lendemain, un parallÃ¨le un peu plus Ã©levÃ©, le surlendemain, un nouveau parallÃ¨le supÃ©rieur, et ainsi de suite, jusqu'Ã ce que, arrivÃ© au solstice d'Ã©tÃ©, il dÃ©crive le tropique du Cancer, TGSF; puis redescendant vers l'Ã©quateur, il dÃ©crit Ã peu prÃ¨s les mÃªmes cercles diurnes, mais en ordre inverse, du solstice d'Ã©tÃ© Ã l'Ã©quinoxe d'automne. Ensuite, passant sur l'hÃ©misphÃ¨re austral, il y dÃ©crit, dans la seconde partie de l'annÃ©e, une pareille sÃ©rie de cercles diurnes (nÂº 176).

[Illustration: 141, Fig. 63]

Chacun de ces cercles diurnes est divisÃ©, dans nos climats, par l'horizon du lieu en deux arcs gÃ©nÃ©ralement inÃ©gaux; ex.: LDC, CKL. L'un de ces arcs, LDC, situÃ© du mÃªme cÃ´tÃ© de l'horizon que le lieu M (au-dessus de l'horizon), est parcouru par le soleil durant le jour, c'est _l'arc de jour_; l'autre, CKL (au-dessous de l'horizon), est parcouru par cet astre durant la nuit, c'est _l'arc de nuit_. Le mouvement diurne du soleil peut Ãªtre considÃ©rÃ© comme uniforme durant les 24 heures d'un jour solaire; comparer les durÃ©es relatives du jour et de la nuit, Ã une Ã©poque quelconque, revient donc Ã comparer l'arc de jour et l'arc de nuit; c'est ce que nous allons faire pour tous les jours de l'annÃ©e[73].

[Note 73: _Si le soleil dÃ©crivait indÃ©finiment l'Ã©quateur, la durÃ©e du jour, Ã©gale Ã celle de la nuit, serait la mÃªme pour tous les lieux de la terre et Ã toutes les Ã©poques._

Cette proposition est Ã©vidente Ã l'inspection de la figure 63. En effet, l'horizon rationnel, HGH'F, d'un lieu quelconque, et l'Ã©quateur (grands cercles de la sphÃ¨re), se divisent mutuellement en deux parties Ã©gales. Le soleil dÃ©crirait chaque jour une demi-circonfÃ©rence L'E'C' (du cÃ´tÃ© du lieu M), et chaque nuit la demi-circonfÃ©rence C'EL'.

_Si le soleil, Ã dÃ©faut de l'Ã©quateur, dÃ©crivait indÃ©finiment le mÃªme cercle parallÃ¨le Ã l'Ã©quateur (_KLDC_, par exemple), c'est-Ã -dire si_ SA DÃ CLINAISON NE VARIAIT PAS, _la durÃ©e d'un jour en un lieu donnÃ©, _M_,

serait la mÃªme Ã toutes les Ã©poques; la durÃ©e de la nuit, diffÃ©rente, en gÃ©nÃ©ral, de celle du jour_ (nÂº 176), _serait Ã©galement constante au mÃªme lieu._

Cette proposition est Ã©vidente Ã l'aspect de la figure 63. En effet, le soleil dÃ©crirait chaque jour indÃ©finiment l'arc LDC (au-dessus de l'horizon de lieu), et chaque nuit l'arc CKL. L'arc LDC et l'arc CKL sont inÃ©gaux.

La variation continuelle du jour et de la nuit, en chaque lieu de la terre, tient donc Ã la variation de la dÃ©clinaison du soleil, ou, si l'on veut, Ã l'inclinaison de l'Ã©cliptique sur l'Ã©quateur cÃ©leste (nÂº 118).]

VARIATIONS DE LA DURÃ E DU JOUR ET DE LA NUIT EN UN MÃ ME LIEU DONNÃ AUX DIFFÃ RENTES Ã POQUES DE L'ANNÃ E.

=176.= Supposons, pour fixer les idÃ©es, que le lieu considÃ©rÃ© M, _fig._ 63, soit l'Observatoire de Paris, dont la latitude est 48Â° 50' 11"; l'horizon rationnel de ce lieu est HGH'F (nÂº 8). Afin de laisser voir bien nettement la division de chaque cercle diurne par l'horizon, nous n'avons pas dessinÃ© l'Ã©cliptique sur la _fig._ 63 qui reprÃ©sente un globe cÃ©leste; mais il faut l'y rÃ©tablir par la pensÃ©e, faisant le tour du globe dans la position indiquÃ©e par la _fig._ 66 _bis_. Cette derniÃ¨re nous montre le mouvement annuel du soleil sur l'Ã©cliptique divisÃ© en quatre pÃ©riodes principales, correspondant aux quatre saisons: 1Â° de l'Ã©quinoxe, â , au solstice d'Ã©tÃ© S; 2Â° de ce solstice Ã l'Ã©quinoxe d'automne â ; 3Â° de cet Ã©quinoxe au solstice d'hiver S'; 4Â° enfin, de ce solstice Ã un nouvel Ã©quinoxe du printemps â .

[Illustration: 142, Fig. 66 bis]

Suivons maintenant sur la _fig._ 63.

A l'Ã©quinoxe du printemps, 21 mars, le soleil dÃ©crit l'Ã©quateur, le jour est Ã©gal Ã la nuit (l'arc de jour est L'E'C'; l'arc de nuit C'EL'). De l'Ã©quinoxe du printemps, â , au solstice d'Ã©tÃ© S, du 21 mars au 22 juin, le soleil s'Ã©levant progressivement au-dessus de l'Ã©quateur sur l'hÃ©misphÃ¨re austral (le long de â S, _fig._ 66 _bis_), le jour augmente continuellement et la nuit diminue, Ã partir de 12 heures. (Comparez (_fig._ 63) les arcs de jour L'E'C'..., LDC,..., GTF entre eux, et aux arcs de nuit C'EL'..., CKL...., FSG.) Le jour, constamment plus grand que la nuit, atteint son maximum quand le soleil arrive en S au solstice d'Ã©tÃ© (22 juin); la nuit est alors Ã son minimum. (A Paris ce plus long jour est de 15h 58m; la nuit correspondante est de 8h 2m.)

Du solstice d'Ã©tÃ©, S, Ã l'Ã©quinoxe d'automne, â (du 22 juin au 21 septembre), le soleil redescendant vers l'Ã©quateur (le long de l'arc Sâ , _fig._ 66

bis), dÃ©crit sensiblement les mÃªmes cercles diurnes que dans la pÃ©riode prÃ©cÃ©dente, mais en ordre inverse. (V. ces cercles en descendant, _fig._ 63.) Le jour diminue et la nuit augmente; la nuit regagne tout ce que perd le jour. Le jour et la nuit redeviennent ainsi Ã©gaux Ã l'Ã©quinoxe d'automne (21 septembre), le soleil dÃ©crivant de nouveau l'Ã©quateur.

De l'Ã©quinoxe d'automne, â , au solstice d'hiver, du 21 septembre au 21 dÃ©cembre, le soleil descendant dans l'hÃ©misphÃ¨re austral (le long de â S', _fig._ 66 _bis_), le jour diminue et la nuit augmente, Ã partir de 12 heures. (Comparez les arcs de jours L'E'C',..., L"D"C",..., F'S'G', et les arcs de nuit 'C'EL',..., C"K"L",..., G'T'F'). Le jour, constamment moindre que la nuit, atteint son minimum quand le soleil arrive en S', au solstice d'hiver, 21 dÃ©cembre; la nuit est alors Ã son maximum. (Ce jour le plus court est Ã Paris de 8h 2m; la nuit la plus longue, de 15h 58m.)

Enfin du solstice d'hiver S Ã un nouvel Ã©quinoxe du printemps â , du 21 dÃ©cembre au 21 mars, le soleil remonte vers l'Ã©quateur (le long de l'arc S'â , _fig._ 66 _bis_); il dÃ©crit sensiblement les mÃªmes cercles diurnes que dans la pÃ©riode prÃ©cÃ©dente, mais dans l'ordre inverse (suivez fig. 63, en remontant); le jour augmente, la nuit diminue; le premier regagne tout ce qu'il avait perdu depuis le 21 septembre, la nuit perd ce qu'elle avait gagnÃ©; le jour redevient ainsi Ã©gal Ã la nuit Ã un nouvel Ã©quinoxe du printemps, c'est-Ã -dire le 21 mars. A partir de lÃ , les mÃªmes pÃ©riodes d'accroissement ou de diminution du jour et de la nuit recommencent indÃ©finiment d'annÃ©e en annÃ©e.

=177=. REMARQUE. La _dÃ©clinaison_ du soleil varie trÃ¨s-irrÃ©guliÃ¨rement. A l'Ã©quinoxe du printemps, le soleil monte rapidement; les jours croissent d'une maniÃ¨re trÃ¨s-sensible. Au solstice d'Ã©tÃ©, quand le soleil cesse de monter, pour descendre ensuite, il reste stationnaire pendant quelques jours. La durÃ©e du jour et celle de la nuit n'Ã©prouvent Ã cette Ã©poque que des variations trÃ¨s-petites. (V. dans l'Almanach de l'Annuaire du bureau des longitudes de France, du 10 au 25 juin, les colonnes intitulÃ©es lever du soleil, coucher _id._, dÃ©clinaison _id._) A l'Ã©quinoxe d'automne, la durÃ©e des jours diminue rapidement. Au solstice d'hiver, quand le soleil cesse de descendre, pour monter ensuite, le soleil paraÃ®t encore quelque temps stationnaire; il en rÃ©sulte les mÃªmes consÃ©quences qu'au solstice d'Ã©tÃ© (V. l'Annuaire aux environs du 31 dÃ©cembre).

=178=. VoilÃ ce qu'on peut dire de plus gÃ©nÃ©ral sur les variations pÃ©riodiques du jour et de la nuit en chaque lieu de l'hÃ©misphÃ¨re borÃ©al, sauf une particularitÃ© gÃ©nÃ©rale dont nous allons parler.

=179=. Les lieux de l'hÃ©misphÃ¨re austral peuvent se partager en deux catÃ©gories: 1Â° ceux dont l'horizon rencontre, comme HGH'F, tous les cercles diurnes que le

soleil dÃ©crit pendant l'annÃ©e (_fig._ 63 _bis_); 2Â° tous ceux dont l'horizon ayant la situation indiquÃ©e _fig._ 64 ci-aprÃ¨s, ne rencontrent pas tous ces cercles diurnes.

[Illustration: 144, Fig. 63 bis]

[Illustration: 144, Fig. 64]

Dans chaque lieu de la premiÃ¨re catÃ©gorie, tout se passe comme Ã Paris; chaque jour solaire de l'annÃ©e s'y compose d'un jour et d'une nuit dont les durÃ©es subissent les variations pÃ©riodiques que nous avons dÃ©crites.

Il n'en est pas tout Ã fait de mÃªme pour les lieux de la seconde catÃ©gorie; considÃ©rons l'un de ces lieux, M, _fig._ 64. Depuis l'Ã©quinoxe de printemps jusqu'Ã ce que le soleil arrive au parallÃ¨le cÃ©leste dont la trace est HK, tout s'y passe comme Ã Paris; chaque jour solaire se compose d'un jour et d'une nuit. Mais le jour augmente de 12 heures Ã 24 heures, et la nuit diminue de 12 heures Ã 0. Puis il y a un jour persistant pendant tout le temps que le soleil met Ã aller du parallÃ¨le HK au tropique du cancer ST, et Ã revenir de ce tropique au cercle HK; en effet, le soleil reste tout ce temps au-dessus de l'horizon HH' du lieu M. Ce jour peut durer un certain nombre de jours solaires et mÃªme des mois (V. nÂ° 184). Ensuite, pendant que le soleil descend du parallÃ¨le HK au parallÃ¨le H'K', en passant par l'Ã©quinoxe d'automne, â , il y a jour et nuit Ã chaque jour solaire; le jour diminue de 24 Ã 12 heures, puis de 12 heures Ã 0; la nuit augmente de 0 Ã 12 heures, puis de 12 heures Ã 24. Puis il y a nuit persistante tout le temps que le soleil met Ã descendre du parallÃ¨le H'K' au tropique du capricorne T'S', et Ã revenir de ce tropique au cercle H'K'; car le soleil reste tout ce temps au-dessous de l'horizon HH' de M. Cette longue nuit a la mÃªme durÃ©e que le long jour ci-dessus indiquÃ©. Enfin le soleil remontant du parallÃ¨le H'K' Ã l'Ã©quinoxe â , il y a jour et nuit Ã chaque rÃ©volution diurne du soleil; le jour croÃ®t de 0 Ã 12 heures et la nuit diminue de 24 Ã 12 heures.

Il est facile de distinguer les lieux des deux catÃ©gories que nous venons d'indiquer. Pour un lieu de la premiÃ¨re, l'arc EH (_fig._ 63 _bis_), est plus grand que ES = 23Â° 28'[74]; mais EH = 90Â°-PH = 90Â°-E'M = 90Â°-latitude du lieu; 90Â°-latitude > 23Â° 28' revient Ã latitude < 90Â°-23Â° 28' = 66Â° 32'.

[Note 74: Nous prenons pour plus de simplicitÃ© la plus grande dÃ©clinaison du soleil (inclinaison de l'Ã©cliptique, nÂ° 128), Ã©gale Ã 23Â° 28'; on sait qu'elle est variable et prÃ©sentement Ã©gale Ã 23Â° 27' 34" (juin 1854).]

Les lieux de la premiÃ¨re catÃ©gorie sont ceux dont la latitude est infÃ©rieure Ã 66Â° 32'.

Pour un lieu de la deuxiÃ¨me catÃ©gorie (_fig._ 64), on a EH > ES = 23Â° 28', ou 90Â°-latitude < 23Â° 28'; ce qui revient Ã latitude > 66Â° 32'.

De lÃ cette distinction remarquable:

=180=. _Chaque jour solaire de l'annÃ©e se compose d'un jour et d'une nuit en tout lieu dont la latitude est infÃ©rieure Ã _ 66Â° 32'. (Toute la France est dans ce cas.)

Tout lieu dont la latitude atteint ou dÃ©passe 66Â° 32' a, chaque annÃ©e, un jour de 24 heures ou de plus de 24 heures, et une nuit de mÃªme durÃ©e, ce jour et cette nuit n'Ã©tant pas consÃ©cutifs, mais sÃ©parÃ©s par tous les jours solaires de l'annÃ©e durant chacun desquels il y a en ce lieu alternative de jour et de nuit.

Les deux parallÃ¨les terrestres qui sur les deux hÃ©misphÃ¨res ont la latitude de 66Â° 32' s'appellent _cercles polaires_: l'un est le cercle polaire _borÃ©al_ ou _arctique_, l'autre est le cercle polaire _austral_ ou _antarctique_. Comme on le voit, ces deux cercles sont des lignes de dÃ©marcation entre les lieux des deux catÃ©gories que nous venons d'Ã©tablir. Nous avons indiquÃ© leurs traces _pq_, _p'q'_ sur le mÃ©ridien du lieu, _fig._ 63 _bis_ et 64.

=181.= LIEUX DE L'HÃ MISPHÃ RE AUSTRAL. Si de l'hÃ©misphÃ¨re borÃ©al nous passons Ã l'hÃ©misphÃ¨re austral, nous voyons les mÃªmes variations du jour et de la nuit se produire en ordre inverse. En effet, chaque lieu M de l'hÃ©misphÃ¨re borÃ©al a son _antipode_ M' sur l'hÃ©misphÃ¨re austral. (On appelle _antipodes_ deux lieux diamÃ©tralement opposÃ©s; ils ont des longitudes et des latitudes Ã©gales, mais de noms diffÃ©rents). Pendant qu'il fait jour en M, il fait nuit en M', et _vice versa_ (_fig._ 63). Si donc on veut savoir ce qui se passe en un lieu de l'hÃ©misphÃ¨re austral, aux antipodes de Paris par exemple, il n'y a qu'Ã relire tout ce qui prÃ©cÃ¨de, en remplaÃ§ant partout le mot jour par le mot nuit, et _vice versa_. Nous laissons le lecteur faire ce changement.

=182.= LIEUX SITUÃ S SUR L'Ã QUATEUR. _Sur l'Ã©quateur la durÃ©e du jour est constamment Ã©gale Ã celle de la nuit._ En effet, l'horizon de chaque lieu de l'Ã©quateur (par ex.: celui de E', Ã cause de sa verticale IE'), est perpendiculaire Ã l'Ã©quateur; cet horizon contient donc l'axe du monde PP'. Cette ligne PP', qui remplace HH', contenant les centres de tous les cercles diurnes dÃ©crits par le soleil, chacun de ceux-ci est rencontrÃ© par l'horizon de E' suivant un diamÃ¨tre, et divisÃ© en deux arcs Ã©gaux, l'un de jour, l'autre de nuit.

=183.= DURÃ E DU JOUR ET DE LA NUIT Ã LA MÃ ME Ã POQUE, _c'est-Ã -dire Ã chaque jour solaire de mÃªme date_, EN DES LIEUX DIFFÃ RENTS.

Voici d'abord Ã ce sujet deux propositions gÃ©nÃ©rales:

1Â° _La durÃ©e du jour comme celle de la nuit est la mÃªme Ã la mÃªme Ã©poque quelconque pour tous les lieux de mÃªme latitude._

2Â° _Chaque jour du printemps ou de l'Ã©tÃ© est d'autant plus long, et la nuit d'autant plus courte pour un lieu de l'hÃ©misphÃ¨re borÃ©al que sa latitude est plus Ã©levÃ©e; le contraire a lieu pour les jours et les nuits de l'automne et de l'hiver._

La premiÃ¨re proposition est une consÃ©quence de la symÃ©trie de la sphÃ¨re (les lieux de mÃªme latitude Ã©tant sur le mÃªme parallÃ¨le terrestre)[75].

[Note 75: On peut rendre ce fait Ã©vident en imaginant qu'on construise sur deux globes distincts la _fig._ 63 relativement Ã deux lieux M et N de mÃªme latitude. Les deux figures ainsi construites seraient identiquement les mÃªmes, puisque sur toutes les deux, les cercles diurnes une fois dessinÃ©s, on prendrait sur le mÃ©ridien le mÃªme arc PH=E'M=latitude; pour fixer la position de l'horizon; de l'identitÃ© des deux figures on conclut que le cercle diurne, correspondant Ã chaque jour solaire, est divisÃ© de la mÃªme maniÃ¨re par les horizons des deux lieux.]

[Illustration: 147, Fig. 67]

La seconde est mise en Ã©vidence par la _fig._ 67 qui reprÃ©sente la projection du globe de la figure 63 sur le mÃ©ridien du lieu considÃ©rÃ©. On y voit les traces ou projections de quelques cercles diurnes et celles des horizons de lieux M et M(1) de latitudes diffÃ©rentes E'M, E'M(1). On n'a qu'Ã suivre le soleil comme nous l'avons fait nÂ° 176; on voit que dans la premiÃ¨re pÃ©riode ci-dessus indiquÃ©e, de l'Ã©quinoxe du printemps au solstice d'Ã©tÃ©, et de ce solstice Ã l'Ã©quinoxe d'automne, chaque jour est plus long en effet pour M(1) que pour M, et chaque nuit plus courte, tandis que c'est le contraire dans la seconde pÃ©riode quand le soleil se trouve au-dessous de l'Ã©quateur.

=184=. Ce qui rend plus remarquable en un lieu donnÃ© le phÃ©nomÃ¨ne qui nous occupe, c'est Ã©videmment la diffÃ©rence entre le jour le plus long de l'annÃ©e et le jour le plus court. Plus cette diffÃ©rence est grande, plus grandes aussi et plus sensibles doivent Ãªtre les variations quotidiennes que nous avons indiquÃ©es. Un caractÃ¨re trÃ¨s-propre Ã distinguer les uns des autres les divers lieux d'un mÃªme hÃ©misphÃ¨re, est donc la durÃ©e du plus long jour ou de la plus longue nuit (qui est absolument la mÃªme).

=185=. Cette durÃ©e dÃ©pend exclusivement de la latitude[76]; nous allons l'indiquer pour diverses latitudes borÃ©ales, Ã partir de l'Ã©quateur, sur lequel, ainsi que nous l'avons dit nÂ° 182, il y a constamment un jour de 12 heures et une nuit d'Ã©gale durÃ©e.

[Note 76: _Calcul de la durÃ©e du jour en un lieu donnÃ©, Ã une Ã©poque donnÃ©e._ Soient O le centre d'un cercle diurne LDCK, _fig._ 63, D la dÃ©clinaison correspondante E'D du soleil, L la latitude E'M d'un certain lieu de la terre, _x_ la moitiÃ© LK de l'arc de nuit pour ce lieu. Le rayon de la sphÃ¨re Ã©tant pris pour unitÃ©,

nous avons OI = sin D, OK = cos D; le triangle rectangle IO_i_ donne O_i_ = IO tan OI_i_ = IO tang PH = IO tang E'M = sin D tang L. D'un autre cÃ´tÃ© le triangle rectangle _i_OL donne O_i_ = OL cos _i_OL = OK cos _x_ = cos D cos _x_; en Ã©galant les deux valeurs de O_i_, on a cos D cos _x_ = sin D tang L, d'oÃ¹:

cos _x_ = tang Dâ tang L. (1)

Ayant le tableau des dÃ©clinaisons moyennes du soleil pour les diffÃ©rents jours de l'annÃ©e, on pourra, Ã l'aide de cette formule, dÃ©terminer le nombre de degrÃ©s de l'arc _x_; 2_x_ est l'arc de nuit Ã l'Ã©poque considÃ©rÃ©e; 360Â°-2_x_ est l'arc de jour; en partageant 24 heures en parties proportionnelles Ã 2_x_ et Ã 360Â°-2_x_, on a les durÃ©es respectives de la nuit et du jour, Ã l'Ã©poque oÃ¹ le soleil a la dÃ©clinaison D, au lieu M dont la latitude est L. Tant que tang D x tang L ne surpasse pas 1, on trouve une valeur de _x_; quand tang D tang L = 1, cos _x_ = 1, _x_ = 0; la nuit est nulle, le jour a 24 heures au moins. Alors D = 90Â°-L; si cette valeur de D est le maximum 23Â° 28', le plus long jour dure prÃ©cisÃ©ment 24 heures au lieu considÃ©rÃ©. Si la valeur D = 90Â°-L est infÃ©rieure Ã 23Â° 28', le plus long jour du lieu dure depuis le moment oÃ¹ D a cette valeur 90Â°-L, jusqu'Ã ce que le soleil, ayant passÃ© par le solstice d'Ã©tÃ©, soit revenu Ã cette dÃ©clinaison D = 90Â°-L. Cette formule discutÃ©e rÃ©pond donc aux questions que l'on peut se proposer sur la durÃ©e du jour; on peut faire varier L pour comparer entre eux les divers lieux de la terre.]

DURÃ E DURÃ E DURÃ E DURÃ E LATITUDE du plus du jour LATITUDE du plus du jour long jour. le plus court. long jour. le plus court.

0Â° 12h 0m 12h 0m 40Â° 14h 51m 9h 9m 5 12 17 11 43 45 15 26 8 34 10 12 35 11 25 50 16 9 7 51 15 12 53 11 7 55 17 7 6 53 20 13 13 10 47 60 18 30 5 30 25 13 34 10 26 65 21 9 2 51 30 13 56 10 4 66Â° 32' 24 0 0 0 35 14 22 9 38

Dans chaque lieu dont la latitude est supÃ©rieure Ã 66Â° 32', la durÃ©e du jour varie de 0 Ã 24 heures, comme nous l'avons dit nÂº 179, dans la partie de l'annÃ©e oÃ¹ le soleil rencontre l'horizon. Mais le nombre des jours pendant lesquels cet astre reste au-dessus de l'horizon sans se coucher (la durÃ©e du plus long jour), et le nombre de jours pendant lesquels il reste au-dessous de ce plan sans se lever (la durÃ©e de la plus longue nuit), varient avec la latitude; le tableau suivant fait connaÃ®tre ces durÃ©es pour diverses latitudes borÃ©ales depuis 66Â° 32' jusqu'Ã 90Â°.

LATITUDES LE SOLEIL LE SOLEIL borÃ©ales. ne se couche pas ne se lÃ¨ve pas pendant environ pendant environ

66Â°32' 1 j. 1 j. 70 65 60 75 103 97 80 134 127 85 161 153 90 186 179

Pour les latitudes australes de mÃªme valeur les durÃ©es ne sont pas absolument les mÃªmes. Ainsi, pour la latitude australe de 75Â°, le soleil doit rester constamment au-dessus de l'horizon pendant qu'il ne se lÃ¨ve pas Ã la latitude borÃ©ale de 75Â° et _vice versa_. Le soleil reste donc environ 97 jours sans se coucher et 103 jours sans se lever Ã la latitude australe de 75Â° (V. nÂº 181).

Les longs jours des contrÃ©es voisines des pÃ´les sont notablement augmentÃ©s par deux causes que nous allons indiquer. En dÃ©finitive, la nuit ne dure que 70 _jours environ au pÃ´le borÃ©al_.

Les mÃªmes causes, la rÃ©fraction et le crÃ©puscule, affectent d'ailleurs, mais Ã un degrÃ© moindre, la durÃ©e de chaque jour en un lieu quelconque.

=186=. INFLUENCE DE L'ATMOSPHÃ RE SUR LA DURÃ E DU JOUR; 1Âº RÃ FRACTION. Nous avons vu, nÂº 108 et 109, que l'atmosphÃ¨re rÃ©fractant les rayons lumineux qui nous viennent du soleil, nous fait voir cet astre plus haut qu'il ne l'est en rÃ©alitÃ©, que, notamment tout prÃ¨s de l'horizon, elle le relÃ¨ve d'un angle de plus de 33'. Il rÃ©sulte de lÃ que nous voyons le soleil se lever avant qu'il ne soit rÃ©ellement au-dessus de l'horizon, et que nous le voyons encore quelque temps aprÃ¨s qu'il s'est abaissÃ© au-dessous de ce plan. La durÃ©e du jour se trouve donc augmentÃ©e par lÃ , et celle de la nuit diminuÃ©e en consÃ©quence. C'est ainsi qu'Ã Paris le plus long jour de l'annÃ©e est de 16h 7m, et le plus court de 8h 11m, au lieu de 15h 18m et 8h 2m, comme nous l'avons indiquÃ© en ne tenant pas compte de la rÃ©fraction. Au pÃ´le borÃ©al le soleil paraÃ®t au-dessus de l'horizon (l'Ã©quateur) tant qu'il n'est pas descendu Ã la latitude australe de 33'.

=187=. CRÃ PUSCULE. L'atmosphÃ¨re agit encore d'une autre maniÃ¨re pour augmenter la durÃ©e du jour. On sait que les molÃ©cules d'air rÃ©flÃ©chissent en tous sens, non-seulement la lumiÃ¨re qui tombe directement sur leur surface, mais encore celle qui a dÃ©jÃ Ã©tÃ© rÃ©flÃ©chie vers elles par d'autres molÃ©cules. Le rÃ©sultat de ces rÃ©flexions multipliÃ©es est la lumiÃ¨re diffuse qui nous Ã©claire alors mÃªme que le soleil est Ã une certaine distance au-dessus de l'horizon.

On appelle _crÃ©puscule_ la lumiÃ¨re qui, de cette maniÃ¨re, nous arrive indirectement du soleil, avant son lever et aprÃ¨s son coucher. Le crÃ©puscule du matin est aussi connu sous le nom d'_aurore_.

[Illustration: 150, Fig. 68]

Quand le soleil venant de se coucher pour un lieu _m_ de la terre (_fig._ 68) descend progressivement au-dessous de son horizon _m_D, il continue pendant un certain temps Ã projeter directement de la lumiÃ¨re sur une partie de la masse d'air atmosphÃ©rique DCD' situÃ©e au-dessus de cet horizon. Ainsi, de la position S, indiquÃ©e sur notre figure, le soleil envoie directement de la lumiÃ¨re Ã toute la partie

CED de la masse atmosphÃ©rique D'CD; cette lumiÃ¨re est rÃ©flÃ©chie partiellement vers le lieu _m_ par les molÃ©cules de cette masse d'air; d'oÃ¹ la clartÃ© crÃ©pusculaire. L'Ã©tendue de la masse CED, ainsi frappÃ©e directement par les rayons du soleil, diminue Ã mesure que cet astre s'abaisse davantage sous l'horizon; la clartÃ© crÃ©pusculaire diminue naturellement avec elle, et doit s'Ã©teindre alors que l'extrÃ©mitÃ© C du _rayon solaire tangent_ SKC, mobile avec le soleil, vient coÃ¯ncider avec le point D. Cette dÃ©gradation progressive de la clartÃ© crÃ©pusculaire, Ã partir de la clartÃ© du jour, mÃ©nage la transition du jour Ã la nuit. Quand le soleil, continuant son mouvement diurne, se rapproche de nouveau de l'horizon mD', un rayon solaire commence par arriver en D'; puis l'extrÃ©mitÃ© du rayon tangent Ã la terre remontant sur D'CD, la masse d'air D'C'E', frappÃ©e directement par les rayons solaires avant le lever de l'astre, augmente progressivement; de sorte que la clartÃ© crÃ©pusculaire, d'abord trÃ¨s-faible, augmente progressivement jusqu'Ã ce qu'arrive la clartÃ© du jour proprement dit; ainsi se trouve mÃ©nagÃ©e la transition de la nuit au jour.

=188=. On estime par expÃ©rience, en calculant le temps qui s'Ã©coule depuis le coucher du soleil jusqu'Ã l'instant oÃ¹ l'on peut voir Ã la vue simple les plus petites Ã©toiles (celles de 5e et de 6e grandeur), que le crÃ©puscule cesse, pour un lieu donnÃ©, quand le soleil arrive Ã 18Â° au-dessous de l'horizon de ce lieu, et qu'il recommence quand le soleil, se rapprochant de cet horizon, n'en est plus qu'Ã cette distance de 18Â°[77].

[Note 77: L'Ã©tat de l'atmosphÃ¨re, la transparence plus ou moins grande de l'air, doivent avoir une grande influence sur l'intensitÃ© de la lueur crÃ©pusculaire. Aussi ne doit-il pas toujours arriver que la fin du crÃ©puscule, ou le commencement de l'aurore, corresponde au mÃªme abaissement du soleil au-dessous de l'horizon. La limite que nous indiquons n'est donc qu'approximative.]

[Illustration: 151, Fig. 69]

=188= _bis_. Tous les points de la sphÃ¨re cÃ©leste situÃ©s Ã 18Â° au-dessous de l'horizon d'un lieu se trouvent sur la circonfÃ©rence d'un certain cercle de cette sphÃ¨re parallÃ¨le Ã l'horizon, derriÃ¨re celui-ci par rapport au zÃ©nith M du lieu, et Ã une distance sphÃ©rique de 18Â°. C'est le cercle _h_L'_h_'C' de la _fig._ 69. PEP'E' est le mÃ©ridien du lieu _m_ dont le zÃ©nith est M; HLH'C son horizon, rencontrant le mÃ©ridien suivant HH'; FLF'C reprÃ©sente un des parallÃ¨les diurnes dÃ©crits par le soleil dans le sens FLF'C.

Le soleil ayant dÃ©crit l'arc LF'C au-dessus de l'horizon, se couche en C; le crÃ©puscule du soir commence alors et dure pendant que le soleil, continuant son mouvement diurne, parcourt l'arc CC'; il fait absolument nuit pendant que cet astre

dÃ©crit l'arc C'FL'. Quand il arrive en L', l'aurore ou crÃ©puscule du matin commence, et dure jusqu'Ã ce que le soleil se lÃ¨ve en L.

L'un et l'autre crÃ©puscule allongeant le jour Ã ses deux bouts, qu'on nous permette cette expression, diminuent la nuit proprement dite de ce qu'ils ajoutent au jour. Il arrive mÃªme, Ã l'Ã©poque des longs jours, pour les lieux dont la latitude dÃ©passe 48Â° 32', que l'adjonction des deux crÃ©puscules au jour supprime absolument la nuit. (V. la note ci-dessous.)

A Paris notamment, dont la latitude est de 48Â° 50' 11", il n'y a pas de nuit absolue aux environs du solstice d'Ã©tÃ© du 15 au 25 juin. Le crÃ©puscule du soir n'est pas fini que celui du matin commence[78].

[Note 78: Si l'on veut considÃ©rer ces jours allongÃ©s durant lesquels le soleil parcourt des arcs tels que L'F'C', et ces nuits restreintes durant lesquelles il parcourt des arcs tels que C'FL' pour les comparer les uns aux autres, comme nous avons fait pour les jours et les nuits proprement dits, on n'a qu'Ã reprendre la fig. 63 en y remplaÃ§ant l'horizon HGH'F par le cercle parallÃ¨le _h_L'_h'_C', placÃ© au-dessous de celui-ci, par rapport au lieu M, Ã la distance sphÃ©rique _h_H = 18Â° (_fig._ 69). L'observation du mouvement annuel, ainsi faite, conduit aux mÃªmes consÃ©quences et dans le mÃªme ordre, sauf ce qui concerne le plus long jour et la plus longue nuit, qui se trouve ainsi modifiÃ©. La zone terrestre comprenant les lieux qui ont le plus long jour de 24 heures au moins est augmentÃ©e d'une zone infÃ©rieure large de 18Â°, ce qui fait descendre sa base infÃ©rieure Ã la latitude de 48Â° 32'; de sorte que Paris, dont la latitude est de 48Â° 50' 11", se trouve sur cette zone; de lÃ ce que nous avons dit dans le texte.

La zone comprenant les lieux qui ont leur plus longue nuit de 24 heures au moins, se trouve au contraire diminuÃ©e d'une zone de 18Â° de largeur; de sorte qu'elle ne comprend plus que les lieux dont la latitude est au moins de 66Â° 32' + 18Â° = 84Â° 32'.

Tout cela se voit sur la _fig._ 69. En effet, pour que le plus long des jours que nous considÃ©rons actuellement soit de 24 heures au moins pour un certain lieu, il suffit que l'on ait pour ce lieu _h_E < 23Â° 28' ou HE-18Â° < 23Â° 28'; d'oÃ¹ HE < 23Â° 28' + 18Â° = 41Â° 28'. Mais HE = 90Â°-latitude; donc 90Â°-latitude < 41Â° 28'; d'oÃ¹ latitude > 48Â° 32'.]

=189=. _DurÃ©e du crÃ©puscule_. Le mouvement du soleil sur chaque cercle diurne Ã©tant sensiblement uniforme, les durÃ©es des crÃ©puscules du soir et du matin ont pour mesure les nombres de degrÃ©s des arcs crÃ©pusculaires CC', L'L; ces deux arcs Ã©tant Ã©gaux, nous pouvons dire d'abord: _l'aurore et le crÃ©puscule du soir d'un mÃªme jour solaire durent autant l'un que l'autre_.

Si on ne quitte pas un mÃªme lieu de la terre, on voit que pour tous les parallÃ¨les diurnes rencontrÃ©s Ã la fois par les cercles HH', _hh'_, les projections des arcs crÃ©pusculaires sur le mÃ©ridien sont Ã©gales toute l'annÃ©e. Ayant Ã©gard aux positions respectives de ces arcs crÃ©pusculaires sur leurs cercles, par rapport au plan de projection, puis Ã la grandeur de ces cercles diurnes suivant leur rapprochement de l'Ã©quateur, on suit facilement les variations de la durÃ©e du crÃ©puscule en ce lieu pour les diverses Ã©poques de l'annÃ©e (_fig._ 70). Nous contentant d'indiquer la marche Ã suivre, nous laissons au lecteur Ã prÃ©ciser le sens de ces variations.

[Illustration: 153, Fig. 70]

Ce qui importe davantage, c'est de comparer les durÃ©es correspondantes des crÃ©puscules pour des lieux diffÃ©rents.

La durÃ©e du crÃ©puscule Ã une mÃªme Ã©poque quelconque de l'annÃ©e est d'autant plus grande pour un lieu que sa latitude est plus Ã©levÃ©e.

On voit la raison de ce fait sur la _fig._ 70, oÃ¹ nous n'indiquons que les projections des cercles diurnes et les traces des horizons de deux lieux M et M_(1). Comparez les projections sur un mÃªme parallÃ¨le; comme la diffÃ©rence est constante, voyez sur l'Ã©quateur I_i_', I_i_'_(1).

Plus l'horizon d'un lieu est inclinÃ© sur l'Ã©quateur, et par suite sur les parallÃ¨les diurnes, plus est Ã©tendu l'arc du parallÃ¨le diurne compris entre l'horizon HH' et le cercle _hh_', entre lesquels existe toujours l'Ã©cartement fixe de 18Â°; cela se voit par les projections. Les arcs crÃ©pusculaires finissent par devenir trÃ¨s-grands, et le crÃ©puscule finit par augmenter le plus long jour de plusieurs jours solaires, et mÃªme d'un ou deux mois pour les lieux voisins du pÃ´le. Quand on arrive au pÃ´le, HH' devenant l'Ã©quateur, _hh_' Ã©tant au-dessous Ã 18Â° de distance, il ne reste plus au-dessous de hh' qu'une zone de 5Â° 28' de large, sur laquelle le soleil ne reste que 70 jours environ, de sorte que le crÃ©puscule diminue la nuit de plus de 3 mois.

CAUSES PRINCIPALES DES VARIATIONS DE LA TEMPÃ RATURE EN UN LIEU DÃ TERMINÃ DE LA TERRE.

=190=. La quantitÃ© de chaleur que reÃ§oit chaque jour un lieu dÃ©terminÃ© est trÃ¨s-variable: _elle dÃ©pend de la durÃ©e du jour en ce lieu et de la hauteur mÃ©ridienne du soleil au-dessus de son horizon_. Plus le jour est long et plus le soleil s'Ã©lÃ¨ve, plus l'Ã©chauffement est grand[79]. Du solstice d'hiver au solstice d'Ã©tÃ©, la hauteur mÃ©ridienne du soleil augmente dans nos climats en mÃªme temps que la durÃ©e du jour; la quantitÃ© de chaleur reÃ§ue quotidiennement dans ce lieu augmente donc continuellement durant cette pÃ©riode de l'annÃ©e. Du solstice d'Ã©tÃ© au solstice d'hiver, au contraire, la hauteur mÃ©ridienne du soleil dimi-

nue avec la durÃ©e du jour; la quantitÃ© de chaleur reÃ§ue journellement diminue donc dans cet intervalle.

[Note 79: La hauteur du soleil au-dessus de l'horizon n'est autre chose que l'angle sous lequel les rayons solaires viennent frapper le sol au moment considÃ©rÃ©; or, si une surface se prÃ©sente successivement aux rayons solaires sous un angle variable, il est Ã©vident que le nombre des rayons reÃ§us sur une Ã©tendue donnÃ©e est le plus grand possible quand la surface leur est perpendiculaire, et que ce nombre va en diminuant avec l'angle que les rayons forment avec la surface, jusqu'Ã devenir nul avec cet angle. Tout cela se constate en physique par l'expÃ©rience.

Prenons donc le soleil un certain jour Ã son lever; la quantitÃ© de chaleur qu'il fournira dans l'unitÃ© de temps par exemple au lieu considÃ©rÃ©, ira Ã©videmment en augmentant depuis zÃ©ro jusqu'Ã un maximum qui aura lieu Ã midi vrai, puis diminuera depuis ce maximum jusqu'Ã zÃ©ro.

Comparons maintenant ce qui arrive Ã Paris, Ã deux Ã©poques oÃ¹ la durÃ©e du jour est diffÃ©rente. Plus le jour est long, plus la hauteur mÃ©ridienne du soleil est grande.

Donc plus le jour est long, plus grande est la quantitÃ© de chaleur reÃ§ue par la terre, parce qu'elle est frappÃ©e _plus longtemps et avec une plus grande intensitÃ© moyenne_ par les rayons solaires.]

[Illustration: 150, Fig. 1]

=191=. Dans nos climats, et en gÃ©nÃ©ral pour tout lieu situÃ© entre le pÃ´le et le tropique, _la hauteur mÃ©ridienne du soleil au-dessus de l'horizon varie_ avec _la dÃ©clinaison du soleil_ dans le mÃªme sens que la durÃ©e du jour. C'est ce que l'on voit clairement sur la _fig._ 63. Supposons que PEP'E' soit le mÃ©ridien du lieu M; la hauteur mÃ©ridienne du soleil est l'angle que fait, avec la trace IH' de l'horizon, le rayon qui va chaque jour du centre I de la terre au point de l'arc TS' oÃ¹ passe le soleil Ã midi. Ex.: le jour oÃ¹ le soleil dÃ©crit le cercle diurne LDCK, sa hauteur mÃ©ridienne est l'angle DIH', mesurÃ© par l'arc DH'. Cette hauteur mÃ©ridienne, qui est Ã son minimum, S'IH', au solstice d'hiver, en mÃªme temps que la durÃ©e du jour, augmente continuellement avec celle-ci Ã mesure que le soleil remonte sur l'Ã©cliptique, se rendant du solstice d'hiver au solstice d'Ã©tÃ©, puis diminue avec la durÃ©e du jour dans l'intervalle du solstice d'Ã©tÃ© au solstice d'hiver. Aux environs de chaque solstice, la hauteur mÃ©ridienne, avant de varier dans un autre sens, reste quelque temps stationnaire avec la dÃ©clinaison du soleil et la durÃ©e du jour.

A Paris, le minimum de la hauteur mÃ©ridienne du soleil est 17Â° 42' au solstice d'hiver; le maximum 64Â° 38', au solstice d'Ã©tÃ©; la moyenne est 41Â° 10', Ã l'un ou Ã l'autre Ã©quinoxe.

=192.= Mais la tempÃ©rature d'un lieu, Ã chaque instant, ne dÃ©pend pas seulement de la quantitÃ© de chaleur qu'il reÃ§oit Ã cet instant; cette chaleur, qu'il tend Ã perdre par le rayonnement, lui est plus ou moins conservÃ©e par l'atmosphÃ¨re. Il rÃ©sulte de lÃ que le maximum de la tempÃ©rature _du jour_ n'a pas lieu Ã midi, moment oÃ¹ la terre reÃ§oit la plus grande quantitÃ© de chaleur, mais Ã deux heures environ; un peu plus tÃ´t en hiver, un peu plus tard en Ã©tÃ©.

En voici la raison: A midi, par exemple, le sol reÃ§oit plus de chaleur qu'il n'en perd par le rayonnement, et la tempÃ©rature s'Ã©lÃ¨ve. Il en est de mÃªme jusqu'Ã deux heures environ; alors l'intensitÃ© du rayonnement ayant augmentÃ© progressivement avec la tempÃ©rature, tandis que la quantitÃ© de chaleur reÃ§ue Ã chaque instant a diminuÃ© avec la hauteur du soleil, la perte surpasse le gain, et la tempÃ©rature s'abaisse jusqu'Ã l'heure du lendemain oÃ¹ le sol recommence Ã gagner plus qu'il ne perd.

L'heure du maximum n'est pas la mÃªme partout; sur les montagnes elle se rapproche de midi, parce que l'atmosphÃ¨re moins dense s'oppose moins au rayonnement.

Un effet semblable se produit quant Ã la plus haute tempÃ©rature _de l'annÃ©e_. S'il n'y avait pas accumulation de la chaleur conservÃ©e par l'atmosphÃ¨re, le jour le plus chaud de l'annÃ©e serait le 21 juin, jour du solstice d'Ã©tÃ©; le jour le plus froid serait le 21 dÃ©cembre, vers le solstice d'hiver. Mais, Ã cause de l'accumulation susdite, la plus haute tempÃ©rature de l'annÃ©e a lieu un mois plus tard, Ã la fin de juillet; le minimum trois semaines plus tard, vers le milieu de janvier.

Au solstice d'Ã©tÃ©, par exemple, la somme des quantitÃ©s de chaleur reÃ§ues par le sol dans un jour solaire surpasse la somme de celles qu'il perd dans le mÃªme temps par le rayonnement de jour et de nuit; par suite, la tempÃ©rature moyenne s'Ã©lÃ¨ve d'un jour Ã l'autre; cela continue ainsi pendant le mois qui suit. AprÃ¨s ce mois, le rayonnement ayant augmentÃ© avec la tempÃ©rature, et la quantitÃ© de chaleur reÃ§ue ayant diminuÃ© avec la hauteur mÃ©ridienne et la durÃ©e du jour, la perte de chaleur pour chaque jour solaire finit par surpasser le gain, et la tempÃ©rature moyenne s'abaisse. Cela dure ainsi jusqu'Ã l'Ã©poque de l'annÃ©e oÃ¹ le gain redevient de nouveau supÃ©rieur Ã la perte. Nous n'avons pas besoin de faire remarquer l'influence des longues nuits.

=193=. Les variations de la tempÃ©rature n'ont pas, en rÃ©alitÃ©, la rÃ©gularitÃ© qui vient d'Ãªtre indiquÃ©e; d'autres causes accidentelles influent considÃ©rablement sur ces variations. Les vents qui soufflent irrÃ©guliÃ¨rement, tantÃ´t d'un cÃ´tÃ©, tantÃ´t d'un autre, apportant dans un lieu des masses d'air considÃ©rables ayant pris la tempÃ©rature diffÃ©rente qui rÃ¨gne dans d'autres rÃ©gions de la terre, modifient la tempÃ©rature du lieu tantÃ´t dans un sens, tantÃ´t dans un autre. La tempÃ©rature gÃ©nÃ©rale d'un lieu peut encore Ãªtre influencÃ©e _par le voisi-

nage des mers, d'une chaÃ®ne de montagnes, la hauteur du lieu au-dessus du niveau de la mer_. (V. la note ci-dessous)[80], et en gÃ©nÃ©ral _par la distribution des terres et des eaux dans la rÃ©gion du globe oÃ¹ il se trouve_. Mais ces causes sont en gÃ©nÃ©ral du domaine de la mÃ©tÃ©orologie, et nous n'avons pas Ã nous en occuper ici.

[Note 80: L'atmosphÃ¨re s'oppose au rayonnement de la chaleur terrestre, et par suite au refroidissement qui en rÃ©sulte. Mais Ã mesure qu'on s'Ã©lÃ¨ve au-dessus du niveau des mers, l'air moins dense s'oppose moins au rayonnement; de lÃ un froid plus grand. On a remarque que la tempÃ©rature, Ã latitude Ã©gale, s'abaisse d'environ 1Â° pour 185 mÃ¨tres d'Ã©lÃ©vation.]

=194=. PRINCIPALES ZONES TERRESTRES. Sous le rapport des tempÃ©ratures, et quelquefois de la durÃ©e du plus long jour et de la plus longue nuit, on divise la terre en un certain nombre de zones dont nous indiquerons seulement les principales.

On appelle _tropiques terrestres_ deux parallÃ¨les tracÃ©s sur le globe terrestre Ã 23Â° 28' de part et d'autre de l'Ã©quateur; les tropiques terrestres correspondent aux tropiques cÃ©lestes (nÂ° 120) (V. _fig._ 63, les cercles ST, S'T').

On appelle _cercles polaires_ deux parallÃ¨les situÃ©s Ã 23Â° 28' des pÃ´les (66Â° 32' de l'Ã©quateur). Le cercle polaire borÃ©al (cercle _pq_, fig. 63) passe en Islande, au nord de la SuÃ¨de, dans la SibÃ©rie, le pays des Esquimaux, et le GroÃ«nland. Le cercle polaire austral (cercle _p'q'_, fig. 63) est dÃ©fendu par des glaces perpÃ©tuelles.

La surface de la terre est partagÃ©e par ces quatre cercles en cinq zones principales: 1Â° _La zone torride_, comprise entre les deux tropiques, qui a 46Â° 50' de largeur; 2Â° deux zones tempÃ©rÃ©es dont chacune est comprise entre l'un des tropiques et un cercle polaire; 3Â° deux zones glaciales comprises entre les cercles polaires et les pÃ´les.

La zone torride occupe Ã peu prÃ¨s 0,40 de la surface totale de notre globe; les zones tempÃ©rÃ©es 0,52, et les zones glaciales 0,08.

=195=. _TempÃ©rature des diffÃ©rentes zones_. Dans la zone torride, entre les tropiques, le soleil s'Ã©cartant peu du zÃ©nith Ã midi, les rayons tombent chaque jour verticalement sur la terre et y pÃ©nÃ¨trent en trÃ¨s-grande quantitÃ©. Aussi la tempÃ©rature moyenne de cette zone est-elle trÃ¨s-Ã©levÃ©e; Ã l'Ã©quateur elle est de 28Â° centigrades.

Dans les zones tempÃ©rÃ©es, Ã mesure que la latitude augmente, les rayons du soleil, tombent plus obliquement sur la terre, y pÃ©nÃ¨trent en moins grande quantitÃ©; la tempÃ©rature moyenne diminue rapidement. A la latitude de Paris elle

n'est plus que de 10 Ã 11Â°. Au cap nord, Ã la latitude de 70Â°, elle est descendue Ã 0Â°.

Dans les zones glaciales, Ã l'obliquitÃ© du soleil se joint la longueur des nuits. Le froid y est toujours trÃ¨s-intense, c'est la rÃ©gion des glaces perpÃ©tuelles.

REMARQUES. A latitude Ã©gale, la tempÃ©rature est plus Ã©levÃ©e en Europe qu'en AmÃ©rique et en Asie. Par exemple: la tempÃ©rature moyenne est la mÃªme Ã Londres, dont la latitude est 51Â° 31', qu'Ã New-York dont la latitude est 41Â° 55'.

L'hÃ©misphÃ¨re austral est plus froid que l'hÃ©misphÃ¨re borÃ©al. La ceinture de glaces perpÃ©tuelles qui entoure le pÃ´le borÃ©al ne s'Ã©tend pas Ã plus de 9Â°, tandis que celle qui entoure le pÃ´le austral s'Ã©tend Ã plus de 18Â°.

DISTANCE DU SOLEIL Ã€ LA TERRE.--SES DIMENSIONS.

=196=. AprÃ¨s nous Ãªtre occupÃ© du mouvement du soleil et de ses principaux effets, nous allons montrer comment on a pu trouver la distance qui nous sÃ©pare de cet astre et ses vraies dimensions.

A propos de l'orbite solaire, nous avons dit que les diverses valeurs que prend successivement le diamÃ¨tre apparent du soleil, fournissent autant de nombres proportionnels aux valeurs correspondantes de la distance du soleil Ã la terre. On connaÃ®t ainsi la loi suivant laquelle varie cette distance; mais cela n'apprend rien sur sa grandeur absolue. Il faut donc recourir Ã d'autres moyens pour dÃ©terminer cette grandeur.

Ainsi que nous l'avons dÃ©jÃ dit Ã propos des Ã©toiles, nÂº 51, la distance d'un astre Ã la terre s'obtient de la mÃªme maniÃ¨re que sur la terre la distance d'un lieu oÃ¹ on est Ã un point inaccessible mais visible. On fait choix d'une base, et on cherche Ã dÃ©terminer les angles adjacents et l'angle sous lequel cette base serait vue du lieu inaccessible. La seule difficultÃ© de l'opÃ©ration, quand il s'agit d'un astre, consiste dans la grandeur de la distance Ã mesurer relativement Ã la base dont on peut disposer; cette grandeur, en rendant l'angle trÃ¨s-petit, donne une grande influence sur le rÃ©sultat aux erreurs d'observations. La base dont on se sert pour le soleil, la lune, et les planÃ¨tes, est le rayon de la terre; l'angle opposÃ© est la _parallaxe_ de l'astre.

=197=. PARALLAXE DU SOLEIL. La _parallaxe_ d'un astre S (_fig._ 71 ci-aprÃ¨s), relativement Ã un lieu A de la terre, est l'angle ASO, sous lequel serait vu, du centre mÃªme de l'astre, le rayon AO de la terre qui aboutit au lieu A. Quand l'astre est Ã l'horizon, en S', sa parallaxe est dite _horizontale_; quand il est dÃ©jÃ Ã une certaine hauteur au-dessus de l'horizon, cet angle ASO est dit une parallaxe de _hauteur_.

=198=. On sait dÃ©jÃ que, Ã cause de l'immense Ã©loignement des Ã©toiles, leurs parallaxes ainsi dÃ©finies sont trop faibles pour que nous puissions les dÃ©ter-

miner (nÂº 51). Nous n'avons donc Ã nous occuper sous ce rapport que du soleil, de la lune et des planÃ¨tes; les parallaxes de ces astres sont encore des angles trÃ¨s-petits.

=199=. _La parallaxe horizontale du soleil, Ã sa distance moyenne de la terre, est 8",57_, Ã moins de 0",04 d'approximation en plus ou en moins.

=200=. _La distance moyenne du soleil Ã la terre est d'environ 38000000 lieues de 4 kilomÃ¨tres_ (24000 fois le rayon de la terre).

[Illustration: 159, Fig. 71]

Supposons qu'on observe le soleil Ã l'horizon; le centre O de la terre, le centre S du soleil, et le lieu d'observation A sont reliÃ©s par un triangle ASO (_fig._ 71), dans lequel l'angle A = 90Âº; l'angle ASO = 8",57 (parallaxe horizontale), l'angle O = 8Âº-8",57[81]; un pareil triangle peut sans erreur sensible Ãªtre considÃ©rÃ© comme isocÃ¨le, comme si l'angle O Ã©tait Ã©gal Ã l'angle A. Cela admis, le rayon, AO = _r_, de la terre est la corde d'un petit arc de cercle de 8",57, dÃ©crit du sommet S, avec un rayon SO prÃ©cisÃ©ment Ã©gal Ã la distance cherchÃ©e du soleil Ã la terre, que nous dÃ©signerons par D. On peut, sans erreur relative sensible, considÃ©rer ce petit arc de 8",57 comme Ã©gal Ã sa corde AO = _r_, avec laquelle il se confond. En comparant cette longueur Ã celle de la circonfÃ©rence tout entiÃ¨re, 2Ï€D, on a

2Ï€D/_r_ = 360Âº/8",57 = 1296000"/8",57 = 1296000/8,57

d'oÃ¹ on dÃ©duit aisÃ©ment D = 1296000 Â· _r_ / 2Ï€ Â· 8,57.

[Note 81: La rÃ©solution de triangle ASO par la trigonomÃ©trie donne _r_ = D sin P; d'oÃ¹ D = _r_ / sin P; Ã cause de la petitesse de P (8",57), on peut remplacer sin P par P, qui est la longueur d'un arc de 8",57 dans la circonfÃ©rence dont le rayon est 1.]

En faisant le calcul on trouve D=24068_r_ (nous avons mis 24000 en nombre rond). Le rayon considÃ©rÃ© dans le calcul de la parallaxe est le rayon de l'Ã©quateur Ã©gal Ã 6377398 mÃ¨tres.

La parallaxe n'Ã©tant connue que par approximation, avec une erreur possible de 0",04, en plus ou en moins, on ne peut rÃ©pondre de la distance du soleil Ã la terre qu'Ã quelques centaines de mille kilomÃ¨tres prÃ¨s. Avec cette approximation, on estime que la distance moyenne est d'environ 38000000 lieues de 4 kilomÃ¨tres[82].

[Note 82: Cette distance moyenne est le demi-grand axe de l'orbite solaire (nÂº 129). La distance apogÃ©e est 24728, et la distance pÃ©rigÃ©e 23648.]

=201=. DIAMÃ TRE DU SOLEIL; SON VOLUME, SA MASSE, SA DENSITÃ , _comparÃ©s aux mÃªmes quantitÃ©s relatives Ã la terre_.

1Â° _Le diamÃ¨tre rÃ©el du soleil Ã©gale 112 fois celui de la terre_ (ce qui fait environ 357000 lieues de 4 kilomÃ¨tres).

2Â° _Le volume du soleil Ã©gale 1405000 fois celui de la terre_.

3Â° _La masse du soleil Ã©gale 355000 fois celle de la terre_.

4Â° _La densitÃ© du soleil est Ã trÃ¨s-peu prÃ¨s le Â¼ de la densitÃ© de la terre_.

=202=. DIAMÃ TRE RÃ EL DU SOLEIL. Reprenons le triangle ASO (_fig._ 71), et prolongeons la longueur AO, considÃ©rÃ©e comme un petit arc de cercle trÃ¨s-aplati, d'une longueur Ã©gale OB, (_fig._ 71); AOB sera le diamÃ¨tre rÃ©el de la terre; l'angle ASB, double de la parallaxe horizontale ASO, est le diamÃ¨tre apparent de la terre vue du soleil (nÂ° 124). Imaginons ensuite qu'on joigne de mÃªme le centre O de la terre aux deux extrÃ©mitÃ©s A' et B' d'un diamÃ¨tre A'SB' du soleil; on obtient ainsi un triangle A'OB', tout Ã fait analogue au triangle ASB (faites la figure), dont l'angle au sommet, A'OB', est prÃ©cisÃ©ment le diamÃ¨tre apparent du soleil au mÃªme instant (nÂ° 124). Les diamÃ¨tres rÃ©els AOB, A'SB', peuvent Ãªtre regardÃ©s, d'aprÃ¨s les considÃ©rations qui prÃ©cÃ¨dent, comme se confondant avec les petits arcs de cercle AB, A'B'; de mÃªme rayon (OS=SO); qu'ils sous-tendent; mais des arcs de cercle de mÃªme rayon sont entre eux comme les angles au centre ASB, A'OB', qui leur correspondent (2Â° livre de gÃ©om.).

On a donc

A'B' / AB ou 2R / 2_r_ = A'OB' / ASB

Mais, Ã la distance moyenne, le diamÃ¨tre apparent du soleil A'OB' = 32' 3",3; et ASB double de la parallaxe horizontale = 8",57 Â· 2 = 17",14; on a donc:

2R / 2_r_ = 32' 3",3 / 17",14 = 1923",3 / 17",14 = 1923,30 / 17",14

D'oÃ¹ on dÃ©duit R = 112_r_.

2R = 357000 lieues de 4 kilomÃ¨tres.

2Â° Les surfaces des deux globes sont entre elles comme les carrÃ©s des rayons, ou comme 112Â² / 1; leurs volumes sont comme les cubes des mÃªmes rayons, comme 112Â³: 1.

On a S = 1254_s_; V = 1404928_v_.

Nous avons pris en nombre rond V = 1405000_v_.

On se fera une idÃ©e du volume Ã©norme du soleil en imaginant que le centre de cet astre vienne un instant coÃ¯ncider avec celui de la terre; le globe solaire ainsi

placÃ© irait non-seulement jusqu'Ã la lune, mais encore une fois au delÃ .

3Â° La masse d'un corps se dÃ©finit vulgairement la quantitÃ© des molÃ©cules matÃ©rielles qui composent ce corps. Mais comment s'imaginer les derniÃ¨res molÃ©cules matÃ©rielles d'un corps et en Ã©valuer le nombre?

On prend la masse d'un certain corps pour unitÃ©, et on Ã©value le rapport des autres masses Ã celle-lÃ d'aprÃ¨s les principes suivants:

La masse d'un globe sphÃ©rique, comme la terre ou le soleil, se mesure par le chemin que ce globe, en vertu de son attraction propre, fait parcourir dans la premiÃ¨re unitÃ© de temps Ã un corps placÃ© Ã une distance convenue.

Ou bien si l'on veut:

Les masses de deux globes sphÃ©riques sont entre elles comme les vitesses avec lesquelles ces deux globes attirent respectivement un corps quelconque placÃ© Ã Ã©gale distance de l'un et de l'autre. (V. le principe de gravitation.)

On a trouvÃ©, d'aprÃ¨s cela, pour le soleil et pour la terre:

M = 354936_m_

Nous avons mis en nombre rond M = 355000_m_.

4Â° La densitÃ© d'un corps homogÃ¨ne est le nombre qui mesure la masse de l'unitÃ© de volume du corps. Si le corps n'est pas homogÃ¨ne, la densitÃ© est la masse moyenne de l'unitÃ© de volume.

Il rÃ©sulte de lÃ que si M est la masse d'un corps, V son volume, D sa densitÃ©, M = V Â· D. Ã crivons ces Ã©galitÃ©s pour le soleil et la terre:

M = V Â· D; _m_ = _v_ Â· _d_;

on dÃ©duit de lÃ

M/m = (V/_v_) Â· (D/_d_); d'oÃ¹ D/_d_ = (M/_m_)/(V/_v_)

Mais M/_m_ = 355000, et V/_v_ = 1405000; d'oÃ¹ D/_d_ = 355000/1405000. On trouve D/_d_ = 0,252, ou 1/4 Ã peu prÃ¨s.

=203.= TACHES DU SOLEIL. SA ROTATION. A l'Å il nu le soleil nous apparaÃ®t comme un disque brillant d'un Ã©clat uniforme; mais quand on l'examine avec une lunette, munie de verres colorÃ©s pour affaiblir l'Ã©clat du disque, on aperÃ§oit Ã sa surface des taches noires de formes irrÃ©guliÃ¨res dont la _fig._ 74 peut donner une idÃ©e.

[Illustration: 162, Fig 74]

Si on observe ces taches sur le bord oriental du soleil, on les voit se dÃ©placer chaque jour sur le disque, allant de l'Est Ã l'Ouest avec une vitesse qui croÃ®t jusqu'au milieu du disque, puis dÃ©croÃ®t ensuite. AprÃ¨s avoir dÃ©crit des droites parallÃ¨les ou des demi-ellipses trÃ¨s-aplaties, ayant toutes leur convexitÃ© tournÃ©e vers la mÃªme rÃ©gion, ces taches disparaissent lorsqu'elles ont atteint le bord occidental. Plusieurs d'entre elles s'Ã©vanouissent pendant leur mouvement visible; d'autres, ayant achevÃ© leur course visible et disparu au bord occidental, ne reparaissent plus; elles ont dÃ» se dissiper sur la face du soleil en ce moment invisible pour nous. D'autres taches enfin, aprÃ¨s avoir disparu au bord occidental, reparaissent au bord opposÃ©, et font ainsi une ou plusieurs rÃ©volutions complÃ¨tes avant de se dissoudre. En dÃ©terminant (Ã l'aide des AR et des D) les positions successives de chaque tache relativement au centre du soleil, on peut construire la courbe que cette tache paraÃ®t dÃ©crire sur le disque. Ou a constatÃ© ainsi que toutes ces taches dÃ©crivent des courbes semblables et parallÃ¨les; on reconnaÃ®t en mÃªme temps que celles qui achÃ¨vent leur rÃ©volution reviennent toutes Ã la mÃªme position au bout du mÃªme temps, qui est de 27j, 3.

=204=. ROTATION DU SOLEIL. La nature de ces mouvements, leur rÃ©gularitÃ©, leur ensemble, l'Ã©galitÃ© des temps pendant lesquels une tache est successivement visible et invisible, ne peuvent s'expliquer que par un mouvement de rotation du soleil sur lui-mÃªme, analogue Ã celui que nous avons reconnu Ã la terre. Cette rotation admise, ayant dÃ©duit d'un nombre suffisant d'observations particuliÃ¨res la position de l'axe de rotation et celle de l'Ã©quateur cÃ©leste, on a pu constater ensuite l'accord du mouvement de rotation avec les apparences du mouvement gÃ©nÃ©ral des taches; cet accord met hors de doute le mouvement de rotation.

Il rÃ©sulte donc de l'observation des taches du soleil que cet astre tourne sur lui-mÃªme, d'Occident en Orient, autour d'un axe central. Il fait une rÃ©volution en 25j, 34 [83].

[Note 83: DurÃ©e de la rotation. Les taches qui font une rÃ©volution entiÃ¨re, mettant toutes 27j, 3 Ã l'accomplir, il semblerait au premier abord que 27j,3 doit Ãªtre la durÃ©e d'une rÃ©volution du soleil; mais pour dÃ©terminer cette durÃ©e il faut avoir Ã©gard non-seulement au mouvement des taches, mais encore au changement de place du soleil par rapport Ã la terre, qui change la position du point de vue; il faut combiner ces deux mouvements. C'est d'aprÃ¨s des observations ainsi faites sur des taches nombreuses que M. Laugier a trouvÃ© la durÃ©e ci-dessus indiquÃ©e (25j, 34).]

L'axe du soleil fait avec celui de l'Ã©cliptique un angle de 7Â° 9'; l'Ã©quateur solaire fait donc avec le mÃªme plan un angle de 82Â° 51'; il le coupe d'ailleurs suivant une droite faisant avec la ligne des Ã©quinoxes un angle de 80Â°; On remarque que jamais les taches ne se rencontrent dans le voisinage des pÃ´les du soleil; elles sont comprises dans une rÃ©gion qui s'Ã©tend Ã 30Â° environ de son Ã©quateur.

[Illustration: 164, no title]

=205=. _DÃ©tails particuliers sur les taches du soleil_. Voici des dÃ©tails sur les taches du soleil qui motivent l'hypothÃ¨se que l'on fait sur la constitution physique de cet astre. Ces taches ont Ã©tÃ© observÃ©es pour la premiÃ¨re fois par Fabricius en 1611, et par GalilÃ©e en 1612. Elles ont une forme irrÃ©guliÃ¨re et variable, mais sont nettement dÃ©finies sur leur contour; elles sont gÃ©nÃ©ralement entourÃ©es d'une sorte de bordure moins sombre, appelÃ©e _pÃ©nombre_. La _figure_ 75 peut donner une idÃ©e de ces taches. Voici ce qu'en dit sir John Herschell dans son _TraitÃ© d'astronomie_[84].

[Note 84: Traduction de M. Cournot.]

Â«Les taches ne sont pas permanentes; d'un jour Ã l'autre, ou mÃªme d'heure en heure, elles semblent s'Ã©largir ou se resserrer, changer de forme, puis disparaÃ®tre tout Ã fait, ou reparaÃ®tre dans d'autres parties du disque oÃ¹ il n'y en avait pas auparavant. En cas de disparition, l'obscuritÃ© centrale se resserre de plus en plus et s'Ã©vanouit avant les bords. Il arrive encore qu'elles se sÃ©parent en deux ou plusieurs taches. Toutes ces circonstances annoncent une mobilitÃ© extrÃªme qui ne peut convenir Ã un fluide, et accuse un Ã©tat violent d'agitation qui ne semble compatible qu'avec l'Ã©tat atmosphÃ©rique et gazeux de la matiÃ¨re. L'Ã©chelle sur laquelle s'accomplissent ces mouvements est immense. Une seconde angulaire, pour l'observateur terrestre, correspond sur le disque solaire Ã 170 lieues, et un cercle de ce diamÃ¨tre (comprenant plus de 22000 lieues carrÃ©es) est le moindre espace que nous puissions voir distinctivement Ã la surface du disque solaire. Or on a observÃ© des taches dont le diamÃ¨tre surpassait 16000 lieues, Ã peu prÃ¨s cinq fois le diamÃ¨tre de la terre. Pour qu'une pareille tache disparaisse en six semaines (les taches durent rarement plus longtemps), il faut que les bords, en se rapprochant, dÃ©crivent plus de 300 lieues par jour.

Â»Dans le voisinage des grandes taches, ou des groupes de taches, on observe souvent de larges espaces couverts de raies bien marquÃ©es, courbes ou Ã embranchements, qui sont plus lumineuses que le reste du disque, et qu'on nomme _facules_. On voit frÃ©quemment des taches se former auprÃ¨s des facules lorsqu'il n'y en avait pas auparavant. On peut les regarder trÃ¨s-probablement comme les faÃ®tes de vagues immenses produites dans les rÃ©gions supÃ©rieures de l'atmosphÃ¨re solaire, Ã la suite de violentes agitations.Â»

=206=. CONSTITUTION PHYSIQUE DU SOLEIL. La science ne nous apprend rien de positif sur la constitution physique du soleil. Nous sommes rÃ©duits, sous ce rapport, Ã des conjectures plus ou moins probables. Les observations faites sur les taches ont conduit Ã l'hypothÃ¨se suivante, imaginÃ©e par William Herschell, et gÃ©nÃ©ralement admise aujourd'hui. On suppose que le soleil est un _globe obscur_

entourÃ© de _deux atmosphÃ¨res_ concentriques: une premiÃ¨re atmosphÃ¨re dans laquelle flotte une couche de nuages opaques et rÃ©flÃ©chissants; une seconde, lumineuse Ã sa surface extÃ©rieure. Cette derniÃ¨re enveloppe, qui nous envoie la lumiÃ¨re et la chaleur, et dÃ©termine le contour visible de l'astre, a reÃ§u le nom de _photosphÃ¨re_, c'est-Ã -dire de sphÃ¨re lumineuse. Quand une ouverture se produit dans cette photosphÃ¨re, nous voyons la couche nuageuse; de lÃ une tache grise ou pÃ©nombre. Quand une ouverture correspondante se produit dans la couche nuageuse, nous voyons Ã travers les deux ouvertures le globe obscur central; de lÃ une tache noire ordinairement entourÃ©e d'une pÃ©nombre[85] (V. la _fig._ 75). Il est probable que ces dÃ©chirements temporaires des deux couches sont dus Ã des masses de gaz qui, partant du globe intÃ©rieur, lancÃ©es peut-Ãªtre par des volcans puissants, traversent violemment les deux atmosphÃ¨res en les dÃ©chirant.

[Note 85: Quand une tache est vue de face, la pÃ©nombre entoure la tache comme une aurÃ©ole circulaire; quand la tache, se dÃ©plaÃ§ant, approche du bord, la largeur de la pÃ©nombre diminue du cÃ´tÃ© le plus voisin du centre, en persistant telle qu'elle est de l'autre cÃ´tÃ©. Cette pÃ©nombre fait l'effet d'un talus descendant dans l'intÃ©rieur du globe, et dont on verrait toute la surface dans la premiÃ¨re position de la tache (prÃ¨s du centre), puis seulement d'un seul cÃ´tÃ© quand la tache est vue plus obliquement. De lÃ l'idÃ©e de l'atmosphÃ¨re opaque Ã travers laquelle descendrait ce talus jusqu'au noyau obscur.]

=207=. LUMIÃ RE ZODIACALE. On appelle ainsi une lueur trÃ¨s-faible qui, Ã certaines Ã©poques de l'annÃ©e, apparaÃ®t Ã l'ouest aprÃ¨s le crÃ©puscule du soir, ou Ã l'est avant l'aurore. Elle dessine sur la voÃ»te cÃ©leste une sorte de triangle scalÃ¨ne inclinÃ©, sans contours bien nets, dont la base de 20Â° Ã 30Â° repose sur l'horizon, et dont le sommet s'Ã©lÃ¨ve quelquefois Ã 50Â° de hauteur (V. _fig._ 76 la partie de la figure situÃ©e au-dessus de HH'). Un arc de cercle menÃ© du sommet au milieu de la base coÃ¯ncide Ã peu prÃ¨s avec l'Ã©cliptique; en sorte que cette lueur paraÃ®t, pour ainsi dire, couchÃ©e sur le zodiaque, dans le sens de sa plus grande dimension; de lÃ vient son nom.

[Illustration: 166, Fig. 76]

Dans nos climats, la lumiÃ¨re zodiacale se voit en gÃ©nÃ©ral le soir Ã la fin du crÃ©puscule, pendant les mois de mars et d'avril, et le matin avant l'aurore, en septembre et octobre; dans les rÃ©gions Ã©quatoriales on la voit toute l'annÃ©e.

Deux circonstances paraissent en effet dÃ©cider de sa visibilitÃ©: 1Â° la briÃ¨vetÃ© du crÃ©puscule, 2Â° la position plus ou moins inclinÃ©e de l'arc de l'Ã©cliptique sur laquelle cette lueur se projette. On peut d'aprÃ¨s cela se convaincre, Ã l'aide d'un globe terrestre, que les Ã©poques les plus favorables pour la voir sont celles que nous avons citÃ©es.

La lumiÃ¨re zodiacale participe d'ailleurs au mouvement diurne; elle accompagne le soleil; son extrÃ©mitÃ© supÃ©rieure s'abaisse de plus en plus, et au bout de quelque temps elle disparaÃ®t entiÃ¨rement. On se fait une idÃ©e nette des circonstances de ce phÃ©nomÃ¨ne, en imaginant que le soleil soit environnÃ© d'une immense atmosphÃ¨re, de forme lenticulaire, _fig._ 76 (trÃ¨s-peu dense, car on voit les Ã©toiles Ã travers), dont l'astre occuperait le centre, et dont la plus grande dimension serait dirigÃ©e dans le sens de l'Ã©cliptique. Nous n'en voyons que la partie situÃ©e au-dessus de l'horizon H'H.

=208=. IRRÃ GULARITEÃ S DU MOUVEMENT APPARENT DU SOLEIL.

Pour terminer en ce qui concerne le mouvement apparent du soleil par rapport Ã la terre, il nous reste Ã faire connaÃ®tre succinctement quelques irrÃ©gularitÃ©s dont ce mouvement est affectÃ©, et dont nous avons fait abstraction Ã dessein. Nous nous occuperons principalement du phÃ©nomÃ¨ne connu sous le nom de _prÃ©cession des Ã©quinoxes_. Pour bien comprendre ce que nous avons Ã dire Ã ce sujet, il nous faut dÃ©finir ici quelques termes trÃ¨s-usitÃ©s d'ailleurs en astronomie.

[Illustration: 167, Fig. 77]

=209=. LONGITUDES ET LATITUDES CÃ LESTES. En outre de l'ascension droite (AR) et de la dÃ©clinaison (D), les astronomes font souvent usage, pour dÃ©finir d'une maniÃ¨re prÃ©cisÃ© la position d'un astre sur la sphÃ¨re cÃ©leste, de deux quantitÃ©s analogues Ã l'AR et Ã la D, mais qui en diffÃ¨rent en ce qu'elles se rapportent Ã l'Ã©cliptique, au lieu de se rapporter Ã l'Ã©quateur: ce sont _la longitude_ et la _latitude cÃ©lestes_.

Soient la sphÃ¨re cÃ©leste, O (_fig._ 77), Eâ E' l'Ã©quateur, S'â S l'Ã©cliptique, OP l'axe du monde, ON l'axe de l'Ã©cliptique, _e_ un astre quelconque, P_e_D un arc de grand cercle perpendiculaire Ã l'Ã©quateur, N_e_L un autre arc perpendiculaire Ã l'Ã©cliptique. On sait que l'ascension droite de l'astre _e_ est l'arc â D, que sa dÃ©clinaison est _e_D. Sa longitude est â L, et sa latitude _e_L.

=210=. LA LATITUDE d'un astre _e_, est sa distance _e_L Ã l'Ã©cliptique, comptÃ©e sur le demi-cercle qui passe par cet astre et les pÃ´les de l'Ã©cliptique. La latitude est _borÃ©ale_ ou _australe_ suivant que le pÃ´le de l'Ã©cliptique le plus voisin de l'astre est borÃ©al ou austral; elle est positive dans le premier cas, nÃ©gative dans le second, et varie de 0 Ã 90Â°. Le demi-cercle N_e_L se nomme _cercle de latitude_.

=211=. On appelle LONGITUDE d'un astre, _e_, l'arc â L compris entre un point dÃ©terminÃ© de l'Ã©cliptique et le cercle de latitude de cet astre. L'origine des longitudes est le point Ã©quinoxial du printemps, â ; elles se comptent de l'ouest Ã l'est; Ã partir de ce point, et varient en gÃ©nÃ©ral de 0Â° Ã 360Â°.

=212=. Le mouvement diurne apparent de la sphÃ¨re cÃ©leste, autour d'un axe perpendiculaire Ã l'Ã©quateur, permet de dÃ©terminer facilement l'ascension droite et la dÃ©clinaison d'un astre Ã l'aide des instruments mÃ©ridiens, comme nous l'avons expliquÃ©, nÂº 34 Ã 39. Mais cet axe de rotation Ã©tant oblique Ã l'Ã©cliptique, on ne peut arriver par le mÃªme moyen Ã la connaissance des longitudes et des latitudes.

La longitude et la latitude d'un astre se dÃ©duisent par un calcul de trigonomÃ©trie sphÃ©rique, de son ascension droite et de sa dÃ©clinaison observÃ©es[86].

[Note 86: Ce calcul consiste dans la rÃ©solution du triangle sphÃ©rique NPe (_fig_. 77), dont nous allons indiquer les Ã©lÃ©ments. On y connaÃ®t: 1Âº le cÃ´tÃ© Pe = 90Âº-DÃ©clinaison; 2Âº le cÃ´tÃ© NP qui mesure l'angle PON, inclinaison de l'Ã©cliptique sur l'Ã©quateur; 3Âº l'angle NP_e_ qui a pour mesure l'arc ED = 90Âº + â D = 90Âº + AR. Connaissant deux cÃ´tÃ©s d'un triangle et l'angle compris, on peut rÃ©soudre ce triangle et calculer: 1Âº le troisiÃ¨me cÃ´tÃ© N_e_ = 90Âº-Latitude; 2Âº l'angle PN_e_, qui a pour mesure l'arc d'Ã©cliptique LS = 90Âº-Longitude; d'oÃ¹ la longitude et la latitude cÃ©lestes.]

C'est pour rendre plus facile cette conversion trÃ¨s-frÃ©quente des ascensions droites et des dÃ©clinaisons en longitudes et en latitudes, qu'on a choisi pour origine commune des ascensions droites et des longitudes _le point Ã©quinoxial_ â , commun aux deux cercles sur lesquels se comptent ces coordonnÃ©es.

=213=. MOUVEMENTS DIRECTS, RÃ TROGRADES. On sait que le soleil se meut sur l'Ã©cliptique, _de l'ouest Ã l'est_; sa latitude est constamment _nulle_; ses diverses positions se distinguent par leurs longitudes.

Comme on a souvent Ã considÃ©rer, en astronomie, des mouvements qui ont lieu sur la sphÃ¨re cÃ©leste, soit le long de l'Ã©cliptique, soit suivant des lignes qui ne s'en Ã©cartent pas beaucoup, on a adoptÃ© des dÃ©nominations spÃ©ciales pour dÃ©signer le sens de ces mouvements. Tout mouvement qui s'effectue dans le mÃªme sens que celui du soleil, de l'ouest Ã l'est (dans le sens des longitudes croissantes), est dit un _mouvement direct_; dans le sens contraire, le mouvement est dit _rÃ©trograde_.

=214=. On dit que deux astres sont _en conjonction_ quand leurs longitudes sont Ã©gales; _en opposition_, quand leurs longitudes diffÃ¨rent de 180Âº; _en quadrature_, quand elles diffÃ¨rent de 90Âº.

PRÃ CESSION DE Ã QUINOXES.

=215=. Supposons qu'Ã une certaine Ã©poque on ait formÃ© un catalogue des ascensions droites et des dÃ©clinaisons d'un certain nombre d'Ã©toiles, rapportÃ©es au point Ã©quinoxial â , puis qu'Ã d'autres Ã©poques, sÃ©parÃ©es les unes des

autres par des intervalles de plusieurs annÃ©es, on ait recommencÃ© plusieurs fois la mÃªme opÃ©ration, en ayant soin de dÃ©terminer chaque fois la position prÃ©cise du point Ã©quinoxial â , comme nous l'avons indiquÃ© au nÂº 135. On reconnaÃ®t ainsi que les ascensions droites des Ã©toiles augmentent avec le temps; les dÃ©clinaisons varient aussi. La loi de ces variations est assez complexe et difficile Ã Ã©tablir; mais si on convertit les ascensions droites et les dÃ©clinaisons en longitudes et en latitudes, une loi trÃ¨s-simple se manifeste aussitÃ´t:

Les longitudes cÃ©lestes de toutes les Ã©toiles augmentent proportionnellement au temps, Ã raison de 50",2 environ par an, tandis que leurs latitudes ne varient pas sensiblement.

EXEMPLE: _Ã pi de la Vierge_.

Longitude; d'aprÃ¨s Hipparque, 128 ans avant J.-C. 174Âº 7' 30"--Bradley, en 1760..... 200Âº 29' 40"--MaskelinÃ¨, en 1802... 201Âº 4' 41"

[Illustration: 169, Fig. 78]

=216=. Cette Ã©gale variation des longitudes de toutes les Ã©toiles peut s'expliquer de deux maniÃ¨res:

1Âº Ou bien, le point Ã©quinoxial â , origine des longitudes, restant fixe, chaque Ã©toile e (_fig._ 78) se dÃ©place, en tournant autour, de l'axe ON, de maniÃ¨re que son cercle de latitude s'Ã©loigne de â d'un mouvement continu, occupant des positions successives telles que N_e_L, N_e_(1)L_(1), N_e_(2)L_(2),...; aprÃ¨s un an, la longitude de l'Ã©toile est devenue â L_(1) = â L + LL_(1) = â L + 50",2; aprÃ¨s une nouvelle annÃ©e, â L(2) = â L(1) + L(1)L(2) = â L(1) + 50",2 etc.

2Âº Ou bien chaque Ã©toile e et son cercle de latitude N_e_L restant fixes (_fig._ 79), le point Ã©quinoxial â s'en Ã©loigne vers l'ouest, d'un mouvement continu, uniforme, tel que, aprÃ¨s un an, la longitude de l'Ã©toile est devenue â (1)L = â L + â â (1) = â L + 50",2; aprÃ¨s deux ans, â (2)L = â (1)L + â (1)â (2) = â (1)L + 50",2, etc.

Si on adoptait la premiÃ¨re hypothÃ¨se, comme d'ailleurs il rÃ©sulte de l'observation que les latitudes des Ã©toiles ne varient pas sensiblement (L_e_ = L(1)_e_(1) = L(2)_e_(2),...), il faudrait admettre comme fait gÃ©nÃ©ral _que toutes les Ã©toiles dÃ©crivent de l'est Ã l'ouest des cercles parallÃ¨les Ã l'Ã©cliptique, exemple: _ee_(1) _e_(2)..., d'un mouvement direct et uniforme, avec la mÃªme vitesse constante de 50",2 par an_. Mais un pareil mouvement gÃ©nÃ©ral des Ã©toiles n'est pas plus vraisemblable que le mouvement diurne attribuÃ© aux mÃªmes astres; il donne lieu aux mÃªmes objections, et on pourrait rÃ©pÃ©ter ici tout ce qui a Ã©tÃ© dit page 22;

cette premiÃ¨re explication doit donc Ãªtre rejetÃ©e. En effet, c'est la seconde qui est aujourd'hui exclusivement adoptÃ©e. L'Ã©gale variation des longitudes de toutes les Ã©toiles est attribuÃ©e au phÃ©nomÃ¨ne suivant que l'on dÃ©signe sous le nom de _prÃ©cession des Ã©quinoxes_.

=217=. PRÃ CESSION DES Ã QUINOXES. _Le point Ã©quinoxial â et son opposÃ©, â tournent indÃ©finiment sur l'Ã©cliptique d'un mouvement uniforme et rÃ©trograde, de l'est Ã l'ouest, avec une vitesse constante d'environ 50",2 par an_ (fig. 79).

[Illustration: 170, Fig. 79.]

Comme nous l'avons dÃ©jÃ fait observer, il rÃ©sulte de ce mouvement rÃ©trograde du point Ã©quinoxial que la longitude d'une Ã©toile quelconque, _e_ (_fig._ 79), si elle est â L, Ã une certaine Ã©poque, devient aprÃ¨s un an, â (1)L = â L + â (1) = â L + 50",2; aprÃ¨s deux ans, â (2)L = â (1)LL + â (1)â (2) = â (1)L + 50",2, etc. Ce mouvement rÃ©trograde des points Ã©quinoxiaux est dÃ©signÃ© sous le nom de _prÃ©cession des Ã©quinoxes_, parce qu'il en rÃ©sulte cette consÃ©quence trÃ¨s-remarquable:

L'Ã©poque Ã laquelle arrive un Ã©quinoxe du printemps prÃ©cÃ¨de chaque-annÃ©e d'environ 20m 25s celle Ã laquelle il arriverait, si le mouvement rÃ©trograde des points Ã©quinoxiaux n'avait pas lieu.

Ceci s'explique aisÃ©ment (_fig._ 79).

En effet, un Ã©quinoxe du printemps a lieu quand le soleil et le point Ã©quinoxial se rencontrent en un certain point â de l'Ã©cliptique. A partir de ce moment, tandis que le soleil continue Ã tourner sur l'Ã©cliptique dans le sens â Sâ S' le point Ã©quinoxial tourne sur l'Ã©cliptique dans le sens contraire â S'â S. Ces deux points mobiles, aussitÃ´t sÃ©parÃ©s, marchent donc Ã la rencontre l'un de l'autre, mais avec des vitesses trÃ¨s-diffÃ©rentes. Le point Ã©quinoxial arrivÃ© en â _(1), est de nouveau rencontrÃ© par le soleil; alors a lieu un nouvel Ã©quinoxe du printemps. Si le mouvement rÃ©trograde des points Ã©quinoxiaux n'existait pas, ce nouvel Ã©quinoxe n'aurait lieu qu'au retour du soleil en â ; comme par le fait il s'en faut alors de l'arc â _(1)â = 50",2 que le soleil soit de retour en â , l'Ã©poque du nouvel Ã©quinoxe est avancÃ©e du temps qu'il faut au soleil pour parcourir cet arc de 50",2, c'est-Ã -dire d'environ 20m 25s.

CONSÃ QUENCES DE LA PRÃ CESSION DES Ã QUINOXES.

=218=. Une des premiÃ¨res consÃ©quences de la prÃ©cession des Ã©quinoxes est la diffÃ©rence entre l'annÃ©e sidÃ©rale et l'annÃ©e tropique.

AnnÃ©e sidÃ©rale. On appelle _annÃ©e sidÃ©rale_ le temps qui s'Ã©coule entre deux retours consÃ©cutifs du soleil au mÃªme point â de l'Ã©cliptique.

On peut concevoir que le cercle de latitude Nâ soit celui d'une Ã©toile fixe _e_; on peut donc dire que l'annÃ©e _sidÃ©rale_ est le temps qui s'Ã©coule entre deux retours consÃ©cutifs du soleil au cercle de latitude d'une Ã©toile dÃ©terminÃ©e quelconque; de lÃ le nom d'_annÃ©e sidÃ©rale_.

=219=. _DiffÃ©rence entre l'annÃ©e sidÃ©rale et l'annÃ©e tropique_. Supposons qu'une annÃ©e tropique et une annÃ©e sidÃ©rale commencent toutes deux au mÃªme Ã©quinoxe du printemps, le soleil Ã©tant en â sur l'Ã©cliptique; l'annÃ©e tropique finit quand le soleil arrivÃ© en â _(1) a encore un arc â _(1)â = 50",2 Ã parcourir pour Ãªtre de retour en â . Le soleil parcourt donc 360Â° de l'Ã©cliptique en une annÃ©e sidÃ©rale, et 360Â°-50",2 en une annÃ©e tropique. La vitesse moyenne Ã©tant supposÃ©e la mÃªme durant ces deux annÃ©es, celles-ci sont entre elles comme ces deux nombres 360Â° et 360Â°-50",2. Donc une annÃ©e sidÃ©rale = 365j.sol.moy.,2422 Â· 360Â° / (360Â°-50",2). On trouve ainsi 1an.sid. = 365j.sol.moy.,25638.

La diffÃ©rence est 0j,01418 = 20min, 25s[87].

[Note 87: Nous avons dÃ©jÃ indiquÃ© cette diffÃ©rence entre l'annÃ©e tropique et l'annÃ©e sidÃ©rale, nÂº 217.]

=220=. DÃ SACCORD ENTRE LES SIGNES ET LES CONSTELLATIONS DU ZODIAQUE. La rÃ©trogradation des points Ã©quinoxiaux a encore sur le zodiaque un effet remarquable que nous avons dÃ©jÃ signalÃ© nÂº 123. DÃ¨s avant Hipparque, on avait pris le point Ã©quinoxial du printemps pour origine des divisions du zodiaque partagÃ© en douze parties Ã©gales nommÃ©es signes, et on avait donnÃ© Ã chacun de ces douze espaces Ã©gaux le nom de la constellation qui l'occupait Ã cette Ã©poque (nÂº 123). Ainsi le soleil entrant dans le premier signe Ã l'Ã©poque de l'Ã©quinoxe du printemps, y trouvait la constellation du _BÃ©lier_; de lÃ le nom de _signe du BÃ©lier_; un mois aprÃ¨s, entrant dans le second signe, il y rencontrait la constellation du Taureau, etc., jusqu'au douziÃ¨me signe oÃ¹ se trouvait la constellation des Poissons. Aujourd'hui il n'en est plus de mÃªme; comme il s'est Ã©coulÃ© 2000 ans environ depuis l'invention du zodiaque, le point Ã©quinoxial â a rÃ©trogradÃ© vers l'ouest de 50",2 Â· 2000 ou de 27Â° 53' Ã peu prÃ¨s; chaque signe ayant une Ã©tendue de 30Â° dans le sens de l'Ã©cliptique, le point â est venu se placer Ã peu prÃ¨s Ã l'endroit oÃ¹ commenÃ§ait le douziÃ¨me signe des anciens, celui des Poissons.

Il rÃ©sulte de lÃ que le soleil, entrant Ã l'Ã©quinoxe dans le premier signe, toujours nommÃ© le _BÃ©lier_, y rencontre la constellation des _Poissons_; un mois

aprÃ¨s, entrant dans le signe du _Taureau_, il y trouve la constellation du _BÃ©lier_, etc., etc. Tous les signes ont rÃ©trogradÃ© d'une place Ã peu prÃ¨s. Ce dÃ©saccord ne peut qu'augmenter avec le temps, jusqu'Ã ce que le point Ã©quinoxial ayant fait le tour de l'Ã©cliptique soit revenu Ã la position qu'il occupait il y a 2000 ans[88].

[Note 88: V. dans les notes, Ã la fin du chapitre, un Appendice sur ce qui vient d'Ãªtre dit sur la prÃ©cession des Ã©quinoxes et ses consÃ©quences.]

MOUVEMENT RÃ EL DE LA TERRE.

=221=. Quand nous Ã©tudions avec prÃ©cision les diverses positions successivement occupÃ©es par le soleil par rapport Ã un lieu dÃ©terminÃ© de la terre, cet astre nous paraÃ®t animÃ© Ã la fois de deux mouvements: 1Â° du mouvement diurne qui lui est commun avec les Ã©toiles; 2Â° d'un mouvement de translation qui lui est propre, le long d'un orbite elliptique dont la terre occupe un foyer. Ainsi que nous l'avons expliquÃ© nÂ° 26, le premier mouvement n'est qu'une apparence due Ã la rotation de la terre. Sachant que le mouvement diurne du soleil n'a rien de rÃ©el, on peut se demander Ã©galement s'il n'en est pas de mÃªme de son mouvement de translation autour de la terre. Ne pourrait-il pas se faire que celui-ci ne fÃ»t aussi qu'une simple apparence due Ã un second mouvement dont la terre serait animÃ©e en mÃªme temps qu'elle tourne autour de son axe. Il y a bien des exemples de mouvements composÃ©s analogues Ã celui que l'on est ainsi conduit Ã attribuer Ã la terre; une pierre lancÃ©e dans une direction quelconque tourne sur elle-mÃªme plus ou moins rapidement en mÃªme temps qu'elle parcourt sa trajectoire parabolique. La terre Ã©tant un corps isolÃ© de toutes parts (nÂ° 59), et pouvant par consÃ©quent se comparer Ã la pierre, on conÃ§oit qu'elle puisse se mouvoir comme celle-ci autour de son centre de gravitÃ©, tandis que ce point, mobile lui-mÃªme, dÃ©crit une certaine courbe dans l'espace. Voyons donc si un pareil mouvement de la terre n'expliquerait pas le second mouvement apparent du soleil.

[Illustration: 173, Fig. 82]

=222=. Pour simplifier, nous ferons abstraction du premier mouvement, c'est-Ã -dire du mouvement de rotation de la terre que nous supposerons rÃ©duite Ã son centre: cela ne change rien Ã©videmment Ã la question Ã rÃ©soudre, qui est celle-ci:

Le centre T _de la terre se meut sur une ellipse_ TT'T''... _autour du soleil immobile au foyer_ S; _un observateur_ (fig. 82) _placÃ© sur la ligne mobile_ TS, _Ã peu prÃ¨s au point_ T, _et se croyant immobile dans l'espace, cherche Ã se rendre compte des positions diffÃ©rentes que le soleil lui paraÃ®t successivement occuper; Ã quel rÃ©sultat doit-il arriver?_

Cet observateur voit d'abord le soleil se projeter successivement en des points diffÃ©rents _s_, _s'_, _s''_,... de la sphÃ¨re cÃ©leste; d'oÃ¹ il conclut que cet astre en

mouvement tourne autour de lui dans le sens _ss's"_.

Les rayons visuels TS_s_, T'S_s'_,T"S_s"_,... Ã©tant par le fait dans le mÃªme plan (celui de l'ellipse TT'T"), les positions apparentes _s_, _s'_, _s"_,... que l'observateur dÃ©termine d'abord, sont Ã l'intersection de ce plan et de la sphÃ¨re cÃ©leste; _c'est pourquoi en Ã©tudiant sur un globe cÃ©leste la forme de la courbe ss'ss"..., on a trouvÃ© une circonfÃ©rence_ L'Ã CLIPTIQUE. (NÂº 116).

[Illustration: 174, Fig. 53]

Par suite du mouvement elliptique de la terre, T, sa distance au soleil S varie continuellement (_fig._ 82); le diamÃ¨tre apparent du soleil vu de la terre doit donc varier en consÃ©quence. C'est en effet ce que remarque l'observateur; mais croyant le soleil en mouvement sur l'Ã©cliptique (Ã cause du dÃ©placement de sa position apparente _s_), il attribue Ã ce mouvement la variation continuelle de la distance des deux globes. En consÃ©quence, pour construire une courbe semblable Ã celle que la position rÃ©elle du soleil doit suivant lui dÃ©crire autour de la terre, il opÃ¨re comme nous l'avons indiquÃ© nÂº 129; il obtient ainsi la _fig._ 53 que nous reproduisons ici. Mais voyons maintenant ce qui arrivera si, dans l'hypothÃ¨se du mouvement de la terre, on veut connaÃ®tre la forme de sa trajectoire TT'T"T"'... (_fig._ 82). On devra, comme au nÂº 129, reproduire l'Ã©cliptique sur le papier, et y remarquer de mÃªme les positions apparentes _s_, _s'_, _s"_... relevÃ©es sur le globe; puis joindre les points _s_, _s'_, _s"_,... au centre, considÃ©rÃ© comme point d'intersection des rayons visuels issus de la terre; mais cette fois, comme on sait que ce point d'intersection est le centre du soleil, on l'appellera S. Jusqu'Ã prÃ©sent la nouvelle figure (_fig._ 82) ne diffÃ¨re pas de la prÃ©cÃ©dente. Mais, pour continuer, on devra porter les longueurs proportionnelles aux distances du soleil Ã la terre, non plus sur les rayons Ss, Ss', Ss",.... mais sur leurs prolongements ST, ST', etc. On obtient aussi une courbe TT'T"Tâ€´... semblable Ã celle que la terre dÃ©crit autour du soleil. Or cette courbe est Ã©videmment identique Ã la courbe intÃ©rieure SS'S"Sâ€´... du nÂº 129 (_fig_. 53); en effet, TS = ST; TS' = ST'; TS" = ST", etc.; l'angle STS' = TST'; S'TS" = T'ST", etc. Cela posÃ©, si on transporte l'une des courbes sur l'autre, par exemple SS'S"..... sur TT'T"....., en retournant la premiÃ¨re de maniÃ¨re que T coÃ¯ncide avec S, TS avec ST, et TS' avec ST', tous les autres rayons vecteurs coÃ¯ncidant, les deux courbes coÃ¯ncident dans toute leur Ã©tendue.

La courbe que le soleil nous paraÃ®t dÃ©crire autour de la terre supposÃ©e immobile est donc prÃ©cisÃ©ment Ã©gale Ã celle que, dans l'hypothÃ¨se du mouvement de la terre, celle-ci dÃ©crit autour du soleil.

Ainsi donc il suffit que la terre dÃ©crive une ellipse dont le soleil occupe un des foyers, pour que cet astre nous _paraisse_ animÃ© du mouvement de translation que nous lui avons attribuÃ© jusqu'Ã prÃ©sent.

=223=. PREUVES DU MOUVEMENT DE TRANSLATION DE LA TERRE. Les apparences du mouvement de translation du soleil peuvent donc s'expliquer avec la mÃªme facilitÃ©, soit qu'on regarde la terre comme immobile et le soleil tournant effectivement autour d'elle, soit qu'on regarde la terre comme se mouvant autour du soleil. Ces apparences ne doivent donc pas entrer en ligne de compte dans l'examen des motifs que nous pouvons avoir d'ailleurs de nous arrÃªter Ã l'une de ces deux idÃ©es plutÃ´t qu'Ã l'autre.

Or, la plus simple observation faite avec une lunette nous fait voir certains corps cÃ©lestes tournant continuellement autour d'un corps plus gros qu'eux. Nous voyons de cela plusieurs exemples (ex.: les satellites d'une planÃ¨te tournent autour de cet astre). Nulle part nous ne voyons de grands corps tournant autour d'un plus petit. Peut-on alors admettre que le soleil, 1405000 fois plus gros que la terre, ayant une masse 355000 fois plus grande, tourne autour de notre globe?

Quand on Ã©tudie les apparences que prÃ©sentent les mouvements des planÃ¨tes, on trouve que ces apparences s'expliquent beaucoup plus simplement dans l'hypothÃ¨se du mouvement de la terre autour du soleil que dans l'hypothÃ¨se de son immobilitÃ©.

La terre se mouvant autour du soleil peut Ãªtre assimilÃ©e aux planÃ¨tes; on reconnaÃ®t alors que son mouvement satisfait complÃ¨tement aux lois qui, dans cette hypothÃ¨se, rÃ©gissent les mouvements des planÃ¨tes autour du soleil.

Il y a plus: ce mouvement des planÃ¨tes et de la terre est prÃ©cisÃ©ment celui que ces corps doivent avoir autour du soleil, si on s'en rapporte Ã la thÃ©orie de la gravitation universelle dont l'exactitude a Ã©tÃ© vÃ©rifiÃ©e dans des circonstances si nombreuses et si variÃ©es. Ce sont lÃ Ã©videmment des preuves frappantes du mouvement de la terre autour du soleil.

On peut ajouter que divers phÃ©nomÃ¨nes, inexplicables dans l'hypothÃ¨se absolue de l'immobilitÃ© de la terre ou de son centre, s'expliquent parfaitement, si on admet son mouvement de translation autour du soleil. Ex.: le phÃ©nomÃ¨ne connu sous le nom d'_aberration_; la _parallaxe annuelle_ actuellement connue de quelques Ã©toiles.

Ces raisons sont plus que suffisantes pour nous faire admettre le mouvement de la terre autour du soleil comme une vÃ©ritÃ© incontestable; nous tiendrons donc pour certaine la proposition suivante:

La terre tourne constamment, d'un mouvement uniforme, autour d'un axe central, effectuant une rÃ©volution en 24 heures sidÃ©rales; elle se meut en mÃªme temps autour du soleil, son centre dÃ©crivant une ellipse dont cet astre occupe un foyer.

Note I. Calcul des parallaxes.

[Illustration:177, Fig. 72]

=224=. Il existe entre la parallaxe horizontale et une parallaxe de _hauteur_ quelconque une relation trÃ¨s-simple, qui sert Ã dÃ©duire l'une de l'autre. Soient _r_ le rayon de la terre, D la distance du soleil Ã la terre, P la parallaxe horizontale, _p_ la parallaxe correspondant Ã une hauteur quelconque _h_: le triangle AOS, _fig_. 72, donne:

sin ASO = sin ASO = AO = _r_ (1) sin OAS sin ZAS OS D

Si ASO est la parallaxe horizontale, ZAS est un angle droit, sin ZAS = 1, et dans ce cas:

sin P = _r_. (2) D

Si ASO est un parallaxe de hauteur, la distance zÃ©nithale ZAS de l'astre est le complÃ©ment de sa hauteur _h_ au-dessus de l'horizon(11); sin ZAS = cos _h_;

l'Ã©galitÃ© (1) devient donc sin _p_ = _r_; sin _p_ = _r_ cos _h_; cos _h_ D D

ou enfin sin _p_ = sin P cos _h_. (3) (3)

Les parallaxes Ã©tant en gÃ©nÃ©ral des angles trÃ¨s-petits, notamment celle du soleil, on peut remplacer sin _p_ par _p_, et sin P par P; les Ã©galitÃ©s (2) et (3) deviennent alors

P = _r_ (4); et _p_ = P cos _h_, ou _p_ = P sin Z, (5) D Z Ã©tant la distance zÃ©nithale de l'astre.

Cos h, ou sin Z, Ã©tant moindre que 1 dÃ¨s que _h_ existe, il rÃ©sulte de la formule (5) qu'une parallaxe de hauteur quelconque est infÃ©rieure Ã la parallaxe horizontale, et que la parallaxe est d'autant moindre que la hauteur _h_ est plus grande. Quand l'astre est au zÃ©nith, _h_= 90Â°, cos h = 0; sa parallaxe est nulle. La parallaxe correspondant Ã une hauteur quelconque, _h_, se dÃ©duisant de la parallaxe horizontale (formule 5), il suffit de trouver celle-ci. Voici comment on y peut parvenir en gÃ©nÃ©ral pour la lune et les planÃ¨tes.

=225=. Deux observateurs se placent l'un en A, l'autre en A' (_fig_. 73), sur le mÃªme mÃ©ridien; l'un au nord, l'autre au sud de l'Ã©quateur terrestre. Ils observent Ã un mÃªme instant convenu, l'un la distance zÃ©nithale mÃ©ridienne ZAS, l'autre Z'A'S. Cela fait, on connaÃ®t dans le quadrilatÃ¨re AOA'S les rayons terrestres OA, OA', les angles OAS, OA'S (180Â°--distance zÃ©nithale), et AOA'= L + L', somme des latitudes des lieux A et A'.

ASO = _p_; A'SO = _p'_; ASA' = _p_ + _p'_.

La parallaxe horizontale P est la mÃªme pour A que pour A', si on suppose la terre sphÃ©rique. Nous savons que _p_ = P cos _h_ = P sin Z (Z _distance zÃ©nithale_); _p'_ = P sin Z'; d'oÃ¹ _p_ + _p'_ = P (sin Z + sin Z') (1).

Mais le quadrilatÃ¨re AOA'S donne

ASA' + SAO + SA'O + AOA' = 360Â°;

ou _p_ + _p'_ + 180-Z + 180-Z' + L + L' = 360Â°,

d'oÃ¹ _p_ + _p'_ = Z + Z'-(L + L'). (2)

En Ã©galant les valeurs (1) et (2) de _p_ + _p'_, on a

P(sin Z + sin Z') = Z + Z'-(L + L'),

Z + Z'-L-L' d'oÃ¹ l'on tire P =----------; sin Z + sin Z'

ou bien, si on rend la formule calculable par logarithmes,

Z + Z'-L-L' d'oÃ¹ l'on tire P =----------; Z + Z' Z-Z' 2 sin------ + sin------
2 2

=226.= C'est par cette mÃ©thode que Lalande, Ã Berlin, et Lacaille, au cap de Bonne-EspÃ©rance, ont calculÃ© les parallaxes de la Lune, de VÃ©nus et de Mars. Celle du soleil est trop petite; elle serait relativement trop affectÃ©e par les erreurs d'observations commises sur les angles qui entrent dans ce calcul. La valeur de cette parallaxe que nous avons indiquÃ©e nÂ° 199 a Ã©tÃ© obtenue par l'observation d'un passage de VÃ©nus sur le soleil (V. ce qui concerne cette planÃ¨te).

=227.= _Usage de la parallaxe pour ramener les observations Ã ce qu'elles seraient si l'observateur Ã©tait placÃ© au centre de la terre._

Quand on regarde un astre S d'un lieu A de la surface de la terre, la direction AS_s__(i) (_fig._ 73), dans laquelle on le voit, n'est pas gÃ©nÃ©ralement la mÃªme que si on l'observait du centre, O, de la terre; dans le premier cas on le voit en _s__(1) sur la sphÃ¨re cÃ©leste; dans le second on le voit en _s_. Le changement de direction du rayon visuel A_s_', dÃ» au dÃ©placement de l'observateur, est donc prÃ©cisÃ©ment mesurÃ© par la parallaxe.

[Illustration: 178, Fig. 73]

ObservÃ©e au point A, la distance zÃ©nithale est ZAS; observÃ©e au point O, cette distance est ZOS = ZAS-ASO = ZAS-_p_. On comprend, Ã l'aide des mÃªmes considÃ©rations, que le soleil ne doit pas paraÃ®tre, au mÃªme instant donnÃ©, placÃ© de la mÃªme maniÃ¨re sur la sphÃ¨re cÃ©leste pour des observateurs placÃ©s en des lieux diffÃ©rents de la surface de la terre. Le mouvement annuel du so-

leil sur la sphÃ¨re cÃ©leste ne doit donc pas prÃ©senter absolument le mÃªme caractÃ¨re pour ces divers astronomes. D'un autre cÃ´tÃ©, le mouvement diurne faisant occuper au soleil diverses positions relativement Ã l'horizon d'un lieu dÃ©terminÃ©, il doit en rÃ©sulter des irrÃ©gularitÃ©s pour les observations du soleil faites de ce lieu seul. Pour faire disparaÃ®tre ces discordances entre les observations faites en divers lieux ou Ã des moments divers de la journÃ©e, on opÃ¨re comme nous allons l'indiquer.

228. Afin que les observations faites Ã la surface de la terre soient comparables les unes aux autres, on les ramÃ¨ne Ã ce qu'elles seraient si l'observateur Ã©tait placÃ© au centre de la terre. Il faut donc corriger les observations de la parallaxe; c'est lÃ le principal usage qu'on fait des parallaxes en astronomie.

Le plan ZOS, qui est vertical, comprend Ã la fois les deux directions AS_s_(1) et OS_s_; quand ce plan vertical coÃ¯ncide avec le plan mÃ©ridien, les deux directions AS, OS sont Ã la fois dans ce plan; le parallaxe n'influe donc ni sur l'azimuth ni sur l'ascension droite d'un astre; mais elle influe sur la distance zÃ©nithale qu'elle augmente (fig. 72 et 73), et sur sa hauteur au-dessus de l'horizon qu'elle diminue; elle influe sur ces deux angles en sens contraire de la rÃ©fraction (108). Ainsi, quand on veut ramener les observations au centre de la terre, la hauteur observÃ©e h doit Ãªtre diminuÃ©e de la rÃ©fraction, R, et augmentÃ©e de la parallaxe; H = h â€ R + p est la hauteur telle qu'on la trouverait s'il n'y avait pas d'atmosphÃ¨re, et si on observait du centre de la terre. On applique cette formule quand on fait des observations sur le soleil, la lune ou les planÃ¨tes; quant aux Ã©toiles, on a simplement H = h â€ R.

229. Cette correction de l'effet de la parallaxe sur la position apparente du soleil dans le ciel suppose que l'on connaÃ®t la parallaxe de hauteur de l'astre pour le moment et le lieu oÃ¹ l'observation se fait; voici comment on arrive Ã la connaÃ®tre. La parallaxe horizontale est Ã©gale Ã 8",6 quand le soleil est Ã la distance moyenne de la terre; le diamÃ¨tre apparent du soleil est, pour la mÃªme distance, 32'3",3. La parallaxe horizontale varie Ã©videmment dans le mÃªme rapport que le diamÃ¨tre apparent (nÂº 124) (les deux quantitÃ©s varient en raison inverse de la distance D du soleil Ã la terre); il suffit donc de connaÃ®tre le diamÃ¨tre apparent, Ã une Ã©poque quelconque, pour en dÃ©duire la valeur de la parallaxe horizontale Ã la mÃªme Ã©poque; de celle-ci on dÃ©duit la parallaxe de hauteur Ã l'instant considÃ©rÃ©.

230. TABLES DES PARALLAXES DU SOLEIL. Pour faire les corrections aux hauteurs observÃ©es du soleil, il faut donc connaÃ®tre les valeurs de la parallaxe de hauteur pour les diffÃ©rentes hauteurs de l'astre au-dessus de l'horizon, ou, ce qui est la mÃªme chose, pour les diffÃ©rentes distances zÃ©nithales; on emploie pour cela la formule (5) quand on connaÃ®t d'avance les valeurs de P. On sait que, pour le soleil, la valeur de P Ã la distance moyenne est 8",57, et qu'Ã toute autre distance elle est rÃ©ciproque Ã cette distance (formule 4), ou proportionnelle au diamÃ¨tre apparent

de l'astre. On a donc les Ã©lÃ©ments nÃ©cessaires pour calculer la table des parallaxes, que l'on trouve dans les recueils spÃ©ciaux d'astronomie.

NOTE II.

Appendice au chapitre de la prÃ©cession des Ã©quinoxes.

=231=. _Changement de direction de l'axe du monde_.--_DÃ©placement du pÃ´le_. La variation des longitudes cÃ©lestes, en nous faisant connaÃ®tre le mouvement rÃ©trograde des points Ã©quinoxiaux, met par cela mÃªme en Ã©vidence un mouvement d'ensemble dont cette rÃ©trogradation n'est qu'un incident particulier. Le point, Î³, en effet, n'est point un point isolÃ©, arbitraire; c'est l'une des extrÃ©mitÃ©s de la ligne des Ã©quinoxes, intersection de l'Ã©quateur cÃ©leste et de l'Ã©cliptique. Si on admet que le point Ã©quinoxial occupe successivement diverses positions, Î³, Î³1, Î³2..., il faut admettre en mÃªme temps que la ligne des Ã©quinoxes occupe, aux mÃªmes Ã©poques, les positions correspondantes Î³Î©Î³, Î³1Î©1, etc. (_fig_. 80); cette ligne est donc animÃ©e d'un mouvement de rÃ©volution qui correspond exactement Ã celui du point Î³. Mais cette ligne Î³Î© est, d'aprÃ¨s sa dÃ©finition mÃªme, perpendiculaire Ã l'axe ON de l'Ã©cliptique et Ã l'axe OP de rotation de la terre (_fig_. 81); elle est donc perpendiculaire au plan PON de ces deux lignes. Si la ligne Î³Î© tourne constamment de l'est Ã l'ouest, d'un mouvement uniforme, il faut admettre que le plan PON tourne dans le mÃªme sens, de maniÃ¨re que Î³Î© lui soit toujours perpendiculaire. Comme il rÃ©sulte d'ailleurs de l'observation des Ã©toiles que l'axe ON de l'Ã©cliptique est sensiblement fixe, et que l'angle PON qui mesure l'inclinaison de l'Ã©cliptique sur l'Ã©quateur ne change pas non plus sensiblement, de ce mouvement du plan PON il faut conclure que l'axe OP de rotation de la terre tourne autour de l'axe ON de l'Ã©cliptique, d'un mouvement conique de rÃ©volution tel que chacun de ses points est prÃ©cisÃ©ment animÃ© du mÃªme mouvement uniforme et rÃ©trograde que le point Î³. RÃ©sumons-nous:

[Illustration: _Fig_. 80]

=232=. _La direction de l'axe du monde n'est pas constante; elle varie lentement, mais d'une maniÃ¨re continue; cet axe, faisant toujours avec une perpendiculaire ON au plan de l'Ã©cliptique un angle de 23Â° 27' 30" environ, tourne autour de cette perpendiculaire d'un mouvement conique de rÃ©volution, uniforme et rÃ©trograde, tel que chacun de ses points dÃ©crit une circonfÃ©rence avec une vitesse angulaire constante d'environ 50", 2 par an_.

Mais le pÃ´le borÃ©al P est un de ces points.

Le pÃ´le borÃ©al P n'est donc pas fixe sur la sphÃ¨re cÃ©leste; tournant autour _d'une perpendiculaire Ã l'Ã©cliptique_ (_fig._ 81), _il dÃ©crit sur cette sphÃ¨re, dans le sens rÃ©trograde, une circonfÃ©rence de petit cercle_ PP'P"P"' _avec une vi-

tesse angulaire constante de 5O",2 par an. Le pÃ´le N de celle circonfÃ©rence en est distant de 23Â° 27' 30" environ_[89].

[Note 89: V. la nutation ci-aprÃ¨s.]

[Illustration: _Fig. 81._]

L'Ã©quateur cÃ©leste est, Ã une Ã©poque quelconque, le grand cercle de la sphÃ¨re cÃ©leste perpendiculaire Ã l'axe de rotation de la terre. De cette dÃ©finition il rÃ©sulte que la direction de cet axe OP changeant continuellement, la position de l'Ã©quateur cÃ©leste doit changer d'une maniÃ¨re correspondante. Ce qu'on exprime en disant que l'Ã©quateur cÃ©leste tout entier tourne autour d'une perpendiculaire Ã l'Ã©cliptique, de la mÃªme maniÃ¨re et dans le mÃªme sens que les points Ã©quinoxiaux. Le nom de _prÃ©cession des Ã©quinoxes_ se donne aussi au phÃ©nomÃ¨ne complet, c'est-Ã -dire Ã l'ensemble des rotations que nous avons indiquÃ©es; c'est pourquoi nous avons placÃ© ce titre en tÃªte du chapitre actuel.

=233.= _Toutes ces rotations dÃ©couvertes par l'observation des Ã©toiles_ (variations de leurs longitudes), _se trouvent Ãªtre une consÃ©quence du principe de la gravitation universelle._ On dÃ©montre en effet, dans la mÃ©canique cÃ©leste, que l'attraction du soleil sur le renflement du sphÃ©roÃ¯de terrestre imprime Ã l'axe de rotation de la terre, et Ã tous les points invariablement liÃ©s Ã cet axe, un mouvement de rotation autour d'une perpendiculaire Ã l'Ã©cliptique, qui est prÃ©cisÃ©ment celui que nous venons d'indiquer.

Or, comme l'existence de la gravitation universelle est aujourd'hui mise hors de doute par une foule d'autres faits vÃ©rifiÃ©s, qui en sont des consÃ©quences nÃ©cessaires, nous devons conclure de cette coÃ¯ncidence que la variation observÃ©e des longitudes cÃ©lestes est bien due au mouvement rÃ©trograde des points Ã©quinoxiaux.

=234.= NUTATION. Le mouvement de l'axe de la terre et celui du pÃ´le seraient tels que nous les avons dÃ©finis tout Ã l'heure, si le soleil agissait seul sur le renflement de notre sphÃ©roÃ¯de; mais la lune a aussi sur ce renflement une action beaucoup plus faible, mais suffisante nÃ©anmoins pour imprimer aux mouvements en question une modification qui les rend tels que nous allons l'indiquer. Concevons un petit cÃ´ne O_p'p"p"'_ (_fig._ 81 _bis_), ayant pour axe OP et pour base une petite ellipse _p'p"p"'_, tangente Ã la sphÃ¨re cÃ©leste en P, et dont le grand axe soit dans le cercle de latitude du point P (nÂ° 209); ce grand axe de l'ellipse est vu de la terre sous un angle de 19",3, et son petit axe sous un angle de 14",4. Imaginons maintenant que la ligne OP tourne autour de la perpendiculaire ON au plan de l'Ã©cliptique, emportant avec elle le petit cÃ´ne ainsi construit, comme un corps solide qui lui serait invariablement attachÃ©. Concevons, enfin, qu'un point _p'_ parcoure indÃ©finiment cette el-

lipse, mobile, d'un mouvement rÃ©trograde et uniforme, tel qu'il dÃ©crive l'Ã©clipse entiÃ¨re en 18 ans 2/3 environ. Les positions successives _p', p'', p'''_,... du point _p'_ sont celles que le pÃ´le borÃ©al occupe en rÃ©alitÃ©, et les directions O_p'_; O_p''_, O_p'''_,... sont les positions que prend successivement l'axe de rotation de la terre.

[Illustration: 177, Fig.1]

Le pÃ´le _p'_ dÃ©crivant cette ellipse est tantÃ´t en arriÃ¨re, tantÃ´t en avant du point P, dans le mouvement angulaire autour de l'axe ON de l'Ã©cliptique; il en rÃ©sulte que la vitesse du mouvement rÃ©trograde des points Ã©quinoxiaux qui correspond exactement au mouvement angulaire du pÃ´le _p'_ n'est pas prÃ©cisÃ©ment constante et Ã©gale Ã 50'',2 par an, mais oscille de part et d'autre de cette valeur, dans des limites trÃ¨s-restreintes. Le point Ã©quinoxial est tantÃ´t en avant, tantÃ´t en arriÃ¨re de la position qu'il occuperait s'il avait cette vitesse constante de 50'',2 par an.

Par suite, _la diffÃ©rence entre l'annÃ©e tropique et l'annÃ©e sidÃ©rale n'est pas constante_; autrement dit, _la valeur de l'annÃ©e tropique varie pÃ©riodiquement mais trÃ¨s-peu, de part et d'autre, d'une valeur moyenne_. En second lieu, l'angle NO_p'_, de O_p'_ avec la perpendiculaire ON Ã l'Ã©cliptique, est Ã©videmment tantÃ´t plus grand, tantÃ´t plus petit que l'angle NOP, qui est constamment Ã©gal Ã 28Â° 27' 1/2 environ; or l'angle NO_p'_ est l'obliquitÃ© vraie de l'Ã©cliptique; donc l'obliquitÃ© de l'Ã©cliptique doit Ã©prouver, dans ces 18 ans 2/3, des variations pÃ©riodiques, oscillant de part et d'autre de sa valeur moyenne, dans des limites qui ne dÃ©passent pas 19'',3/2 = 9'',65 (demi-grand axe de la petite ellipse).

Le mouvement angulaire du point P ou de l'axe OP autour de l'axe ON de l'Ã©cliptique conserve le nom de prÃ©cession des Ã©quinoxes; c'est le mouvement moyen des points Ã©quinoxiaux. Le mouvement de l'axe O_p'_ sur le petit cÃ´ne est ce qu'on appelle _nutation_ de cet axe.

=235.= CHANGEMENT D'ASPECT DU CIEL. Les mouvements que nous avons dÃ©crits changent Ã la longue l'aspect du ciel pour l'observateur terrestre. Si on veut se rendre compte de leur effet, on n'a qu'Ã prendre un globe cÃ©leste, construit Ã une Ã©poque dÃ©terminÃ©e, sur lequel soient marquÃ©s l'Ã©quateur et son pÃ´le P, l'Ã©cliptique et son pÃ´le N. De N comme pÃ´le avec le rayon sphÃ©rique NP, Ã©gal Ã 28Â°27'30'' environ, on dÃ©crit un petit cercle PP'P''P'''... (_fig_. 81). Sachant que le pÃ´le borÃ©al P dÃ©crit cette circonfÃ©rence, de l'est Ã l'ouest (sens PP'P''P'''...), avec une vitesse constante d'environ 50'',2 par an, on se rendra compte de sa position sur la sphÃ¨re cÃ©leste Ã une Ã©poque antÃ© rieure quelconque, ou Ã une Ã©poque future indiquÃ©e. Ainsi, il y a 4000 ans, il Ã©tait Ã l'est de sa position actuelle, Ã une distance de 50'',2X4000 = 50Â°46 environ; il Ã©tait alors voisin de Î± du _Dragon_. Maintenant il est voisin de Î± de la _Petite Ourse_ (Ã©toile polaire); dont il est distant de 1Â°28' environ; il continuera Ã s'en rapprocher pendant 265 ans environ,

aprÃ¨s lesquels la distance ne sera plus que d'un demi-degrÃ©; puis il s'en Ã©loignera pour passer dans d'autres constellations. Dans 8000 ans ce ne sera plus Î± de la _Petite Ourse_, mais Î± du _Cygne_ qui mÃ©ritera le nom d'Ã©toile polaire; dans 12000 ans ce sera la belle Ã©toile _WÃ©ga_, de la _Lyre_, qui ne sera plus alors qu'Ã 5Â° du pÃ´le.

Les mÃªmes mouvements doivent aussi modifier Ã la longue la situation des Ã©toiles par rapport Ã l'horizon d'un lieu dÃ©terminÃ© de la terre. La distribution des Ã©toiles en _Ã©toiles circompolaires, Ã©toiles ayant un lever et un coucher, Ã©toiles constamment invisibles_, ne reste pas la mÃªme.

[Illustration: 183]

=236.= Variation de la durÃ©e des saisons. La rÃ©trogradation des points Ã©quinoxiaux a aussi une certaine influence sur la durÃ©e des saisons (nÂ° 171). En effet, reprenons la _fig_. 65; nous voyons que le mouvement annuel de l'est Ã l'ouest du point Î³ (0Â° de cette figure) tend Ã le rapprocher du pÃ©rigÃ©e dont il est actuellement Ã©loignÃ© de 79"37'environ. Lorsque, dans la suite des temps, ces deux points se trouveront confondus, le printemps sera Ã©gal Ã l'hiver, l'Ã©tÃ© Ã l'automne, et ces deux derniÃ¨res saisons seront les plus longues, tandis que maintenant les saisons les plus longues sont l'Ã©tÃ© et le printemps. D'ici lÃ , le printemps diminuera et l'automne augmentera (faites tourner simultanÃ©ment les deux lignes ponctuÃ©es de la figure jusqu'Ã ce que le point Î³ (0Â°) soit arrivÃ© au pÃ©rigÃ©e). Si, retournant vers le passÃ©, on fait mouvoir ces deux mÃªmes lignes des Ã©quinoxes et des solstices, en sens contraire (de l'ouest Ã l'est), on comprend qu'Ã une Ã©poque antÃ©rieure moins Ã©loignÃ©e de nous, la ligne des Ã©quinoxes s'est trouvÃ©e perpendiculaire au grand axe de l'ellipse (PÃ©rig., Apog.). Alors le printemps et l'Ã©tÃ© Ã©taient Ã©gaux, et ces deux saisons Ã©taient, comme au temps prÃ©sent, plus longues que les deux autres; pour calculer la date prÃ©cise de ce phÃ©nomÃ¨ne, il faut avoir Ã©gard non-seulement Ã la prÃ©cession des Ã©quinoxes, mais encore au dÃ©placement annuel du pÃ©rigÃ©e solaire (nÂ° 237), qui a lieu dans le sens direct (de l'ouest Ã l'est), et accÃ©lÃ¨re le rapprochement de ce pÃ©rigÃ©e et du point Î³. Par ces deux causes, ces points se rapprochent en rÃ©alitÃ© de 62" et non de 50",2 par an. Ils sont actuellement distants de 79Â°37' (V. Mr Faye); Ã quelle Ã©poque Ã©taient-ils Ã©loignÃ©s de 90Â°? Cela revient Ã demander combien ils ont mis de temps Ã se rapprocher de 10Â° 23'; la question est facile Ã rÃ©soudre. Ils ont mis 604 ans, et c'est Ã peu prÃ¨s vers l'an 1250 de notre Ã¨re que leur distance Ã©tait de 90Â°; depuis cette Ã©poque, le printemps a diminuÃ© et l'Ã©tÃ© a augmentÃ©. On peut se demander Ã quelle Ã©poque encore plus Ã©loignÃ©e le point Î³ (0Â° de la figure) coÃ¯ncidait avec l'apogÃ©e. Il faut se reporter de 90Â° vers l'est, Ã partir de l'an 1250. On trouve que l'Ã©poque en question coÃ¯ncide Ã peu prÃ¨s avec celle que la

GenÃ¨se attribue Ã la crÃ©ation du monde; alors le printemps Ã©tait Ã©gal Ã l'hiver, l'Ã©tÃ© Ã l'automne, et ces deux derniÃ¨res saisons Ã©taient les plus courtes.

=237=. _DÃ©placement lent du pÃ©rigÃ©e_. Le pÃ©rigÃ©e se dÃ©place sur l'Ã©cliptique d'environ 11",7 par an, dans le sens direct, c'est-Ã -dire de l'ouest Ã l'est. Il rÃ©sulte de ce mouvement, combinÃ© avec celui du point Ã©quinoxial, que ces deux points se rapprochent d'environ 61",9 par an, ou, en nombre rond, de 62", comme nous l'avons dit nÂº 236. Ce dÃ©placement du pÃ©rigÃ©e a Ã©tÃ© ainsi dÃ©couvert.

Des observations de Flamsteed en 1690, et de Delambre en 1800, il rÃ©sulte que la longitude du pÃ©rigÃ©e augmente de 61",9 par an (rappelons-nous que la longitude se compte de l'ouest Ã l'est, Ã partir de Î³) (de 0Âº vers 90Âº, etc.). Si cet accroissement n'Ã©tait que de 50",2, le pÃ©rigÃ©e se comporterait comme une Ã©toile et devrait Ãªtre considÃ©rÃ© comme Ã©tant fixe comme elle, cet accroissement de 50",2 Ã©tant dÃ» au mouvement rÃ©trograde du point Ã©quinoxial Î³. Mais l'excÃ¨s de 61",9 sur 50", indique que le pÃ©rigÃ©e lui-mÃªme se dÃ©place lentement en sens contraire du mouvement de Î³, c'est-Ã -dire de l'ouest Ã l'est.

Tandis que l'Ã©cliptique change peu Ã peu de direction dans l'espace, l'ellipse que le soleil nous paraÃ®t dÃ©crire tourne donc lentement dans ce plan, dans le sens direct, avec une vitesse angulaire de 11",7 par an.

=238=. _Diminution sÃ©culaire de l'obliquitÃ© de l'Ã©cliptique_. Dans ce qui prÃ©cÃ¨de, nous avons regardÃ© l'obliquitÃ© de l'Ã©cliptique comme restant toujours la mÃªme, ou plutÃ´t comme oscillant de part et d'autre d'une valeur moyenne constante, Ã©gale Ã 23Âº 27' 30", dont elle ne s'Ã©carterait que de 9",65 environ, revenant tous les 18 ans 2/3 Ã la mÃªme valeur; mais il n'en est pas tout Ã fait ainsi. Il rÃ©sulte d'observations faites Ã des Ã©poques trÃ¨s-Ã©loignÃ©es que l'obliquitÃ© moyenne en question a constamment diminuÃ© depuis les premiÃ¨res observations.

D'aprÃ¨s les observations les plus modernes, cette diminution de l'obliquitÃ© moyenne de l'Ã©cliptique est d'environ 48" par siÃ¨cle ou de 0",48 par an.

Elle a Ã©tÃ© dÃ©couverte par l'observation des latitudes des Ã©toiles qui ne sont pas rigoureusement constantes. L'examen attentif des variations de ces latitudes a fait voir que le mouvement de l'Ã©cliptique, quelle qu'en soit la cause, ne diffÃ¨re pas beaucoup de celui que ce grand cercle prendrait s'il tournait autour de la ligne Î³Î© des Ã©quinoxes, comme charniÃ¨re, pour se rabattre sur le plan de l'Ã©quateur, avec une vitesse constante d'environ 48" par siÃ¨cle, ou de 0",48 par an.

Suivant Delambre, l'obliquitÃ© moyenne de l'Ã©cliptique Ã©tait en 1800 de 23Âº 27' 57"; en 1850, elle Ã©tait de 23Âº 27' 33"; en 1900, elle se rÃ©duira Ã 23Âº 27' 9".

CHAPITRE IV.

LA LUNE.

=239=. AprÃ¨s le soleil, il est naturel que nous nous occupions de l'astre qui Ã©claire frÃ©quemment nos nuits, c'est-Ã -dire de la lune.

Ce qui nous frappe d'abord quand notre attention se porte sur cet astre, c'est sa grandeur apparente, ce sont les aspects si variÃ©s sous lesquels nous le voyons.

Grandeur de la lune, son diamÃ¨tre apparent.. La lune nous paraÃ®t Ã peu prÃ¨s aussi grande que le soleil; en effet, tandis que le diamÃ¨tre apparent du soleil varie entre 31' 1/2 et 32' 1/2, celui de la lune varie entre 29' 22" et 33' 31".

=240=. PHASES DE LA LUNE. La lune nous paraÃ®t animÃ©e du mouvement diurne comme les Ã©toiles et le soleil; de mÃªme que celui-ci, elle se lÃ¨ve, traverse le mÃ©ridien, puis se couche pour passer un certain temps au-dessous de notre horizon. Mais elle ne se prÃ©sente pas constamment Ã nous sous la forme d'un cercle brillant; son aspect change, pour ainsi dire, tous les jours. Les formes diverses sous lesquelles nous la voyons s'appellent ses _phases_. Nous allons dÃ©crire ces phases qui, chacun le sait, se reproduisent pÃ©riodiquement.

Ã€ une certaine Ã©poque (qui revient plusieurs fois dans l'annÃ©e), le soir, peu aprÃ¨s le coucher du soleil, on aperÃ§oit la lune Ã l'occident, sous la forme d'un croissant trÃ¨s-dÃ©liÃ©, dont les pointes sont en haut (_fig._ 88, ci-aprÃ¨s). C'est un simple filet demi-circulaire dont la convexitÃ© est tournÃ©e vers l'occident, et dont la concavitÃ© a une forme elliptique. Ce croissant animÃ© du mouvement diurne, commun Ã tous les astres, disparaÃ®t bientÃ´t au-dessous de l'horizon.

Le lendemain la lune est un peu plus Ã©loignÃ©e de l'horizon quand le soleil se couche, le croissant a plus de largeur.

Les jours suivants, dans les mÃªmes circonstances, c'est-Ã -dire peu aprÃ¨s le coucher du soleil, on voit la lune de plus en plus Ã©loignÃ©e du point de l'horizon oÃ¹ le soleil s'est couchÃ©; son croissant s'Ã©largit de jour en jour (_fig_. 89); son coucher retarde de plus en plus sur celui du soleil. Six ou sept jours aprÃ¨s la premiÃ¨re observation, la lune se montre Ã nous sous la forme d'un demi-cercle (_fig_. 90). Elle est alors dÃ©jÃ assez Ã©loignÃ©e du soleil pour ne passer au mÃ©ridien qu'environ 6 heures aprÃ¨s lui, c'est-Ã -dire Ã 6 heures du soir. On est arrivÃ© au _premier quartier_.

Ã€ partir de lÃ , la lune continue Ã s'Ã©largir; le bord oriental que nous avons vu concave, puis droit, devient convexe et elliptique; de sorte que la figure de l'astre nous paraÃ®t formÃ©e d'un demi-cercle, et d'une demi-ellipse qui s'Ã©largit continuelle-

ment (_fig_. 91). Six ou sept jours aprÃ¨s que la lune a Ã©tÃ© vue sous la forme d'un demi-cercle, elle est devenue tout Ã fait circulaire (_fig_. 92). Ã€ cette Ã©poque, elle passe au mÃ©ridien 12 heures aprÃ¨s le soleil; elle se lÃ¨ve Ã peu prÃ¨s quand celui-ci se couche, et se couche quand il se lÃ¨ve. Nous sommes Ã la _pleine-lune_.

En continuant Ã observer la lune, on voit qu'elle se lÃ¨ve de plus en plus tard, et repasse par les mÃªmes formes que prÃ©cÃ©demment, mais dans un ordre inverse. Le cercle, que nous avons vu, se dÃ©prime vers l'occident; la figure prend de ce cÃ´tÃ© une figure elliptique de plus en plus aplatie (_fig_. 93). La partie la plus convexe du contour, toujours circulaire, est dÃ©sormais tournÃ©e vers l'orient. Le septiÃ¨me jour, aprÃ¨s la pleine lune, la figure de l'astre est celle d'un demi-cercle (_fig_. 94) dont le diamÃ¨tre est du cÃ´tÃ© de l'occident; nous sommes arrivÃ©s au _dernier quartier_. La lune passe alors au mÃ©ridien 18 heures aprÃ¨s le soleil, c'est-Ã -dire vers 6 heures du matin. Ã€ partir de ce moment, la figure de l'astre se creuse de plus en plus du cÃ´tÃ© de l'occident; bientÃ´t la lune nous prÃ©sente de nouveau la forme d'un croissant qui se rÃ©trÃ©cit chaque jour (_fig_. 95); son lever retarde de plus en plus. Environ 6 jours aprÃ¨s que nous l'avons vue pour la seconde fois sous la forme d'un demi-cercle, nous ne voyons plus qu'un croissant trÃ¨s-dÃ©liÃ© dont la convexitÃ© est cette fois tournÃ©e vers l'orient (_fig_. 96), et qui ne se montre Ã nous que le matin, un peu avant le lever du soleil, non loin de l'endroit oÃ¹ cet astre va bientÃ´t apparaÃ®tre. Ã€ partir de lÃ , pendant deux ou trois jours, on ne voit plus la lune du tout. On est arrivÃ© Ã la _nÃ©omÃ©nie_ ou _nouvelle lune_. Au bout de ce temps, on recommence Ã l'apercevoir le soir, du cÃ´tÃ© de l'occident, un peu aprÃ¨s le coucher du soleil, sous la forme du premier croissant dont il a Ã©tÃ© question (_fig_. 88). Puis les mÃªmes formes que nous avons dÃ©crites se reproduisent indÃ©finiment de la mÃªme maniÃ¨re et dans le mÃªme ordre.

[Illustration: 187, fig. 88]

[Illustration: 187, fig. 89]

[Illustration: 187, fig. 90]

[Illustration: 187, fig. 91]

[Illustration: 187, fig. 92]

[Illustration: 188, fig. 92 bis]

[Illustration: 188, fig. 93]

[Illustration: 188, fig. 94]

[Illustration: 188, fig. 95]

[Illustration: 188, fig. 96]

Ce n'est pas seulement la nuit que l'on peut observer la lune; toutes les fois qu'elle n'est pas trop rapprochÃ©e du soleil, on la voit sans peine en plein jour; il en rÃ©sulte une plus grande facilitÃ© pour suivre ses changements de forme, et s'assurer qu'ils se produisent bien comme nous venons de le dire.

=241=. D'oÃ¹ vient que la lune se montre Ã nous sous des aspects si divers? C'est toujours le mÃªme corps que nous voyons. En effet, quand la lune encore nouvelle nous apparaÃ®t sous la forme d'un croissant lumineux, nous apercevons Ã cÃ´tÃ© le reste de son disque circulaire Ã©clairÃ© par une lumiÃ¨re plus faible, et qui va en s'affaiblissant chaque jour (V. plus loin la _lumiÃ¨re cendrÃ©e_). Quand le croissant s'est Ã©largi jusqu'au demi-cercle, nous ne voyons plus le reste du disque. Mais un phÃ©nomÃ¨ne, qui se rÃ©pÃ¨te souvent, prouve Ã©videmment que cette seconde partie du disque lunaire existe toujours, bien qu'elle ait cessÃ© temporairement d'Ãªtre visible pour nous: ce phÃ©nomÃ¨ne est l'occultation des Ã©toiles par la lune.

[Illustration: 189, fig. 97]

Quand le croissant de cet astre, convexe du cÃ´tÃ© de l'orient (_fig_. 88), approche d'une Ã©toile, celle-ci disparaÃ®t bien avant qu'elle ne soit atteinte par ce bord concave _a_ (_fig_. 97). Elle devient invisible prÃ©cisÃ©ment au moment oÃ¹ elle doit Ãªtre atteinte par le bord oriental _c_ du disque supposÃ© circulaire et complet. Il est donc Ã©vident que la face de la lune qui est devant nous a toujours la mÃªme Ã©tendue et la mÃªme forme circulaire; mais que nous n'en voyons gÃ©nÃ©ralement qu'une portion plus ou moins grande.

Les phases de la lune s'expliquent parfaitement si on admet que cet astre est un corps sphÃ©rique et opaque comme la terre, dont une moitiÃ© seulement, celle qui fait face au soleil, est Ã©clairÃ©e par cet astre. La lune changeant continuellement de position relativement Ã nous et au soleil, nous apercevons suivant sa position une portion plus ou moins grande de la moitiÃ© Ã©clairÃ©e. De lÃ les diffÃ©rents aspects qu'elle nous prÃ©sente. C'est ce que nous allons expliquer plus au long.

=242.= EXPLICATION DES PHASES DE LA LUNE. Concevons que la lune se meuve en dÃ©crivant autour de la terre T un cercle, le cercle T_l_ (_fig_. 98), et que le soleil S soit situÃ© sur le plan de ce cercle Ã une distance tellement grande par rapport au rayon T_l_, que les rayons lumineux envoyÃ©s par le soleil Ã la lune dans ses diverses positions puissent Ãªtre regardÃ©s comme parallÃ¨les. _Les positions relatives de la terre, du soleil et de la lune que cette figure nous indique, considÃ©rÃ©es par ordre, sont Ã peu prÃ¨s celles qui ont lieu en rÃ©alitÃ©_ (V. nÂº 145). L'hÃ©misphÃ¨re Ã©clairÃ© de la lune tournÃ© vers le soleil S est limitÃ© par un cercle dont la trace est _ssÂ´_ (nous dirons cercle _ssÂ´_), perpendiculaire Ã la direction _l_S des rayons lumineux (considÃ©rez sur la figure l'une quelconque des positions de la lune). D'un autre cÃ´tÃ©, quand mÃªme la surface tout entiÃ¨re de la lune serait Ã©clairÃ©e,

nous ne pourrions voir que la moitiÃ© de l'astre, qui, faisant face Ã la terre, est limitÃ©e par un cercle dont la trace est _ttÂ´_ (cercle _ttÂ´_), perpendiculaire au rayon T_l_ qui va de la terre Ã la lune[90]. La trace _ttÂ´_ est tangente Ã l'arc que la lune intercepte sur sa trajectoire.

[Illustration: 191, fig. 98]

Il est Ã©vident, d'aprÃ¨s cela, que de la terre, on n'aperÃ§oit en rÃ©alitÃ© que la partie de l'hÃ©misphÃ¨re Ã©clairÃ©e _sÂ´ts_, qui lui est commune avec l'hÃ©misphÃ¨re visible _tÂ´st_. La partie commune Ã ces deux hÃ©misphÃ¨res est, en gÃ©nÃ©ral, ce qu'on nomme un fuseau sphÃ©rique (V. la surf. blanche _pspÂ´t_ sur chacune des petites sphÃ¨res, Ã droite et Ã gauche, en dehors du cercle T_l_); la plus grande largeur de ce fuseau est mesurÃ©e en son milieu par l'arc _st_ qui se retrouve prÃ©cisÃ©ment sur notre figure principale. D'aprÃ¨s cela, pour nous rendre compte des phases, il nous suffira, en suivant la lune dans son mouvement autour de la terre T, de dÃ©terminer cette partie commune aux deux hÃ©misphÃ¨res.

[Note 90: _Circonf. ssÂ´_ est la _ligne de sÃ©paration de l'ombre et de la lumiÃ¨re_; on l'appelle quelquefois _cercle d'illumination. Circonf. ttÂ´_ est celle qu'on appelle le _contour apparent de la lune_.]

Quand la lune est en (A), son hÃ©misphÃ¨re obscur est tout entier tournÃ© vers la terre; l'astre est invisible pour nous. Ã€ mesure qu'elle s'avance de (A) vers (B), le cercle _tt'_ tournant avec le rayon T_l_, s'Ã©carte de plus en plus, du cercle _ss'_; une partie de l'hÃ©misphÃ¨re Ã©clairÃ©, _s'ts_, de plus en plus grande, devient visible pour nous. Quand la lune est en B, nous voyons un fuseau dont la largeur est mesurÃ©e par l'arc _st_ (V. sphÃ¨re _psp's'_, Ã cÃ´tÃ©); c'est ce fuseau qui, projetÃ© sur la sphÃ¨re cÃ©leste, nous apparaÃ®t sous la forme d'un croissant (_fig_. 88)[91]. La lune s'avanÃ§ant de (B) vers (C), le fuseau s'Ã©largit (l'arc _st_ augmente); en (C) nous voyons la moitiÃ© de l'hÃ©misphÃ¨re Ã©clairÃ©, c'est alors que la lune est vue sous la forme d'un demi-cercle (_fig_. 90). Lorsqu'elle s'avance de (C) vers (D), puis de (D) vers (E), la partie visible de l'hÃ©misphÃ¨re Ã©clairÃ© augmente de plus en plus (l'arc _st_ grandit). En (D) la lune nous apparaÃ®t sous la forme indiquÃ©e (_fig_. 91). En (E) nous voyons l'hÃ©misphÃ¨re Ã©clairÃ© tout entier; la lune a la forme d'un cercle brillant (_fig_. 92). AprÃ¨s cela une partie de plus en plus grande de cet hÃ©misphÃ¨re Ã©clairÃ© redevient invisible. Le cercle brillant se dÃ©fait du cÃ´tÃ© oÃ¹ il a commencÃ© Ã se former (V. dÃ©sormais l'arc _s't'_ sur la figure). En (F) nous avons la phase indiquÃ©e par la figure 93; en (G) nous avons un demi-cercle (_fig_. 94); dans la position (H) nous avons un croissant (_fig_. 96), et enfin quand la lune est revenue Ã sa premiÃ¨re position (A) nous ne voyons plus rien. Puis la lune continuant Ã tourner, les mÃªmes phases se reproduisent indÃ©finiment.

[Note 91: REMARQUE. La circonfÃ©rence _tt'_ perpendiculaire Ã la ligne qui va de la terre Ã la lune, termine la partie du globe lunaire sur lequel arrivent directement les rayons visuels issus de T; cette circonfÃ©rence est donc la ligne de contact du globe lunaire et du cÃ´ne des rayons visuels tangents, lequel a son sommet en T; cette ligne est vue de face; tout ce qui en est Ã©clairÃ© doit donc avoir pour nous la forme circulaire. Quant au cercle _ss'_, il n'est vu par l'observateur T qu'en projection sur le plan mÃªme du cercle _tt'_, et si nous regardons cette projection comme Ã peu prÃ¨s orthogonale Ã cause de l'Ã©loignement du point de vue, T, situÃ© sur une perpendiculaire au plan de projection, le cercle _ss'_ doit nous faire l'effet d'une demi-ellipse convexe du cÃ´tÃ© du soleil avant le 1er quartier et aprÃ¨s le dernier; concave de ce cÃ´tÃ©, dans l'intervalle: Ã chaque quadrature, le cercle projetÃ© _ss'_ coupant Ã angle droit le plan de projection, sa projection nous fait l'effet d'une ligne droite. La partie la plus convexe du contour du fuseau lunaire Ã©clairÃ© et visible appartient donc au cercle _tt'_; c'est la plus rapprochÃ©e du soleil; la partie gÃ©nÃ©ralement aplatie de ce contour appartient Ã la projection du cercle _ss'_; celle-ci est plus Ã©loignÃ©e que l'autre du soleil. Ainsi se trouve expliquÃ©e une particularitÃ© de notre description des phases. En jetant les yeux sur la _fig._ 98, on verra qu'abstraction faite des diamÃ¨tres apparents des deux disques, terrestre et lunaire, la portion _s_(1)_at_(1), du disque terrestre Ã©clairÃ© visible de la lune, et la partie, _ts_, du disque lunaire Ã©clairÃ© visible de la terre, se complÃ¨tent constamment de maniÃ¨re Ã former, par addition, un cercle Ã©clairÃ© entier[92]. Quand la lune est _nouvelle_, position (A), tout l'hÃ©misphÃ¨re terrestre Ã©clairÃ© _sÂ´_(1)_a_(1)_s_(1) est visible de la lune; pour l'habitant de la lune, il y a _pleine terre_; la masse de lumiÃ¨re rÃ©flÃ©chie de la terre vers la lune est alors la plus grande possible; elle n'est pas effacÃ©e d'ailleurs par la lumiÃ¨re arrivÃ©e du soleil Ã la lune, entiÃ¨rement cachÃ©e pour l'observateur terrestre; il en rÃ©sulte que, Ã cet instant, la lumiÃ¨re cendrÃ©e a sa plus grande intensitÃ©; avec de bons yeux ou une faible lunette, nous voyons le disque lunaire Ã©clairÃ© d'une lumiÃ¨re beaucoup plus faible que celle de la pleine lune. Plus tard, quand le filet lumineux de la lune se forme et s'agrandit, la terre rÃ©flÃ©chit vers la lune une masse de lumiÃ¨re de moins en moins grande; de plus, cette lumiÃ¨re rÃ©flÃ©chie est effacÃ©e en partie par la lumiÃ¨re plus brillante arrivÃ©e directement du soleil Ã la lune; il rÃ©sulte de lÃ que le disque lunaire se partage en deux fuseaux inÃ©galement Ã©clairÃ©s, l'un Ã©troit et brillant, qui grandit; l'autre, plus large et plus terne, qui diminue. BientÃ´t la lumiÃ¨re directe efface tout Ã fait la lumiÃ¨re rÃ©flÃ©chie, et dÃ¨s la premiÃ¨re quadrature la lumiÃ¨re cendrÃ©e n'existe plus pour l'observateur terrestre. Plus tard, aprÃ¨s le _dernier quartier_, quand la lune se rapproche de sa position premiÃ¨re, de la position (G) Ã la position (A), la lumiÃ¨re cendrÃ©e reparaÃ®t et grandit, les mÃªmes effets, dÃ©jÃ dÃ©crits, se reproduisant dans l'ordre inverse.]

[Note 92: V. la _fig._ 71, position (2), de la lune, le fuseau lunaire Ã©clairÃ© et visible est mesurÃ© par l'arc _st_, le fuseau terrestre par l'arc _s_(1)_t_(1), mais _s_(1)_tÂ´_(1) = _st_; or _s_(1)_tÂ´_(1) + _s_(1)_t_(1) = 180Â°, donc _st_ + _s_(1)_t_(1) = 180Â°. En gÃ©nÃ©ral, menez _t_(1)_tÂ´_(1) parallÃ¨le Ã _ttÂ´_, et remarquez la partie commune aux hÃ©misphÃ¨res terrestres _t_(1)_sÂ´_(1)_tÂ´_(1) et _s_(1)_t_(1)_sÂ´_(1); c'est le fuseau terrestre brillant pour l'habitant de la lune; on a constamment _s_(1)_tÂ´_(1) = _st_; et _s_(1)_tÂ´_(1) + _s_(1)_t_(1) = 180Â°; d'oÃ¹ _st_ + _s_(1)_t_(1) = 180Â°.]

=243=. REMARQUES. Dans cette explication des phases de la lune, nous avons supposÃ© que cet astre dÃ©crit un cercle, et que le soleil est fixe dans le plan de ce cercle. Ces conditions ne sont pas exactement remplies, en rÃ©alitÃ©; mais elles ne sont pas indispensables pour l'explication des phases. En fait de distances, nous avons seulement opposÃ© que la distance du soleil Ã la terre ou Ã la lune Ã©tait extrÃªmement grande par rapport Ã la distance qui sÃ©pare ces deux derniers corps; ce qui est toujours vrai en rÃ©alitÃ©. Nous avons supposÃ© que la lune tournait dans le plan de l'Ã©cliptique; elle s'en Ã©carte un peu, mais les phases telles que nous les avons expliquÃ©es ne peuvent Ãªtre que fort peu modifiÃ©es par cette circonstance; car le cercle _ss'_ restant toujours parallÃ¨le Ã lui-mÃªme, le cercle _tt'_ dans le mouvement rÃ©el de la lune doit tourner Ã fort peu prÃ¨s comme nous l'avons supposÃ©; or tout dÃ©pend des positions relatives de ces cercles. Nous avons supposÃ© que le soleil ne tournait pas en mÃªme temps que la lune en rÃ©alitÃ©, les positions relatives des trois astres sont les mÃªmes que si le soleil tournait autour de la terre en mÃªme temps que la lune, mais avec une vitesse angulaire 13 fois-1/3 plus petite. Il rÃ©sulte de lÃ que si on reprÃ©sente par 1 l'angle que la ligne TS a dÃ©crit dans un temps donnÃ© quelconque, 13-1/3 reprÃ©sente l'angle dont le rayon T_l_ qui va Ã la lune a tournÃ© dans le mÃªme temps; si donc ces lignes coÃ¯ncidaient d'abord (position (A) de la lune), aprÃ¨s ce temps donnÃ© elles sont sÃ©parÃ©es par un angle dont la grandeur est reprÃ©sentÃ©e par 12-1/3. On reprÃ©sente donc _avec exactitude_ les positions relatives successives des trois corps en supposant que, le soleil restant sur la ligne fixe TS, la lune tourne autour de la terre avec une vitesse 12 fois-1/3 plus grande que celle du mouvement apparent de translation du soleil; c'est ce que nous avons fait sans mentionner la vitesse. La lune doit donc revenir sur la ligne TS aprÃ¨s 3651,256/12-1/3, c'est-Ã -dire 291-1/2 Ã peu prÃ¨s.

=244=. SYZYGIES ET QUADRATURES. Quand la lune, situÃ©e entre la terre et le soleil, sur la ligne qui joint ces deux corps, est invisible pour nous (position A), on dit qu'elle _est nouvelle_. Il y a _pleine lune_, au contraire, quand cet astre, occupant la position opposÃ©e (E), nous offre l'aspect d'un cercle entier. En (C), Ã 90Â° de la ligne TS, on dit que la lune est Ã son _premier quartier_; en (G), de mÃªme, Ã 90Â° de TS, on dit qu'elle est Ã son _dernier quartier_. Les deux phases principales, _pleine lune et nouvelle lune_, se dÃ©signent souvent sous le nom commun de _syzygies_; le _pre-

mier quartier_ et le _dernier quartier_ s'appellent _quadratures_. Les quatre positions qui tiennent chacune le milieu entre deux des prÃ©cÃ©dentes s'appellent des _octants_.

=245=. Quelquefois ces expressions _nouvelle lune, pleine lune_, etc., ne dÃ©signent pas des phases, mais quatre pÃ©riodes de la rÃ©volution lunaire. On dit que la lune est _nouvelle_ pendant tout le temps qu'elle met Ã aller de la position (A) Ã la position (C), qu'elle est dans son premier quartier pendant qu'elle va de (G) Ã (D), etc.

=246=. REMARQUE. Quand la lune est en (A), sur la ligne TS, ou plutÃ´t quand sa longitude cÃ©leste est la mÃªme que celle du soleil, les deux astres sont dits en _conjonction_. Ã€ cette Ã©poque, au moment oÃ¹ le soleil passe au mÃ©ridien, la ligne TS y passe avec lui; donc la lune doit y passer Ã peu prÃ¨s en mÃªme temps. La lune s'Ã©loignant du soleil en tournant sur la sphÃ¨re cÃ©leste, les longitudes des deux astres sont de plus en plus diffÃ©rentes, l'intervalle de leurs passages au mÃ©ridien augmente de plus en plus. Quand la lune est en (C), la longitude des deux astres diffÃ¨re de 90Â°; la lune passe au mÃ©ridien environ 6 heures aprÃ¨s le soleil. Quand elle arrive en (E), la diffÃ©rence des longitudes est 180Â°; les deux astres sont en _opposition_. La lune se trouve Ã peu prÃ¨s sur le cercle horaire opposÃ© Ã celui du soleil; elle passe au mÃ©ridien 12 heures aprÃ¨s lui. Enfin en (G), la diffÃ©rence des latitudes est de 270Â°; la lune passÃ© alors au mÃ©ridien environ 18 heures aprÃ¨s le soleil. Ainsi se trouve expliquÃ© ce que nous avons dit, nÂº 240, Ã propos du lever et du coucher de la lune.

247. LUMIÃ RE CENDRÃ E. Quand on observe attentivement la lune, quelques jours avant le premier quartier, ou quelques jours aprÃ¨s le dernier, quand le croissant est trÃ¨s-Ã©troit, on voit distinctement le reste du disque Ã©clairÃ© par une lumiÃ¨re pÃ¢le, trÃ¨s-faible, qu'on appelle _lumiÃ¨re cendrÃ©e_. La lune nous offre alors l'aspect reprÃ©sentÃ© par la _fig._ 88 et la _fig._ 96. La lumiÃ¨re cendrÃ©e disparaÃ®t toujours avant le premier quartier, et ne reparaÃ®t que quelque temps aprÃ¨s le dernier quartier.

=248.= _Explication de la lumiÃ¨re cendrÃ©e._ Examinons la terre T vis-Ã -vis du soleil S, et vis-Ã -vis de la lune (positions diverses). La terre Ã©clairÃ©e par le soleil doit produire Ã l'Ã©gard de la lune des phÃ©nomÃ¨nes semblables Ã ceux que la lune produit Ã l'Ã©gard de la terre, c'est-Ã -dire que l'hÃ©misphÃ¨re terrestre Ã©clairÃ© par le soleil prÃ©senterait Ã un habitant de la lune des phases semblables Ã celles que la lune prÃ©sente Ã un habitant de la terre. Suivons sur la _fig._ 99, Ã partir de la premiÃ¨re position (A) de la lune; d'abord la terre doit offrir Ã l'habitant de la lune un cercle lumineux; puis un fuseau brillant dÃ©croissant du cercle au demi-cercle de (A) jusqu'Ã (C); puis du demi-cercle au croissant, au filet, puis Ã zÃ©ro, de (C) Ã (D), puis de (D) Ã (E). A partir de la position (E) de la lune, le fuseau terrestre, se

reformant, grandit, et les phases se reproduisent dans un ordre inverse. Suivant la position occupÃ©e par la lune, la partie Ã©clairÃ©e de la surface terrestre, qui se trouve _vis-Ã -vis_ de cet astre, lui envoie par rÃ©flexion une partie plus ou moins grande de la lumiÃ¨re qu'elle reÃ§oit directement du soleil; la lune nous renvoie une partie de cette lumiÃ¨re rÃ©flÃ©chie. C'est cette lumiÃ¨re affaiblie par une double rÃ©flexion qu'on appelle _lumiÃ¨re cendrÃ©e._

=249.= Nous allons maintenant revenir, pour nous en occuper spÃ©cialement, au mouvement propre de la lune que nous n'avons fait qu'indiquer succinctement nÂº 243. Pour commencer, nous expliquerons comment on dÃ©termine avec prÃ©cision chacune des positions successives de l'astre; puis nous indiquerons les principales circonstances de son mouvement.

=250.= FORME DU DISQUE DE LA LUNE. La lune ayant des dimensions apparentes trÃ¨s-apprÃ©ciables, il est nÃ©cessaire d'indiquer auquel de ses points se rapportent les observations faites pour dÃ©terminer les positions successives de l'astre. Tout nous porte Ã croire, ainsi que nous l'avons expliquÃ© nÂº 241, que la lune est un corps sphÃ©rique opaque comme la terre, et, de mÃªme que celle-ci, Ã©clairÃ© en partie par le soleil. En consÃ©quence, adoptant cette opinion, on opÃ¨re constamment, Ã propos de la lune, comme si on avait devant soi un disque circulaire analogue Ã celui du soleil. C'est au centre de ce disque que se rapportent les observations qui servent Ã dÃ©terminer de temps en temps la position de la lune. On mesure l'ascension droite et la dÃ©clinaison de ce centre, et on se sert de ces angles pour Ã©tudier le mouvement de l'astre sur la sphÃ¨re cÃ©leste.

=251=. MESURE DU DIAMÃ TRE APPARENT, DE L'ASCENSION DROITE, ET DE LA DÃ CLINAISON DU CENTRE DE LA LUNE. Pour trouver l'ascension droite et la dÃ©clinaison de la lune, on ne peut pas opÃ©rer tout Ã fait de la mÃªme maniÃ¨re que pour le soleil, puisqu'on n'aperÃ§oit le plus souvent qu'une moitiÃ© du contour circulaire du disque de la lune; on supplÃ©e Ã ce qui manque sous ce rapport, en faisant usage du diamÃ¨tre apparent de l'astre que l'on peut toujours dÃ©terminer. En effet, dÃ¨s qu'on aperÃ§oit la lune sous la forme d'un croissant, ou autrement, on voit toujours au moins la moitiÃ© de son contour circulaire; il suffit donc de mesurer l'angle sous lequel se voient les extrÃ©mitÃ©s de cette demi-circonfÃ©rence pour avoir le demi-diamÃ¨tre apparent de l'astre (nÂº 124, dÃ©finition)[93]. Ce diamÃ¨tre apparent varie d'une Ã©poque Ã une autre avec la distance de l'astre Ã la terre; il change mÃªme sensiblement d'une heure Ã une autre de la mÃªme journÃ©e; il est donc important de connaÃ®tre sa valeur pour l'instant oÃ¹ on fait l'observation du centre comme nous allons le dire.

[Note 93: On peut employer, pour mesurer ce diamÃ¨tre apparent, un micromÃ¨tre Ã fils parallÃ¨les, c'est-Ã -dire une lunette astronomique dans laquelle les fils du rÃ©ticule, au lieu d'Ãªtre perpendiculaires, sont parallÃ¨les entre eux; l'un de ces fils

est fixe; l'autre fil, demeurant toujours parallÃ¨le au premier, peut en Ãªtre Ã©loignÃ© ou rapprochÃ© au moyen d'une vis. Quand le disque de la lune est entiÃ¨rement visible, on amÃ¨ne les fils Ã Ãªtre tangents au contour; puis on fait tourner la lunette de maniÃ¨re Ã ce que l'un des fils ne cesse pas d'Ãªtre tangent; l'autre fil, sans Ãªtre dÃ©rangÃ©, continue Ã Ãªtre Ã©galement tangent au disque; ce qui prouve que le diamÃ¨tre de ce disque est le mÃªme dans toutes les directions, c'est-Ã -dire que ce disque est exactement circulaire; l'Ã©cart des deux fils donne la mesure du diamÃ¨tre apparent. Il est Ã©vident que les choses ne se passent pas ainsi quand le disque n'est pas entiÃ¨rement visible; la moitiÃ© du contour circulaire est toujours visible, et les extrÃ©mitÃ©s de cette demi-circonfÃ©rence sont les points du contour de la figure les plus Ã©loignÃ©s l'un de l'autre, ceux pour lesquels les fils parallÃ¨les de la lunette, amenÃ©s au contact, sont les plus Ã©cartÃ©s. Le plus grand Ã©cart des fils amenÃ©s au contact donne donc la mesure du diamÃ¨tre apparent de l'astre au moment de l'observation.]

DÃ CLINAISON. Pour obtenir la dÃ©clinaison du centre de la lune, on observe le bord infÃ©rieur du disque, ou bien son bord supÃ©rieur au moyen du mural, afin de dÃ©terminer la dÃ©clinaison de ce bord; cela fait, on n'a plus qu'Ã ajouter ou Ã retrancher le demi-diamÃ¨tre apparent pour connaÃ®tre la dÃ©clinaison du centre.

ASCENSION DROITE. Pour dÃ©terminer l'ascension droite du centre de la lune, on opÃ¨re d'une maniÃ¨re analogue; on observe l'heure du passage au mÃ©ridien du bord oriental, ou du bord occidental (celui qui est visible); on ajoute ou on retranche ensuite la moitiÃ© du temps que le disque tout entier met Ã traverser le mÃ©ridien; le rÃ©sultat est l'heure du passage du centre. (Le temps en question se calcule d'aprÃ¨s le diamÃ¨tre apparent de la lune, au moment de l'observation, et d'aprÃ¨s la valeur de la dÃ©clinaison du centre.)

Ces prÃ©liminaires exposÃ©s, nous allons rÃ©sumer ce qui concerne le mouvement propre de la lune.

=252=. MOUVEMENT PROPRE DE LA LUNE. La lune se dÃ©place parmi les Ã©toiles; pour le reconnaÃ®tre, il suffit de remarquer attentivement la position que cet astre occupe par rapport Ã quelques Ã©toiles voisines; on voit cette position changer d'une maniÃ¨re sensible dans l'espace de quelques heures.

Pour Ã©tudier ce mouvement de la lune, on emploie le mÃªme procÃ©dÃ© que pour celui du soleil. On observe l'astre, aussi souvent que possible, Ã son passage au mÃ©ridien; on dÃ©termine chaque fois son ascension droite et sa dÃ©clinaison; puis on se sert de ces angles pour construire graphiquement sur un globe, ou calculer trigonomÃ©triquement les positions apparentes successives de la lune sur la sphÃ¨re cÃ©leste. D'aprÃ¨s ce travail:

La lune nous paraÃ®t dÃ©crire, d'occident en orient, un grand cercle de la sphÃ¨re cÃ©leste, faisant avec l'Ã©cliptique un angle de 5Â° 9' environ.

=253=. Mais ce grand cercle, analogue Ã l'Ã©cliptique, n'est que le lieu des projections des positions rÃ©elles de l'astre sur la sphÃ¨re cÃ©leste (nÂº 117); le travail prÃ©cÃ©dent ne nous apprend donc rien sur l'orbite de la lune, c'est-Ã -dire sur le lieu de ses positions rÃ©elles, si ce n'est que cette orbite est _plane_. Mais la connaissance des diamÃ¨tres apparents de l'astre permet de dÃ©terminer la nature de l'orbite lunaire.

=254=. Le diamÃ¨tre apparent de la lune varie, comme nous l'avons dit, entre 29' 22" et 33' 31"; la distance de la lune Ã la terre varie donc dans des limites correspondantes. _La lune ne dÃ©crit pas un cercle dont la terre occupe le centre._

Connaissant les positions apparentes successives de la lune sur la sphÃ¨re cÃ©leste et les diamÃ¨tres apparents correspondants, on peut, comme on a fait pour le soleil nÂº 129, construire une courbe, semblable Ã celle que la lune dÃ©crit autour de la terre. On arrive ainsi au rÃ©sultat suivant:

=255=. ORBITE LUNAIRE. _La lune dÃ©crit autour de la terre une ellipse dont la terre occupe un foyer_. Cette ellipse est ce qu'on nomme _l'orbite de la lune_.

L'excentricitÃ© de l'orbite lunaire est environ 0,055 ou 1/18 de son grand axe; elle surpasse 3 fois celle de l'orbite terrestre qui est 1/60; ainsi l'orbite de la lune est plus allongÃ©e, approche moins de la forme d'un cercle que l'orbite de la terre. Le grand axe de l'orbite lunaire s'appelle aussi la _ligne des apsides_; l'une de ses extrÃ©mitÃ©s (la plus voisine de la terre) est le _pÃ©rigÃ©e_ de la lune; l'autre est l'_apogÃ©e_ (nÂº 129).

=256=. LOI DES AIRES. Le principe des aires se vÃ©rifie dans le mouvement de la lune: _les aires elliptiques dÃ©crites par le rayon vecteur qui va de la terre Ã la lune sont proportionnelles aux temps employÃ©s Ã les parcourir_.

On vÃ©rifie Ã©galement que _la vitesse du mouvement angulaire de la lune autour de la terre varie en raison inverse du carrÃ© de la distance des deux globes._

=257=. _Longitudes et latitudes de la lune_. Avant d'aller plus loin, observons que le mouvement de la lune est beaucoup plus simple Ã Ã©tudier quand on le rapporte Ã l'Ã©cliptique et Ã son axe que si on le rapporte Ã l'Ã©quateur. C'est pourquoi, dans l'Ã©tude de ce mouvement, on convertit ordinairement l'ascension droite et la dÃ©clinaison, trouvÃ©es au moyen des instruments mÃ©ridiens, en longitudes et en latitudes, pour se servir prÃ©fÃ©rablement de ces derniers angles.

=258=. _DurÃ©e de la rÃ©volution de la lune_. La position apparente de la lune fait le tour de la sphÃ¨re cÃ©leste 13 fois-1/3 plus vite que celle du soleil; en effet, la

longitude de la lune varie moyennement de 13Â° 10' 35" par jour solaire moyen, tandis que celle du soleil ne varie que de 59' 8".

RÃ VOLUTION SIDÃ RALE DE LA LUNE. On appelle ainsi le temps qui s'Ã©coule entre deux retours consÃ©cutifs de la lune Ã la mÃªme Ã©toile. La rÃ©volution sidÃ©rale de la lune est de 27j 7h 43m 11s, ou 27j. sol. moy.,321661[94].

RÃ VOLUTION SYNODIQUE. _On appelle rÃ©volution synodique de la lune, mois lunaire_, ou _lunaison_, le temps qui s'Ã©coule entre deux retours consÃ©cutifs de la lune Ã la longitude du soleil. La durÃ©e de la rÃ©volution synodique de la lune ou le mois lunaire est de 29j. sol. moy. 12h 14m ou 29j. sol. moy.,53, Ã peu prÃ¨s 29j.-1/2 [95].

[Note 94: On appelle rÃ©volution _tropique_ de la lune le temps qui s'Ã©coule entre deux retours consÃ©cutifs de cet astre Ã la mÃªme longitude. On calcule ce temps comme on a calculÃ© l'annÃ©e tropique (nÂº 157); on dÃ©termine Ã deux Ã©poques assez Ã©loignÃ©es le moment prÃ©cis oÃ¹ la longitude de la lune a une valeur donnÃ©e, 0Â° par exemple; puis on divise le temps Ã©coulÃ© par le nombre des rÃ©volutions qui ont eu lieu entre ces deux Ã©poques. La rÃ©volution tropique est de 27 j. sol. moy.,321582.

La lune ayant quittÃ© une Ã©toile revient plus tÃ´t Ã la mÃªme longitude qu'Ã la mÃªme Ã©toile; en effet, tandis que la lune a fait le tour de la sphÃ¨re, la longitude de l'Ã©toile augmente par l'effet de la prÃ©cession des Ã©quinoxes (nÂº 216). La rÃ©volution tropique est donc plus courte que la rÃ©volution sidÃ©rale. La rÃ©volution sidÃ©rale se dÃ©duit de la rÃ©volution tropique par une proportion qui rÃ©sulte de ce que le chemin angulaire parcouru par l'astre dans la derniÃ¨re pÃ©riode est 360Â°-(50",2 Â· 27,321582 / 365,2422) et dans la premiÃ¨re 360Â°.]

[Note 95: Quand le soleil et la lune ont la mÃªme longitude, il y a _nouvelle lune_: quand, aprÃ¨s une rÃ©volution synodique, ils se retrouvent avoir mÃªme longitude, il y a encore nouvelle lune. En gÃ©nÃ©ral, toutes les phases de la lune se produisent dans l'intervalle d'une nouvelle lune Ã l'autre; la rÃ©volution synodique est _prÃ©cisÃ©ment_ la pÃ©riode des phases; de lÃ son importance et son nom de _lunaison_.]

=259=. La rÃ©volution _synodique_ de la lune est plus longue que la rÃ©volution _sidÃ©rale_; cela s'explique aisÃ©ment. En effet, concevons que la lune, le soleil et une Ã©toile se trouvent ensemble Ã un moment donnÃ© sur le mÃªme cercle de latitude; Ã partir de ce moment, la lune prenant l'avance fait d'abord le tour de la sphÃ¨re cÃ©leste et revient Ã l'Ã©toile aprÃ¨s une rÃ©volution sidÃ©rale, c'est-Ã -dire aprÃ¨s 27j 7h 43m (27j,321661); pendant ce temps, le soleil a parcouru un certain arc sur l'Ã©cliptique, vers l'est; il faudra donc que la lune, recommenÃ§ant une nouvelle

rÃ©volution sidÃ©rale, fasse un certain chemin pour se retrouver avec le soleil sur un mÃªme cercle de latitude; le temps qu'elle met Ã faire ce chemin est l'excÃ¨s de la rÃ©volution synodique sur la rÃ©volution sidÃ©rale.

=260=. La durÃ©e d'une rÃ©volution synodique est facile Ã trouver quand on connaÃ®t les durÃ©es des rÃ©volutions sidÃ©rales du soleil et de la lune qui sont respectivement 365j,25638 et 27j,321661. En prenant le rapport de ces deux nombres, on trouve que la lune parcourt 360Â° de longitude 13 fois-1/3 plus vite que le soleil; il rÃ©sulte de lÃ , en moyenne, que si, aprÃ¨s un certain temps Ã©coulÃ©, le soleil a fait autour de la terre un chemin angulaire reprÃ©sentÃ© par 1, la lune en a fait un reprÃ©sentÃ© par 13-1/3; donc, l'avance de la lune sur le soleil est reprÃ©sentÃ©e aprÃ¨s le mÃªme temps par 12-1/3.

Si donc on compare les positions respectives des cercles de latitude de la lune et du soleil, on voit que, sous ce rapport, les choses se passent exactement comme si, le soleil restant fixe, la lune tournait autour de l'axe de l'Ã©cliptique avec une vitesse 12 fois-1/3 plus grande que celle du mouvement de translation du soleil autour de la terre. La lune ayant quittÃ© le soleil doit donc le retrouver aprÃ¨s un temps 12 fois-1/3 moins grand que celui qu'il faut au soleil pour faire le tour de la sphÃ¨re, c'est-Ã -dire qu'elle le rejoindra de nouveau aprÃ¨s 365j,25638 / 12-1/3[96]. C'est le mÃªme raisonnement que nous avait fait nÂ° 284 dans notre explication des phases de la lune.

[Note 96: Plus exactement 365,25038 / ((365,25638 / 27,321661)-1) = 365,25638 / 12,35...]

=261=. NÅ UDS DE LA LUNE.--MOUVEMENT DE LA LIGNE DES NÅ UDS. Le mouvement de la lune n'est pas tout Ã fait tel que nous l'avons dÃ©crit; il est affectÃ© de certaines irrÃ©gularitÃ©s que, pour plus de clartÃ© et de simplicitÃ©, nous avons Ã dessein passÃ©es sous silence. Nous indiquons, dans une note Ã la fin du chapitre, la principale de ces irrÃ©gularitÃ©s dont il suffit de tenir compte pour avoir une idÃ©e Ã trÃ¨s-peu prÃ¨s exacte du mouvement de la lune (V. cette note).

=262=. DISTANCE DE LA LUNE Ã€ LA TERRE. Nous avons dÃ©jÃ dit, d'aprÃ¨s Lalande, que la parallaxe horizontale moyenne de la lune est Ã l'Ã©quateur de 57'40"; elle varie entre 53'53" et 61'27".

D'aprÃ¨s cela, en faisant usage de la formule D = _r_ / sin. P (nÂ° 224), on arrive Ã ce rÃ©sultat:

La distance de la lune Ã la terre a pour valeur moyenne Ã peu prÃ¨s 60 fois le rayon de la terre (celui de l'Ã©quateur); _ce qui fait Ã peu prÃ¨s 95000 lieues de 4 kilomÃ¨tres_.

Cette distance varie entre 57 fois et 64 fois le mÃªme rayon[97]. On voit par lÃ que la lune est bien moins Ã©loignÃ©e de nous que le soleil, dont la distance moyenne est de 24000 rayons terrestres; le soleil est 400 fois plus Ã©loignÃ© que la lune.

[Note 97: Les distances citÃ©es sont plus exactement 59r,617; 56r,947 et 63r,802.]

=263=. En comparant cette distance moyenne de la lune Ã la terre (60 rayons terrestres) au rayon du soleil qui comprend 112 de ces rayons, on arrive Ã une consÃ©quence curieuse. Si le centre du soleil venait coÃ¯ncider avec le centre de la terre, la lune serait situÃ©e dans l'intÃ©rieur du soleil, mÃªme assez loin de la surface. Cette comparaison donne une idÃ©e de l'immensitÃ© de l'astre qui nous Ã©claire.

=264=. DIMENSIONS DE LA LUNE. D'aprÃ¨s le raisonnement dÃ©jÃ fait, nÂº 201, Ã propos du soleil, le diamÃ¨tre rÃ©el de la lune est au diamÃ¨tre de la terre comme le diamÃ¨tre apparent de la lune est au diamÃ¨tre apparent de la terre vue de la lune, c'est-Ã -dire au double de la parallaxe de cette derniÃ¨re. En faisant usage des valeurs moyennes de ces angles, qui sont 31' 25",7 = 1885",7 et 57' 40" = 3460", on arrive Ã ce rÃ©sultat:

_Le_ RAYON _de la lune est Ã trÃ¨s-peu prÃ¨s les_ 3/11 _du rayon de la terre_. _r'_ = 3/11 _r_.

Le VOLUME de la lune, supposÃ©e sphÃ©rique, est environ 1/49 de celui de la terre. _v'_ = 1/49 de _v_.

Sa SURFACE est Ã peu prÃ¨s les 3/40 de celle de la terre, _s'_ = 3/40 de _s_.

=265=. MASSE. La masse de la lune est Ã peu prÃ¨s 1/81 de celle de la terre.

DENSITÃ . On obtient son rapport Ã celle de la terre en divisant la masse par le volume, ce qui donne 49/81. La densitÃ© de la lune est Ã peu prÃ¨s les 6 dixiÃ¨mes de celle de la terre.

=266=. LE MOUVEMENT PROPRE DE LA LUNE EST UN MOUVEMENT RÃ EL. De ce que la distance de la lune Ã la terre ne dÃ©passe jamais 64 rayons terrestres, tandis que la terre tournant autour du soleil occupe successivement des positions diffÃ©rentes, dont la _distance_, pÃ©riodiquement variable, s'Ã©lÃ¨ve jusqu'Ã 48000 rayons terrestres, on conclut naturellement que la lune et son orbite accompagnent la terre dans son mouvement autour du soleil. La lune est le _satellite_ de la terre. Nous avons vu tout Ã l'heure que la lune est plus petite que la terre; il rÃ©sulte de lÃ et de la faible distance des deux globes que la lune, soumise Ã l'attraction de la terre, doit dÃ©crire autour de notre globe prÃ©cisÃ©ment l'orbite elliptique que l'observation nous a fait connaÃ®tre. Ainsi le mouvement de la lune autour de la terre n'est pas une simple apparence comme le mouvement annuel de translation du soleil, avec

lequel il a d'ailleurs tant de rapports; c'est un mouvement rÃ©el dont toutes les circonstances s'expliquent par les lois de la gravitation universelle[98].

[Note 98: Ces lois expliquent et font connaÃ®tre les irrÃ©gularitÃ©s que nous indiquons Ã la fin du chapitre. L'explication de la rÃ©trogration des nÅ uds est analogue Ã celle de la rÃ©trogradation des points Ã©quinoxiaux, le corps attirant principal Ã©tant la terre au lieu du soleil.]

=267=. TACHES DE LA LUNE. MÃªme Ã la vue simple, on aperÃ§oit sur la surface de la lune des taches grisÃ¢tres dont l'ensemble donne grossiÃ¨rement Ã la lune l'apparence d'une figure humaine. Ã€ chaque lunaison, Ã mesure que le disque s'Ã©claire, on retrouve les mÃªmes taches occupant les mÃªmes positions respectives par rapport au contour du disque. On tire de ce fait une conclusion remarquable.

=268=. _La lune montre toujours Ã la terre Ã peu prÃ¨s la mÃªme partie de sa surface_. Nous ne voyons jamais qu'un hÃ©misphÃ¨re de la lune; l'hÃ©misphÃ¨re opposÃ© nous reste constamment cachÃ©.

=269=. ROTATION DE LA LUNE. De ce que la lune nous montre toujours la mÃªme face dans sa rÃ©volution autour de la terre, on doit conclure qu'elle tourne sur elle-mÃªme.

La lune, comme le soleil et la terre, tourne continuellement sur elle-mÃªme, d'occident en orient, autour d'un axe central; elle fait un tour entier dans le mÃªme temps qu'elle fait sa rÃ©volution sidÃ©rale sur son orbite, c'est-Ã -dire en 27j 7h 43m 11s[99]. _Ce mouvement de rotation de la lune est uniforme comme celui du soleil et de la terre_.

[Note 99: Il est facile de se rendre compte par une expÃ©rience de ce double mouvement de translation et de rotation de la lune.

Figurons-nous un spectateur fixe en S, sur TS (_fig._ 98), Ã une grande distance d'une table ronde, autour de laquelle une seconde personne _l_ circule sans bouger la tÃªte, les yeux constamment fixÃ©s vers le centre T de la table. Partie de la position (A), cette personne _l_ tourne dans le sens des lettres (A), (B), (C)... Quand ce mouvement commence, le spectateur, S, ne voit que le derriÃ¨re de la tÃªte de la personne _l_; puis un peu de sa figure en (B); puis la voit de profil (pos. C); de (C) Ã (D) et de (D) Ã (E), le profil s'Ã©largit, et quand la personne _l_ arrive en (E), le spectateur S la voit en face. Cette personne _l_ a fait Ã©videmment un demi-tour sur elle-mÃªme, en mÃªme temps qu'elle a tournÃ© autour de la table, puisqu'elle voit en face une personne Ã laquelle elle tournait d'abord le dos. La personne _l_ continuant Ã circuler autour de la table, une partie de plus en plus grande de sa figure se cache pour le spectateur S; Ã la position (G), elle n'est plus vue que de profil, et le cÃ´tÃ© visible de sa figure n'est pas celui qui l'Ã©tait Ã la position (C). Enfin, revenue Ã la position (A), la

personne _l_ tourne de nouveau le dos Ã la personne S. La tÃªte de _l_ reprÃ©sentant la lune a donc fait un tour sur elle-mÃªme, en mÃªme temps qu'elle tournait autour du point central T reprÃ©sentant la terre.]

Les extrÃ©mitÃ©s de l'axe de rotation sont les pÃ´les de la lune; le grand cercle perpendiculaire Ã cet axe est l'_Ã©quateur lunaire_; l'Ã©quateur lunaire coupe l'Ã©cliptique suivant une ligne parallÃ¨le Ã la ligne des nÅ uds, en rÃ©trogradant avec elle.

L'axe de rotation de la lune fait avec l'Ã©cliptique un angle presque droit, de 88Â° 29' 49", et avec le plan de l'orbite lunaire un angle de 83Â° 20' 49".

DÃ MONSTRATION. _La rotation de la lune est prouvÃ©e par la fixitÃ© de ses taches._

[Illustration: page 203, fig. 101]

En effet, considÃ©rons, pour plus de simplicitÃ© (_fig._ 101); une tache, _m_, situÃ©e au centre mÃªme du disque, sur la ligne T_l_ qui joint ce centre Ã celui de la terre, et suivons le mouvement de la lune Ã partir de la position (A). Si la lune se dÃ©plaÃ§ait le long de son orbite sans tourner sur elle-mÃªme, chaque ligne _lm_ de son intÃ©rieur se transportant parallÃ¨lement Ã elle-mÃªme, dans la position (B) de cet astre, la tache _m_ serait vue en _m'_; on la voit toujours en _m_ sur la direction du rayon T_l'_ qui va de la terre au centre du disque; cette tache a donc tournÃ© dans l'intervalle de l'arc _m'm_ = _m'l'_T = _l'_T_l_. Quand la lune arrive Ã la position (C), la tache, au lieu d'Ãªtre vue en _m"_, est toujours vue en _m_; elle a donc tournÃ© de l'arc _m"m_ = _m"l"_T = _l"_T_l_; voyez encore ce qui arrive Ã la position (D), etc. Il rÃ©sulte donc de la fixitÃ© des taches que chaque point _m_ de la surface de la lune est animÃ©, autour d'un axe passant en _l_, d'un mouvement angulaire prÃ©cisÃ©ment Ã©gal au mouvement du centre de la lune autour de la terre. Chaque tache doit faire un tour entier dans le mÃªme temps que le centre _l_ de la lune fait une rÃ©volution autour de la terre. Tel est prÃ©cisÃ©ment le mouvement de rotation indiquÃ©.

=270.= LIBRATION DE LA LUNE. A la vue simple, les taches de la lune nous paraissent toujours garder la mÃªme position; mais si on les observe attentivement pendant quelques jours avec une lunette, on remarque que les points observÃ©s ne conservent pas en rÃ©alitÃ© la mÃªme position sur le disque; chacun d'eux nous paraÃ®t osciller de part et d'autre d'une position moyenne. L'impression gÃ©nÃ©rale que nous laissent tous ces petits mouvements, qui d'ailleurs Ã une mÃªme Ã©poque quelconque de l'observation, ont tous lieu dans le mÃªme sens, c'est que la lune tout entiÃ¨re Ã©prouve un mouvement d'oscillation, ou de balancement, autour de son

centre, qui produit celui des taches que nous voyons Ã sa surface. Ce mouvement particulier de la lune, dÃ©couvert par GalilÃ©e, a reÃ§u le nom de _libration_.

La libration de la lune est un mouvement composÃ©, dÃ» Ã trois causes distinctes produisant chacune une libration particuliÃ¨re. Ces trois librations particuliÃ¨res, dont la coexistence produit le mouvement d'oscillation des taches tel qu'on l'observe, sont connues sous les noms de _libration en longitude_, _libration en latitude_, et _libration diurne_. Nous les dÃ©crirons sÃ©parÃ©ment afin de les mieux faire comprendre.

=271.= LIBRATION EN LONGITUDE. Les taches de la lune les plus rapprochÃ©es du centre nous paraissent osciller de part et d'autre de ce point; celles qui avoisinent l'un ou l'autre bord se montrent et se cachent alternativement; en somme, le globe lunaire nous paraÃ®t se balancer lÃ©gÃ¨rement, en tournant de droite Ã gauche, puis _vice versa_, de gauche Ã droite autour d'une perpendiculaire au plan de son orbite. C'est ce balancement de la lune que l'on dÃ©signe sous le nom de _libration en longitude_.

Pour parler d'une maniÃ¨re plus prÃ©cise, nous dirons:

La _libration en longitude_, considÃ©rÃ©e seule, consiste dans une espÃ¨ce de balancement continuel, ou mouvement de _va-et-vient_ circulaire, du globe lunaire autour d'un axe perpendiculaire au plan de son orbite. Par suite, une tache centrale nous parait osciller de part et d'autre du centre. Quand la lune part du pÃ©rigÃ©e, les taches situÃ©es alors prÃ¨s du bord oriental disparaissent successivement, pour ne reparaÃ®tre qu'au moment oÃ¹ la lune apparaÃ®t Ã l'apogÃ©e; dans le mÃªme temps, de nouvelles taches, invisibles auparavant, apparaissent au bord occidental, se rapprochent du centre, puis, s'en retournant vers le bord, disparaissent successivement. Quand la lune va de l'apogÃ©e au pÃ©rigÃ©e, les _mÃªmes_ taches du bord oriental se rapprochent du centre; puis, arrivÃ©es Ã une certaine distance du bord, s'en retournent pour y Ãªtre revenues au moment oÃ¹ la lune arrive au pÃ©rigÃ©e; les taches vues au commencement de cette seconde pÃ©riode sur le bord occidental disparaissent pour ne reparaÃ®tre qu'Ã l'arrivÃ©e de la lune au pÃ©rigÃ©e.

L'amplitude de chaque oscillation est de 8Â°; par exemple: une tache qui, Ã peine arrivÃ©e au bord occidental, disparaÃ®t, a parcouru, pour arriver lÃ de sa position la plus Ã©loignÃ©e, un arc de 8Â°. Nous voyons donc, Ã l'ouest et Ã l'est du globe lunaire, successivement, un fuseau de 8Â° de largeur que nous ne verrions pas sans la libration en longitude.

=272.= LIBRATION EN LATITUDE. La lune nous paraÃ®t se balancer lÃ©gÃ¨rement de haut en bas, puis de bas en haut, autour d'un axe situÃ© dans le plan de son orbite. Des taches apparaissent successivement au bord supÃ©rieur du disque (par

rapport Ã l'orbite), s'avancent un peu en deÃ§Ã ; puis, s'en retournant, disparaissent les unes aprÃ¨s les autres; tandis que des taches voisines du bord infÃ©rieur opposÃ©, s'en rapprochent progressivement, disparaissent pour reparaÃ®tre plus tard. L'amplitude d'une oscillation est d'environ 6Â°-1/2.

=273.= LIBRATION DIURNE. Enfin on remarque encore un troisiÃ¨me balancement de l'astre beaucoup plus faible que les deux autres, et dont la pÃ©riode ne dure qu'un jour: c'est un mouvement de _va-et-vient_ circulaire autour de l'axe de rotation de lÃ terre, c'est-Ã -dire suivant le parallÃ¨le cÃ©leste que la lune nous paraÃ®t dÃ©crire au-dessus de notre horizon dans le mouvement diurne de la sphÃ¨re cÃ©leste. L'amplitude de cette oscillation est Ã©gale Ã la parallaxe de l'astre, environ 1Â°[100].

[Note 100: Voir note II, Ã la fin du chapitre, l'explication de chaque libration.]

=274.= MONTAGNES DE LA LUNE. A l'aide du tÃ©lescope on distingue Ã la surface de la lune des inÃ©galitÃ©s qui ne peuvent Ãªtre que des montagnes; car elles projettent des ombres trÃ¨s-caractÃ©risÃ©es dont la position et la grandeur se rapportent exactement Ã la direction des rayons solaires qui arrivent sur les lieux de la surface de la lune oÃ¹ ces inÃ©galitÃ©s s'observent.

Le bord du fuseau brillant de la lune tournÃ© du cÃ´tÃ© du soleil est toujours circulaire et Ã peu prÃ¨s uni; mais le bord opposÃ© de la partie Ã©clairÃ©e qui devait offrir l'apparence d'une ellipse bien tranchÃ©e, si la surface lunaire avait une courbe unie, se montre toujours avec des dÃ©chirures ou des dentelures qui indiquent des cavitÃ©s et des _points proÃ©minents_. Les dentelures sont de grandes ombres que prÃ©sentent des montagnes situÃ©es sur ce bord, quand le bord Ã©clairÃ© dÃ©passe ces points proÃ©minents; le soleil gagnant en hauteur, ses rayons sont moins inclinÃ©s; les ombres se raccourcissent. Quand la lune est pleine, les rayons solaires arrivant perpendiculairement en mÃªme temps que nos rayons visuels, on n'aperÃ§oit plus d'ombre sur aucun point de la surface lunaire.

L'existence des montagnes lunaires est encore confirmÃ©e par ce fait, qu'il existe mÃªme en dehors de la partie Ã©clairÃ©e des points brillants, qui sont les sommets de montagnes Ã©clairÃ©es avant les vallÃ©es voisines.

On a pu, Ã l'aide de mesures micromÃ©triques des ombres portÃ©es, calculer les hauteurs de plusieurs montagnes de la lune. MM. Beer et Maddler, de Berlin, aprÃ¨s avoir effectuÃ© un grand nombre de ces mesures dans les diverses parties de l'hÃ©misphÃ¨re lunaire visible, ont trouvÃ© 22 montagnes dont la hauteur dÃ©passe 4800 mÃ¨tres (hauteur du mont Blanc).

Voici, les plus hautes que nous dÃ©signons par leurs noms gÃ©nÃ©ralement adoptÃ©s:

Dorfel 7603 mÃ¨tres.

Newton 7264

Casatus 6956

Curtius 6769

Calippus 6216

Tycho 6151

Huyghens 5530

=275.= REMARQUE. Les taches grisÃ¢tres que l'on remarque Ã l'Å il nu sur la surface de la lune ne sont pas des montagnes; ce sont des parties qui rÃ©flÃ©chissent moins bien les rayons solaires que les rÃ©gions environnantes. Ces parties moins brillantes ne renferment presque pas de montagnes; on leur a donnÃ© jusqu'ici le nom de _mers_, Ã tort, puisque, ainsi que nous l'expliquerons bientÃ´t, il ne peut exister d'eau Ã la surface de la lune.

[Illustration: page 207, fig. 106.]

=276.= CONSTITUTION VOLCANIQUE DE LA LUNE. Les montagnes trÃ¨s-nombreuses de la lune prÃ©sentent un caractÃ¨re particulier extrÃªmement remarquable. Elles offrent en gÃ©nÃ©ral l'aspect d'un bourrelet circulaire entourant une cavitÃ© dont le fond est quelquefois au-dessous du niveau des parties environnantes de la surface de la lune. Souvent il existe au milieu de cette cavitÃ© centrale une montagne isolÃ©e en forme de pic (_fig._ 106). Ces montagnes circulaires ressemblent assez aux cratÃ¨res des volcans Ã©teints qui existent Ã la surface de la terre; mais les diamÃ¨tres des montagnes lunaires sont incomparablement plus grands que les diamÃ¨tres de ces volcans. Le diamÃ¨tre de l'Etna, dans son maximum, a atteint 1500 mÃ¨tres; et celui du VÃ©suve, environ 700 mÃ¨tres. Or, parmi les plus grandes montagnes circulaires de la lune on en cite deux qui ont 91200 et 87500 mÃ¨tres de diamÃ¨tre. A partir de lÃ on en trouve de toutes les dimensions, jusqu'aux plus petites que nous puissions apprÃ©cier Ã la distance de la lune. Eu Ã©gard Ã leurs dimensions, les grandes montagnes lunaires sont plutÃ´t comparables Ã certains cirques montagneux que l'on rencontre sur la terre, et que l'on dÃ©signe sous le nom de cratÃ¨res de _soulÃ¨vement_. Tels sont, par exemple, le cirque de l'Ã®le de Ceylan, qui a 70000 mÃ¨tres de diamÃ¨tre; celui de l'Oisans, dans le DauphinÃ©, qui en a 20000, et le cirque du Cantal (Auvergne), qui en a 10000.

En somme la surface de la lune nous offre l'aspect gÃ©nÃ©ral des contrÃ©es volcaniques; on y voit presque partout des accidents de terrain considÃ©rables; le sol paraÃ®t avoir Ã©tÃ© tourmentÃ© par des actions volcaniques intÃ©rieures; il

n'offre pas les traces d'un nivellement pareil Ã celui que les eaux et les agents atmosphÃ©riques ont produit avec le temps sur la surface de la terre.

=277.= ABSENCE D'ATMOSPHÃ RE Ã LA SURFACE DE LUNE. Il rÃ©sulte de divers indices que la lune n'est pas entourÃ©e d'une atmosphÃ¨re gazeuse analogue Ã celle dans laquelle nous vivons; voici l'observation qui dÃ©montre de la maniÃ¨re la plus prÃ©cise cette absence d'atmosphÃ¨re autour de la lune. (V. aussi la note ci-aprÃ¨s.)

Quand cet astre, en vertu de son mouvement propre, vient Ã passer devant une Ã©toile, on peut observer avec une grande exactitude l'instant prÃ©cis de la disparition de l'Ã©toile, puis l'instant de sa rÃ©apparition; de lÃ on dÃ©duit la durÃ©e de l'occultation. D'un autre cÃ´tÃ©, les lois connues du mouvement de la lune nous apprennent quelle est la position de cet astre par rapport Ã la terre et Ã l'Ã©toile, au moment de l'observation, et par suite quelle est la corde du disque qui passe prÃ©cisÃ©ment entre l'observateur et l'Ã©toile. Connaissant la vitesse du mouvement propre de la lune au mÃªme moment, on peut calculer le temps qu'il faut au dernier point de cette corde (considÃ©rÃ©e dans le sens du mouvement), pour venir remplacer le premier sur la direction du rayon visuel qui va de l'observateur Ã l'Ã©toile; car ce temps est prÃ©cisÃ©ment celui qu'il faut Ã cette deuxiÃ¨me extrÃ©mitÃ© comme Ã tout autre point de la lune pour parcourir dans le sens de l'orbite un chemin ayant la longueur connue de la corde en question. Or on trouve toujours que ce temps est Ã©gal Ã la durÃ©e de l'occultation; ou du moins la diffÃ©rence qui existe entre ces deux temps est assez faible pour qu'on puisse la regarder comme rÃ©sultant des erreurs d'observation.

Il n'en peut Ãªtre ainsi Ã©videmment que si la lune n'a pas d'atmosphÃ¨re gazeuse analogue Ã la nÃ´tre; en effet, le temps _calculÃ©_ est prÃ©cisÃ©ment celui pendant lequel le rayon lumineux qui va _en droite ligne_ de l'Ã©toile Ã l'observateur est successivement interceptÃ© par les divers points de la corde que nous avons considÃ©rÃ©s; c'est donc prÃ©cisÃ©ment le temps que doit durer l'occultation, si ce rayon direct est le seul qui puisse nous montrer l'Ã©toile. Cela posÃ©, admettons que la lune soit entourÃ©e d'une atmosphÃ¨re gazeuse plus ou moins Ã©tendue, et considÃ©rons l'Ã©toile e un peu aprÃ¨s le moment oÃ¹ le disque lunaire a commencÃ© Ã s'interposer entre elle et l'observateur placÃ© en O (_fig._107, nÂº 1).

[Illustration: 209, fig. 107]

Le rayon direct _e_O est interceptÃ© et ne nous montre plus l'Ã©toile; mais le rayon lumineux _ec_ qui traverse l'atmosphÃ¨re tout prÃ¨s de ce disque se rÃ©fracte et nous apporte indirectement la vue de l'astre; celui-ci ne cesse d'Ãªtre vu que lorsqu'il est dÃ©jÃ assez avancÃ© derriÃ¨re la lune pour que la rÃ©fraction ne puisse plus dÃ©vier jusqu'Ã nous aucun des rayons qui vont de l'Ã©toile Ã l'atmosphÃ¨re: l'oc-

cultation commencerait donc en rÃ©alitÃ© un certain temps _aprÃ¨s_ le passage entre la terre et l'Ã©toile de la premiÃ¨re extrÃ©mitÃ© de la corde que nous considÃ©rons. Elle cesserait aussi un certain temps _avant_ le passage de la seconde extrÃ©mitÃ©; car un peu avant ce dernier passage, la vue de l'Ã©toile nous serait apportÃ©e par un des rayons lumineux rÃ©fractÃ©s allant de l'Ã©toile Ã la partie de l'atmosphÃ¨re qui avoisine cette seconde extrÃ©mitÃ© (_fig._ 107, nÂº 2). La durÃ©e de l'occultation, ainsi diminuÃ©e au commencement et Ã la fin, diffÃ©rerait donc du temps qui a Ã©tÃ© calculÃ© d'aprÃ¨s la longueur de la corde, d'une quantitÃ© d'autant plus grande que l'atmosphÃ¨re lunaire serait plus Ã©tendue et plus dense. Comme il n'existe pas de diffÃ©rence apprÃ©ciable entre ces deux durÃ©es, il en rÃ©sulte que la lune n'a pas d'atmosphÃ¨re d'une densitÃ© apprÃ©ciable.

On a pu reconnaÃ®tre ainsi que l'atmosphÃ¨re de la lune, s'il y en a une, est nÃ©cessairement moins dense Ã la surface mÃªme de l'astre que l'air qui reste dans nos meilleures machines pneumatiques lorsqu'on y a fait le vide autant que possible. Cela revient Ã dire que la lune n'a pas d'atmosphÃ¨re[101].

[Note 101: On arrive Ã la mÃªme consÃ©quence de la maniÃ¨re suivante: Si la lune a une atmosphÃ¨re, il n'y a pas de nuages flottants dans cette atmosphÃ¨re comme dans la nÃ´tre; car des nuages cacheraient nÃ©cessairement certaines portions de la surface de la lune, et l'aspect gÃ©nÃ©ral du globe lunaire varierait d'un instant Ã l'autre d'une maniÃ¨re irrÃ©guliÃ¨re; or nous savons qu'il ne se passe rien de pareil.

S'il n'y a pas de nuages dans l'atmosphÃ¨re de la lune, cette atmosphÃ¨re est tout Ã fait transparente; mais une pareille atmosphÃ¨re doit, en rÃ©flÃ©chissant les rayons lumineux qui la traversent en dÃ©passant la lune, produire sur cet astre quelque chose d'analogue Ã notre crÃ©puscule: une moitiÃ© de la lune Ã©tant Ã©clairÃ©e comme la moitiÃ© de la terre, des rayons solaires seraient rÃ©flÃ©chis par l'atmosphÃ¨re de cette premiÃ¨re moitiÃ© de la lune sur une partie de la seconde moitiÃ© en quantitÃ© dÃ©croissante, Ã mesure qu'on s'Ã©loignerait des bords de l'hÃ©misphÃ¨re Ã©clairÃ©. Ã€ l'Ã©poque oÃ¹ la lune n'est pas pleine, la surface de la lune qui est vis-Ã -vis de nous se composerait toujours d'une partie Ã©clairÃ©e et d'une partie obscure, mais sans transition brusque de l'une a l'autre; il devrait y avoir une dÃ©gradation insensible de lumiÃ¨re du cÃ´tÃ© de la partie de cette surface qui ne reÃ§oit pas directement les rayons du soleil; il n'y aurait pas une sÃ©paration nette des deux parties. Or, comme cette dÃ©gradation de lumiÃ¨re n'existe pas, que les deux parties de l'hÃ©misphÃ¨re lunaire qui fait face Ã la terre sont sÃ©parÃ©es par une ligne elliptique trÃ¨s-tranchÃ©e, on conclut de lÃ que la lune n'a pas d'atmosphÃ¨re.]

=278=. ABSENCE D'EAU SUR LA LUNE. De ce que la lune n'a pas d'atmosphÃ¨re, on conclut immÃ©diatement qu'il n'existe pas d'eau Ã la surface de cet astre; car s'il y en avait, cette eau, dont la surface serait libre de toute pression, produirait des vapeurs qui constitueraient immÃ©diatement une atmosphÃ¨re. C'est donc Ã tort qu'on a

donnÃ© le nom de mers aux taches grisÃ¢tres qu'on aperÃ§oit Ã la surface de la lune (nÂº 286).

=279=. Une consÃ©quence immÃ©diate de l'absence d'atmosphÃ¨re et d'eau sur la lune, c'est que cet astre ne peut Ãªtre habitÃ© par des Ãªtres animÃ©s, au moins par des Ãªtres analogues Ã ceux qui habitent la terre.

La surface de la lune ne doit offrir aucune vÃ©gÃ©tation; la tempÃ©rature y doit Ãªtre trÃ¨s-basse. En raison de l'absence d'eau et d'atmosphÃ¨re, la configuration du globe lunaire a dÃ» se conserver telle qu'elle Ã©tait au moment oÃ¹ ce globe s'est solidifiÃ©. C'est ce qui explique le grand nombre de cirques qu'on y voit, tandis que, les cirques sont rares sur la terre, oÃ¹ les eaux et les agents atmosphÃ©riques, par leur action continue, ont en gÃ©nÃ©ral dÃ©gradÃ© les aspÃ©ritÃ©s et comblÃ© les cavitÃ©s.

DES Ã CLIPSES.

=280=. Il arrive de temps en temps, Ã l'Ã©poque de la pleine lune, que le disque de cet astre s'entame peu Ã peu d'un cÃ´tÃ©; une Ã©chancrure s'y forme, augmente progressivement d'Ã©tendue, puis diminue peu Ã peu, et finit par s'anÃ©antir, le disque redevenant ce qu'il Ã©tait avant le commencement du phÃ©nomÃ¨ne. Quelquefois l'Ã©chancrure augmente Ã tel point qu'elle envahit le disque entier; l'astre disparaÃ®t complÃ¨tement pendant un certain temps; au bout de ce temps il reparaÃ®t; le disque se dÃ©couvre progressivement, en nous prÃ©sentant en sens inverse les mÃªmes phases successives qu'avant sa disparition. Le phÃ©nomÃ¨ne que nous venons de dÃ©crire est ce qu'on appelle une _Ã©clipse de lune partielle ou totale_.

Les phases d'une Ã©clipse de lune ont quelque analogie avec celles que cet astre nous prÃ©sente rÃ©guliÃ¨rement Ã chaque lunaison; mais elles en diffÃ¨rent essentiellement par leur durÃ©e (les phases d'une Ã©clipse se produisent toutes dans un petit nombre d'heures), et par l'irrÃ©gularitÃ© des intervalles de temps compris entre les Ã©clipses successives.

=281=. Il y a aussi des _Ã©clipses de soleil partielles ou totales_. De temps Ã autre, Ã des intervalles irrÃ©guliers, le disque du soleil disparaÃ®t graduellement, en partie ou en totalitÃ©, nous offrant des phases analogues Ã celles que nous venons de dÃ©crire pour la lune.

=282=. Les Ã©clipses de lune ont toujours lieu, au moment de l'_opposition_, quand la lune est _pleine_; or Ã cette Ã©poque la terre se trouve entre le soleil et la lune (nÂº 242, fig. 98); en se rendant compte d'une maniÃ¨re prÃ©cise de la position des trois corps, on reconnaÃ®t facilement qu'une Ã©clipse de lune a pour cause l'interposition de la terre qui intercepte une partie ou la totalitÃ© des rayons solaires dirigÃ©s sur le globe lunaire.

=283=. Les Ã©clipses de soleil ont toujours lieu Ã l'Ã©poque de la _conjonction_, quand la lune est _nouvelle_; or Ã cette Ã©poque la lune se trouve entre le soleil et la terre (nÂº 242, fig. 98); on reconnaÃ®t aisÃ©ment qu'une Ã©clipse de soleil, partielle ou totale, est due Ã l'interposition de la lune qui intercepte une partie ou la totalitÃ© des rayons solaires dirigÃ©s vers la terre.

=284=. EXPLICATION DES Ã CLIPSES. La figure 108 rend manifeste cette explication des Ã©clipses.

[Illustration: 212, fig. 108]

[102]

ConsidÃ©rons deux globes sphÃ©riques S et T; le premier S plus grand que le second est lumineux; l'autre T est opaque, et ne peut Ãªtre Ã©clairÃ© que par le globe S.

[Note 102: La _concavitÃ©_ de la courbe que dÃ©crivent les diffÃ©rentes positions _l, l', l"_... de la lune doit Ãªtre tournÃ©e en sens inverse (vers la terre): le graveur s'est trompÃ©.]

Concevons par la ligne des centres, ST, un plan qui dÃ©termine sur les globes les circonfÃ©rences de grands cercles, circ. SB', circ. TB; soit DBB' une tangente commune aux deux circonfÃ©rences. Imaginons que cette tangente fasse une rÃ©volution autour de TS avec les demi-circonfÃ©rences qu'elle touche. Tandis que celles-ci dÃ©crivent les surfaces des deux globes, la tangente engendre un cÃ´ne droit indÃ©fini dont le sommet est en D; ce cÃ´ne DB'C' touche et enveloppe les deux globes T et S; c'est ce qu'on appelle le cÃ´ne tangent _extÃ©rieur_ aux deux sphÃ¨res. Limitons ce cÃ´ne au petit cercle BKC; on a ainsi le cÃ´ne circulaire droit DBC; ce cÃ´ne est ce qu'on appelle le _cÃ´ne d'ombre_ du globe opaque T par rapport au globe lumineux S. On le nomme ainsi parce que tous les points, N, de l'intÃ©rieur de ce cÃ´ne, sont dans l'obscuritÃ©; tous les rayons lumineux, qui pourraient y arriver en ligne droite du globe S, Ã©tant, comme le montre la figure, interceptÃ©s par le globe opaque T (essayez de joindre, par une ligne droite, un point du globe S au point N). D'aucun de ces points, N, intÃ©rieurs au cÃ´ne d'ombre DBC, on ne peut non plus apercevoir le globe S[103].

[Note 103: Pour plus de clartÃ© et de simplicitÃ©, _nous faisons ici et plus loin abstraction de tout effet de rÃ©fraction_; il en sera ainsi jusqu'Ã l'endroit oÃ¹ nous expliquons l'effet de l'atmosphÃ¨re terrestre sur les Ã©clipses de lune.]

Concevons maintenant une tangente commune, HIH', passant entre les mÃªmes circonfÃ©rences, circ. TB et circ. SB'; faisons encore tourner cette tangente en mÃªme temps que les deux circonfÃ©rences autour de ST comme axe; cette tangente engendre une nouvelle surface conique indÃ©finie dont le sommet est en I, et qui touche et enveloppe les globes T et S, de ses deux nappes _p_I_q_, P'I_q'_; ce nouveau cÃ´ne est le

cÃ´ne tangent _intÃ©rieur_ aux deux sphÃ¨res. Le tronc de cÃ´ne indÃ©fini _p_EH_q_ comprend dans son intÃ©rieur _le cÃ´ne d'ombre_, DBC, du globe T. L'espace qui existe _dans ce tronc de cÃ´ne_, autour et au delÃ du cÃ´ne d'ombre, DBC, se nomme la _pÃ©nombre_ du globe opaque T par rapport au globe lumineux S. Ce nom de _pÃ©nombre_ (presque ombre) vient de ce que chaque point; M, situÃ© dans l'espace ainsi dÃ©signÃ©, est mis par le globe opaque T Ã l'ombre d'une partie du corps lumineux S. Ainsi le point M, marquÃ© sur notre figure, ne reÃ§oit pas de lumiÃ¨re de la partie G'E'C' du globe S, tandis qu'il en reÃ§oit librement de la partie supÃ©rieure G'H'B' (essayez de joindre M, par une ligne droite, Ã un des points de G'E'C; MG' est une tangente au globe T). Du point M on ne voit pas la partie G'E'C de S, on ne voit que la partie supÃ©rieure G'H'B'. Chaque point M de la pÃ©nombre reÃ§oit du globe S une somme de rayons lumineux d'autant moindre qu'il est plus rapprochÃ© du cÃ´ne d'ombre; c'est ce que la figure met en Ã©vidence.

A l'aide de ces explications gÃ©omÃ©triques, on comprendra facilement ce que nous allons dire des Ã©clipses. Nous commencerons par les Ã©clipses de lune.

=285=. Ã CLIPSES DE LUNE. Supposons que le globe lumineux S soit le soleil, et que le globe T soit la terre. Celle-ci se meut autour du soleil avec son _cÃ´ne d'ombre_. Quand, Ã l'Ã©poque de l'opposition (pleine lune), la terre se trouve entre le soleil et la lune, il peut arriver que cette derniÃ¨re, qui se trouve prÃ©cisÃ©ment du cÃ´tÃ© du cÃ´ne d'ombre, se rapproche assez de la terre pour pÃ©nÃ©trer dans ce cÃ´ne en totalitÃ© ou en partie, comme il est indiquÃ© sur notre figure; positions _l_ et _l'_ de la lune. Quand la lune se trouve dans la position _l_, elle ne reÃ§oit aucune lumiÃ¨re du soleil; elle n'en reÃ§oit pas non plus de la terre par rÃ©flexion (car elle est prÃ©cisÃ©ment vis-Ã -vis de l'hÃ©misphÃ¨re obscur de la terre). La lune est donc alors complÃ¨tement obscure et invisible; on ne la voit plus d'aucun point de la terre, _ni de l'espace_ (V. nÂº 290). Il y a alors _Ã©clipse totale de lune_.

=286=. _Les phases d'une pareille Ã©clipse s'expliquent naturellement_. La lune tournant autour de la terre, de l'ouest Ã l'est, arrive au cÃ´ne d'ombre de la terre dans lequel elle se plonge peu Ã peu (du cÃ´tÃ© DB par exemple); le disque lunaire s'Ã©chancre vers le bord oriental (position _l'_); l'Ã©chancrure, augmentant progressivement, envahit tout le disque; l'astre est alors tout entier dans le cÃ´ne (position _l_). Son mouvement vers l'est continuant, il atteint l'autre cÃ´tÃ© (DC) du cÃ´ne, et commence Ã en sortir (4e position); le bord oriental du disque, Ã©clipsÃ© le premier, reparaÃ®t aussi le premier; l'astre sortant peu Ã peu de l'ombre, le disque se dÃ©couvre progressivement, nous offrant les mÃªmes phases qu'Ã l'entrÃ©e, mais en sens inverse; aprÃ¨s quoi nous le revoyons tel qu'il Ã©tait avant le commencement de l'Ã©clipse.

Il y a _Ã©clipse partielle_ quand la lune, au lieu d'entrer en plein dans le cÃ´ne d'ombre, atteint ce cÃ´ne sur le cÃ´tÃ©: une partie seulement du globe lunaire, _l'_,

traverse l'ombre; elle y entre progressivement, puis en sort de mÃªme; on se figure aisÃ©ment la marche du phÃ©nomÃ¨ne et les apparences qui en rÃ©sultent pour nous.

=287=. EFFET DE LA PÃ NOMBRE. Avant d'entrer dans le cÃ´ne d'ombre, la lune traverse la pÃ©nombre (de EP Ã BD); la quantitÃ© de rayons solaires qu'elle reÃ§oit en gÃ©nÃ©ral du soleil diminue de plus en plus; il en rÃ©sulte que l'Ã©clat de chaque partie du disque s'affaiblit progressivement Ã mesure que l'astre approche du cÃ´ne d'ombre. Il n'y a donc pas passage subit de l'Ã©clat ordinaire du disque Ã l'obscuritÃ©, mais dÃ©gradation progressive de lumiÃ¨re depuis l'un jusqu'Ã l'autre[104]. De mÃªme Ã la sortie, l'astre, quittant le cÃ´ne d'ombre (du cÃ´tÃ© CD), entre dans la pÃ©nombre; Ã mesure qu'il s'avance vers la limite extÃ©rieure (HQ) de cette pÃ©nombre, le disque d'abord terne reprend peu Ã peu son Ã©clat ordinaire[A].

[Note 104: Cette dÃ©gradation de teinte est tellement prononcÃ©e, qu'il est impossible d'indiquer avec prÃ©cision l'instant oÃ¹ un point remarquable de la lune quitte la pÃ©nombre pour entrer dans l'ombre pure, ou inversement.]

=288=. Il peut arriver que la lune ne passe pas assez prÃ¨s de l'axe DTS du cÃ´ne d'ombre pour entrer dans ce cÃ´ne, mais qu'elle traverse la pÃ©nombre Ã cÃ´tÃ© du cÃ´ne; alors son Ã©clat se ternit, le disque nous paraÃ®t moins brillant; mais comme aucune de ses parties ne cesse absolument d'Ãªtre Ã©clairÃ©e par le soleil, il n'y a pas d'Ã©clipse proprement dite.

=289=. _Les Ã©clipses de lune ne peuvent avoir lieu que vers l'opposition, Ã l'Ã©poque de la pleine lune; mais il n'y a pas nÃ©cessairement Ã©clipse Ã toutes les oppositions_.

A l'inspection de la _fig._ 108, on voit aisÃ©ment qu'il ne peut y avoir Ã©clipse de lune qu'aux Ã©poques oÃ¹ cet astre est assez _rapprochÃ© de l'axe_ STD _du cÃ´ne d'ombre de la terre, du cÃ´tÃ© de la terre opposÃ© au soleil_. Or cette ligne STD qui joint le centre du soleil Ã celui de la terre n'est autre que la ligne ST de la _fig._ 98, sur laquelle nous avons indiquÃ© approximativement les positions relatives que prend successivement la lune dans sa rÃ©volution autour de la terre. A l'inspection de cette figure 98, on voit que les deux conditions ci-dessus exprimÃ©es ne peuvent Ãªtre remplies que vers l'Ã©poque oÃ¹ la lunÃ© arrive Ã la position (E), c'est-Ã -dire Ã l'_opposition_.

Si la lune se mouvait exactement dans le plan de l'Ã©cliptique, comme nous le supposons dans la _fig._ 98, il suffirait Ã©videmment, pour qu'il y eÃ»t Ã©clipse Ã chaque opposition, que la distance T_l_ qui sÃ©pare en ce moment la lune de la terre fÃ»t moindre que la longueur TD du cÃ´ne d'ombre; de plus, pour que l'Ã©clipse fÃ»t totale, il suffirait que T_l_ fÃ»t assez notablement infÃ©rieur Ã TD pour que la lune

arrivÃ¢t dans une partie du cÃ´ne d'ombre suffisamment large pour la contenir tout entiÃ¨re, Ã l'instant oÃ¹ son centre arriverait sur l'axe STD. _Ces deux conditions sont toujours remplies_; car la longueur TD, du cÃ´ne d'ombre de la terre est, en moyenne, d'environ 216 rayons terrestres, tandis que la distance, T_l_ de la lune Ã la terre est en moyenne de 60 rayons terrestres (au maximum 63,9). De plus, Ã cette distance 60_r_ de la terre, le diamÃ¨tre de la section circulaire du cÃ´ne d'ombre est beaucoup plus grand que celui de la lune. Tout cela se vÃ©rifie par la gÃ©omÃ©trie la plus simple[105]. _Il est donc certain que si la lune se mouvait dans le plan mÃªme de l'Ã©cliptique, il y aurait Ã©clipse de lune Ã chaque opposition ou pleine lune_.

[Note 105: LONGUEUR DU CÃ NE D'OMBRE DE LA TERRE. Il s'agit de comparer cette longueur DT au rayon de la terre TB = _r_. Les triangles rectangles semblables DSB', DTB donnent:

SD / DT = SB' / TB'; d'ou (SD-DT) / TD, ou ST / TD = (SB'-TB) / TB.

La distance, ST, du soleil Ã la terre, vaut moyennement 24000 _r_; le rayon SB' du soleil vaut 112_r_; donc SB'-TB = 112r-r = 111_r_. En mettant ces valeurs dans la derniÃ¨re Ã©galitÃ©, on trouve 24000_r_ / DT = 111_r_ / _r_ = 111.

D'oÃ¹ on dÃ©duit DT = 24000_r_ / 112 ou 216_r_, Ã moins d'un rayon terrestre.

_A la distance moyenne de la lune Ã la terre, et mÃªme au maximum de cette distance, 63 Ã 64_r_, le diamÃ¨tre de la section circulaire du cÃ´ne d'ombre de la terre est beaucoup plus grand que le diamÃ¨tre de la lune; il en est plus que le double_.

Ã€ moitiÃ© chemin de la terre T au sommet D du cÃ´ne d'ombre, c'est-Ã -dire Ã la distance 108_r_, le diamÃ¨tre de la section circulaire du cÃ´ne est Ã©videmment lÃ moitiÃ© du diamÃ¨tre de la terre. Or le diamÃ¨tre de la lune est Ã©gal aux 3/11 du diamÃ¨tre de la terre, Ã¢ peu prÃ¨s le quart. Le diamÃ¨tre de la section circulaire Ã la distance 108_r_ Ã©tant presque le double du diamÃ¨tre de la lune, on en conclut qu'Ã la distance 60_r_, le premier diamÃ¨tre est _Ã fortiori_ beaucoup plus grand que le second. Si on veut avoir leur rapport exactement, il suffit, en appelant _x_ le diamÃ¨tre de la section Ã la distance 60_r_, de rÃ©soudre cette Ã©quation trÃ¨s simple:

_x_/2_r_ = (216_r_-60_r_)/216_r_ = 156/216 = 13/18; Ã peu prÃ¨s 8/11.]

Nous pouvons donc dire en toute certitude:

S'il n'y a pas d'Ã©clipses de lune Ã toutes les oppositions, cela tient Ã ce que cet astre ne se meut pas sur le plan mÃªme de l'Ã©cliptique, mais dans un plan inclinÃ© Ã celui-lÃ d'environ 5Â° 9'.

Il rÃ©sulte de lÃ , en effet, qu'au moment de l'opposition la lune ne se trouve pas, en gÃ©nÃ©ral, sur le plan de l'Ã©cliptique; qu'elle peut, par suite, ne pas rencontrer l'axe

ST du cÃ´ne d'ombre, et mÃªme passer assez loin de cette ligne pour ne pas entrer, mÃªme partiellement, dans le cÃ´ne; dans ce cas, il n'y a pas d'Ã©clipse du tout. (V. dans les notes, p. 228, ce qui concerne la prÃ©diction des Ã©clipses.)

=290=. INFLUENCE DE L'ATMOSPHÃ RE TERRESTRE SUR LES Ã CLIPSES DE LUNE. Les circonstances d'une Ã©clipse de lune ne sont pas tout Ã fait telles que nous les avons indiquÃ©es; elles sont un peu modifiÃ©es par l'influence de l'atmosphÃ¨re qui entoure la terre. Dans les explications prÃ©cÃ©dentes, nous n'avons tenu compte, en fait de rayons solaires arrivant sur la lune, que de ceux qui y arrivent en _ligne droite_, sans avoir Ã©tÃ© brisÃ©s; il n'a donc Ã©tÃ© nullement question des rayons lumineux qui arrivent Ã la lune aprÃ¨s avoir traversÃ© l'atmosphÃ¨re; car ceux-lÃ , comme on l'a vu, nÂº 107, sont _brisÃ©s_ et dÃ©viÃ©s par la rÃ©fraction atmosphÃ©rique. Nous allons rÃ©parer cette omission volontaire[106].

Il rÃ©sulte de la rÃ©fraction qu'Ã©prouvent les rayons solaires qui traversent l'atmosphÃ¨re, _sans Ãªtre arrÃªtÃ©s par la terre_, que tel de ces rayons qui, en entrant, avait la direction SA (_fig._ 109), sort de l'atmosphÃ¨re, dans la direction AS"[107], aprÃ¨s une sÃ©rie de dÃ©viations Ã©prouvÃ©es toutes dans le mÃªme sens par rapport Ã la direction primitive SA. On conÃ§oit bien qu'il peut rÃ©sulter de cette dÃ©viation des rayons solaires, que le rayon brisÃ© AS" atteigne le cÃ´ne d'ombre situÃ© du mÃªme cÃ´tÃ© de la terre que lui (V. la _fig._ 110).

[Note 106: Nous agissons dans l'explication des Ã©clipses comme dans celle des mouvements propres du soleil ou de la lune; nous avons divisÃ© notre explication pour la rendre plus claire. Nous exposons d'abord les circonstances et les causes principales du phÃ©nomÃ¨ne, en omettant Ã dessein certaines circonstances moins importantes; c'est lÃ une premiÃ¨re approximation. Puis nous complÃ©tons cette premiÃ¨re explication par l'examen de ce qui a Ã©tÃ© omis.]

[Note 107: Voici, avec un peu plus de dÃ©tail, ce qui se passe quand un rayon lumineux traverse l'atmosphÃ¨re, _sans Ãªtre arrÃªtÃ© par le soleil_.

[Illustration: 218, Fig. 109]

L'extrÃ©mitÃ© mobile de ce rayon, se rapprochant d'abord de la terre, commence par traverser une sÃ©rie de couches d'air de plus en plus denses; chaque fois qu'elle entre dans une nouvelle couche, la direction de ce rayon Ã©prouve une dÃ©viation telle que son prolongement s'abaisse de plus en plus vers la terre. Au bout d'un certain temps, cette direction dÃ©viÃ©e devient tangente Ã la couche atmosphÃ©rique qu'elle vient d'atteindre; elle est devenue, par exemple, S'AS'(1) (_fig._ 109). La dÃ©viation totale depuis l'entrÃ©e du rayon dans l'atmosphÃ¨re est, par exemple, l'angle S(1)AS'(1) (SAS(1) est une parallÃ¨le Ã la direction primitive du rayon). A partir de ce contact, l'extrÃ©mitÃ© mobile de notre rayon lumineux, s'Ã©loignant du centre

de la terre, traverse des couches d'air de moins en moins denses; Ã son entrÃ©e dans chaque couche, la direction de ce rayon Ã©prouve une dÃ©viation telle, que son prolongement s'abaisse encore de plus en plus du cÃ´tÃ© de la terre. Quand il sort, il a Ã©prouvÃ© depuis son passage en A une nouvelle dÃ©viation S'(1)AS" = S(1)AS'(1); ce qui fait en tout, depuis son entrÃ©e dans l'atmosphÃ¨re, une dÃ©viation S(1)AS" double de S(1)AS'(1) (AS" est une parallÃ¨le Ã la direction dÃ©finitive du rayon quittant l'atmosphÃ¨re). A l'inspection de la figure 110, on voit qu'il peut rÃ©sulter de la rÃ©fraction que le rayon dÃ©viÃ© AS" atteigne le cÃ´ne d'ombre DBC de la terre, situÃ©e prÃ©cisÃ©ment du mÃªme cÃ´tÃ© que lui. Il suffit pour cela que le point A ne soit pas trop Ã©loignÃ© de la surface de la terre.

Si on considÃ¨re, en effet, un rayon qui traverse l'atmosphÃ¨re terrestre en passant tout prÃ¨s du sol de la terre, la dÃ©viation qu'il Ã©prouve jusqu'Ã son arrivÃ©e en A est d'environ 33" (nÂº 108); quand il sort, la dÃ©viation doublÃ©e, S(1)AS", dÃ©passe 1Âº dans les circonstances ordinaires. Cette dÃ©viation totale qu'Ã©prouve un rayon lumineux qui traverse l'atmosphÃ¨re sans s'arrÃªter Ã la terre est d'ailleurs plus ou moins grande, suivant que ce rayon s'approche plus ou moins de la surface du sol; elle prÃ©sente tous les Ã©tats de grandeur, depuis la dÃ©viation de 1Â°,6 relative aux rayons qui pÃ©nÃ¨trent dans les couches les plus basses de l'atmosphÃ¨re, jusqu'Ã la dÃ©viation nulle du rayon qui touche l'atmosphÃ¨re sans y pÃ©nÃ©trer.

REMARQUE. On conÃ§oit aisÃ©ment qu'Ã l'entrÃ©e d'un rayon dans l'atmosphÃ¨re, la rÃ©fraction rapprochant le prolongement de ce rayon de la normale intÃ©rieure Ã la couche, ce prolongement s'abaisse progressivement du cotÃ© de celle-ci. Pour concevoir ce qui se passe dans la seconde pÃ©riode, depuis le point A, il faut se transporter Ã la sortie du rayon et faire le chemin en sens inverse; dans ce mouvement inverse, le rayon considÃ©rÃ© S"A, revenant vers des couches plus denses, doit continuellement se relever; en se relevant ainsi, il revient Ã la position AS'_(1); donc, rÃ©ciproquement, il s'est abaissÃ© de AS'_(1), Ã sa sortie dans la direction AS". Les deux cÃ´nes D et I n'ont pas tout Ã fait la mÃªme base; nous l'avons, supposÃ© pour ne pas compliquer la figure; le sommet I Ã©tant donnÃ©, le lecteur voit bien oÃ¹ doit Ãªtre la base du petit cÃ´ne.]

[Illustration: 218, Fig. 110]

C'est, en effet, ce qui arrive; une partie du cÃ´ne d'ombre pure, DBC, est atteinte et dÃ©truite par les rayons solaires rÃ©fractÃ©s qui y apportent de la lumiÃ¨re.

[Illustration: 219, Fig. 111]

Comme tout se passe de la mÃªme maniÃ¨re autour de ST et de la terre, les rayons solaires rÃ©fractÃ©s, les plus rapprochÃ©s de celle-ci, parmi ceux qui sortent de l'atmosphÃ¨re, forment un cÃ´ne IBC (_fig._ 111) tangent Ã la terre, et dont l'axe est aussi

dirigÃ© suivant ST; ce cÃ´ne IBC est le vÃ©ritable cÃ´ne d'ombre pure de la terre; _la nuit_ _est absolue dans son intÃ©rieur_. Mais ce qui dÃ©passe la surface de IBC, dans le cÃ´ne DBC, par exemple, est atteint et Ã©clairÃ© par un nombre de rayons solaires rÃ©fractÃ©s de plus en plus grand, Ã mesure qu'on s'Ã©loigne du sommet I, ou de la surface IBC; cette partie excÃ©dante DIBC du cÃ´ne d'ombre est littÃ©ralement dÃ©truite par ces rayons rÃ©fractÃ©s. La lumiÃ¨re que ceux-ci y apportent croÃ®t insensiblement, depuis l'obscuritÃ© absolue, Ã partir de la surface IBC, ou bien du sommet I.

Ã€ l'aide du calcul on peut dÃ©terminer la distance du sommet I au centre de la terre; cette distance est en moyenne de 42 rayons terrestres. On voit donc que la lune ne peut jamais pÃ©nÃ©trer dans l'espace IBC complÃ¨tement privÃ© de lumiÃ¨re; au moment d'une Ã©clipse totale, cet astre se trouve tout entier dans la partie du cÃ´ne DBC, oÃ¹ pÃ©nÃ¨trent les rayons rÃ©fractÃ©s. _Dans une Ã©clipse totale la lune ne perd donc pas complÃ¨tement sa lumiÃ¨re; elle est faiblement Ã©clairÃ©e par les rayons rÃ©fractÃ©s_.

On a observÃ© que cette faible lumiÃ¨re que la lune conserve dans les Ã©clipses totales, prÃ©sente une teinte rougeÃ¢tre trÃ¨s-prononcÃ©e. Cet effet est dÃ» Ã un mode d'action de l'air sur les rayons solaires qui le traversent; il se produit une dÃ©composition de la lumiÃ¨re solaire que nous ne pouvons expliquer ici.

Nous n'avons pas besoin de dire que dans une Ã©clipse partielle l'intensitÃ© de l'Ã©clipse est de mÃªme diminuÃ©e par l'effet des mÃªmes rayons rÃ©fractÃ©s.

=291=. REMARQUE. On ne peut voir une Ã©clipse de lune que si cet astre et le cÃ´ne d'ombre de la terre, ou au moins une partie de cette ombre, se trouvent ensemble au-dessus de l'horizon; ce qui ne peut avoir lieu que lorsque le soleil est au-dessous; _on ne peut donc voir des Ã©clipses de lune que pendant la nuit_. Cependant il peut arriver quelquefois que la rÃ©fraction atmosphÃ©rique permette d'observer une Ã©clipse un peu aprÃ¨s le coucher du soleil, et un peu avant son lever; cela se comprend aisÃ©ment. (V. le complÃ©ment, page 228).

=292=. Ã CLIPSES DE SOLEIL. Une Ã©clipse de soleil n'a jamais lieu qu'Ã l'Ã©poque d'une conjonction, ou nouvelle lune. La lune se trouvant alors entre le soleil et la terre, cache Ã certains lieux de celle-ci une partie ou la totalitÃ© du disque du soleil. Ce phÃ©nomÃ¨ne s'explique de la mÃªme maniÃ¨re que les Ã©clipses de lune.

[Illustration: 221, Fig. 114.]

=293=. EXPLICATION DES Ã CLIPSES DE SOLEIL, TOTALES, ANNULAIRES, PARTIELLES. Dans la fig. 114, Ã laquelle s'applique tout ce que nous avons dit nÂº 284 relativement Ã la fig. 108, le corps lumineux S est toujours le soleil, mais le corps opaque est la lune, _l_, qui, de mÃªme que notre globe, a un cÃ´ne d'ombre DBC, et

une pÃ©nombre PEHQ, qui l'accompagnent dans sa rÃ©volution autour de la terre. Ã l'Ã©poque d'une conjonction ou nouvelle lune, il peut arriver que, la lune se trouvant entre le soleil et la terre, celle-ci soit atteinte en partie par le cÃ´ne d'ombre et la pÃ©nombre lunaire, comme l'indique la fig. 114, ou seulement par la pÃ©nombre comme on le voit sur la fig. 115 ci-aprÃ¨s[108]. (V. la note).

[Note 108: _Longueur du cÃ´ne d'ombre pure de la lune_. On dÃ©termine la longueur _l_D du cÃ´ne d'ombre pure de la lune de la mÃªme maniÃ¨re que la longueur de l'ombre de la terre (page 211, en note); il suffit de remplacer le rayon TB de la terre par le rayon _l_B de la lune dans les formules trouvÃ©es. En remplaÃ§ant dans ces formules la distance du soleil Ã la lune par ses valeurs extrÃªmes, on trouve que la longueur du cÃ´ne d'ombre pure de la lune varie entre 57r,76 et 59r,76 (_r_ rayon de la terre); on sait que la distance _l_T, de la terre Ã la lune, varie entre 55r,95 et 63r,80. Il peut arriver que la longueur de l'ombre Ã©tant Ã son maximum ou prÃ¨s de ce maximum, 59r,76, la distance de la terre soit Ã peu prÃ¨s au minimum, 55r,95; dans ce cas, si la ligne S_l_ n'est pas trop Ã©cartÃ©e de la ligne ST (V. nÂº 296), le cÃ´ne d'ombre pure de la lune peut atteindre (_fig._ 114) et mÃªme traverser la terre; il y a alors Ã©clipse totale de lune pour une certaine rÃ©gion de la terre. Les nombres ci-dessus nous apprennent Ã©galement qu'il arrivera le plus souvent qu'au moment d'une conjonction la longueur _l_D sera plus petite que la distance _l_T-_r_, auquel cas il n'y a nulle part Ã©clipse totale du soleil. On peut calculer le diamÃ¨tre de la section de l'ombre pure de la lune Ã la distance minimum de la surface terrestre; on sait ainsi dans quelle Ã©tendue de cette surface on peut cesser de voir complÃ¨tement le soleil _Ã un moment donnÃ©_. Cette Ã©tendue est relativement trÃ¨s-petite.]

Ã CLIPSE TOTALE. Quand une partie _ab_ de la terre est atteinte par l'ombre pure de la lune, chaque lieu de cette rÃ©gion _ab_ cesse de voir le soleil et d'Ãªtre Ã©clairÃ© par ses rayons; il y a pour ce lieu _Ã©clipse totale_ du soleil. Chaque lieu M simplement atteint par la pÃ©nombre de la lune cesse de voir une certaine partie, GE', du soleil; il n'en reÃ§oit plus de lumiÃ¨re; il y a pour ce lieu Ã©clipse partielle de soleil. En mÃªme temps qu'il y a Ã©clipse totale pour les lieux de la rÃ©gion _ab_, et _Ã©clipse partielle_ pour les lieux tels que M, _il n'y a pas d'Ã©clipse de lune_ pour d'autres lieux, tels que N, situÃ©s sur la terre, en dehors de l'ombre et de la pÃ©nombre de la lune.

Ã CLIPSES PARTIELLES. Il peut arriver, avons-nous dit, que la terre soit atteinte par la pÃ©nombre seule de la lune (_fig._ 115); alors il n'y a Ã©clipse totale pour aucun lieu de la terre; il y a seulement Ã©clipse partielle pour chaque lieu M, atteint par la pÃ©nombre.

[Illustration: 222, Fig. 115]

Il y a deux espÃ¨ces d'Ã©clipses partielles de soleil; les Ã©clipses _annulaires_, et les Ã©clipses partielles proprement dites. L'Ã©clipse est _annulaire_, quand, au milieu du phÃ©nomÃ¨ne, le disque solaire nous prÃ©sente l'aspect d'un cercle noir entourÃ© d'un anneau ou couronne lumineuse (_fig._ 116). L'Ã©clipse _partielle ordinaire_ est celle dans laquelle il se forme simplement une Ã©chancrure plus ou moins Ã©tendue sur un cÃ´tÃ© du disque solaire (_fig._ 117).

[Illustration: 223, Fig. 116]

[Illustration: 223, Fig. 117]

[Illustration: 223, Fig. 118]

Il y a Ã©clipse annulaire pour tous les points de la terre qui sont atteints par la seconde nappe du cÃ´ne d'ombre de la lune, prolongÃ© au delÃ du sommet D (_fig._ 115 et 118). La _fig._ 118 montre que pour chacun de ces points _p_ le disque du soleil se partage en deux zones; la plus avancÃ©e, _ef_, comprenant le centre du disque est cachÃ©e par la lune; c'est elle qui fait l'effet d'un cercle noir. Le reste du disque dÃ©borde, pour ainsi dire, la lune, et fait l'effet d'un anneau lumineux, entourant le cercle noir. L'Ã©clipse annulaire est centrale, l'anneau est rÃ©gulier pour les lieux de la terre successivement atteints par le prolongement de l'axe S_l_D du cÃ´ne d'ombre; il est moins rÃ©gulier pour ceux qui sont seulement atteints par les bords de la seconde nappe du cÃ´ne.

Dans l'Ã©clipse partielle ordinaire, l'Ã©chancrure du disque solaire est d'autant plus grande que le lieu de la terre est plus rapprochÃ© de la limite de l'ombre pure ou de son prolongement; comme la pÃ©nombre dÃ©passe aussi bien la seconde nappe du cÃ´ne d'ombre que la premiÃ¨re, il peut arriver que la terre ne soit atteinte que par cette partie excÃ©dante de la pÃ©nombre; alors il n'y a pour aucun lieu de la terre ni Ã©clipse totale, ni Ã©clipse annulaire, mais seulement une Ã©clipse partielle pour les lieux atteints par la pÃ©nombre. Il peut arriver, encore qu'Ã l'Ã©poque d'une opposition l'ombre pure et la pÃ©nombre de la lune n'atteignent ni l'une ni l'autre aucun lieu de la terre (nÂº 296).

=294.= EXPLICATION DES PHASES D'UNE Ã CLIPSE DE SOLEIL. Dans le cas d'une Ã©clipse totale pour un lieu _a_ de la terre, _fig._ 114, ce lieu est d'abord atteint par le cÃ´tÃ© oriental HQ de la pÃ©nombre lunaire; le disque du soleil s'Ã©chancre Ã l'occident (vers B'); l'Ã©chancrure augmente Ã mesure que l'ombre pure approche. Quand le premier cÃ´tÃ©, DC, de cette ombre atteint le lieu _a_, le disque solaire est devenu tout Ã fait invisible. Il reparaÃ®t quand le cÃ´tÃ© occidental DB, du cÃ´ne d'ombre, Ã©tant passÃ© Ã son tour en _a_, ce lieu est atteint par la seconde partie PED de la pÃ©nombre. A mesure que celle-ci passe en _a_, l'Ã©chancrure du disque

solaire diminue du cÃ´tÃ© occidental et finit par s'anÃ©antir quand la pÃ©nombre a fini de passer.

On se rend compte de la mÃªme maniÃ¨re des phases d'une Ã©clipse partielle.

On peut encore expliquer les phases (sans figure) comme il suit: Le disque lunaire, dans le mouvement propre de l'astre, atteint en face de nous le disque solaire, et passe progressivement devant lui. Si le mouvement de la lune est dirigÃ© de maniÃ¨re que le centre de son disque doit passer sur le centre du soleil, ou trÃ¨s-prÃ¨s de ce centre, l'Ã©clipse est totale ou annulaire, suivant que, Ã l'Ã©poque du phÃ©nomÃ¨ne, le diamÃ¨tre apparent de la lune est plus grand ou plus petit que celui du soleil[109]. ConsidÃ©rons le premier cas: le bord oriental du disque lunaire atteignant, puis dÃ©passant le bord occidental du disque solaire, celui-ci s'Ã©chancre progressivement de plus en plus; quand le centre de la lune passe sur le centre du disque solaire, ou trÃ¨s-prÃ¨s, le disque solaire recouvert en entier est devenu invisible. BientÃ´t la lune continuant son mouvement vers l'orient, le bord occidental du soleil reparaÃ®t; l'Ã©chancrure du disque diminue de plus en plus et s'anÃ©antit quand la lune quitte le soleil, le laissant Ã l'ouest.

[Note 109: _V._ nÂº 239, les limites respectives des demi-diamÃ¨tres apparents des deux astres.]

On s'explique de mÃªme les phases d'une Ã©clipse annulaire, ou d'une Ã©clipse partielle ordinaire; cette derniÃ¨re a lieu quand le centre de la lune passe trop loin de celui du soleil[110].

[Note 110: Dans cette explication nous parlons comme si le soleil Ã©tait immobile en face de nous; il n'en est pas ainsi. La lune atteint et dÃ©passe le soleil en vertu de l'excÃ¨s de vitesse de son mouvement propre, qui est 13 fois-1/3 plus rapide que celui du soleil. Tout se passe, en apparence, comme si le soleil Ã©tait immobile en face de nous, la lune se mouvant de l'ouest Ã l'est avec une vitesse Ã©gale Ã 12 fois-1/3 la vitesse du mouvement propre apparent du soleil.]

=295=. _Les Ã©clipses du soleil n'ont lieu qu'Ã l'Ã©poque de la conjonction ou nouvelle lune_.

En effet, pour que l'ombre ou la pÃ©nombre de la lune atteignent la terre, il faut Ã©videmment que la lune se trouve entre le soleil et la terre, et que l'axe S_l_ de l'ombre et de la pÃ©nombre lunaires fasse un angle nul pu trÃ¨s-petit avec la ligne ST qui va du soleil Ã la terre. Or, la _fig._ 98 nous montre que cette double condition n'est remplie qu'Ã l'Ã©poque de la conjonction.

=296=. _Il n'y a pas d'Ã©clipses de soleil Ã toutes les conjonctions_, par la raison dÃ©jÃ donnÃ©e Ã propos des Ã©clipses de lune; _c'est que la lune ne circule pas sur

le plan de l'Ã©cliptique, mais sur un plan inclinÃ© Ã celui-lÃ d'environ 5Â° 9'_. Il rÃ©sulte, en effet, de cette circonstance qu'Ã l'Ã©poque de la conjonction, les intersections de ces deux plans avec le cercle de latitude du soleil, qui sont prÃ©cisÃ©ment les lignes ST et S_l_, font entre elles en gÃ©nÃ©ral un angle d'une certaine grandeur. On conÃ§oit que cette divergence des deux lignes puisse quelquefois Ãªtre assez grande pour que l'ombre et la pÃ©nombre de la lune, qui entourent leur axe S_l_, n'atteignent ni l'une ni l'autre aucun lieu de la terre[111]. (V. la note, page 228.)

[Note 111: On conÃ§oit Ã©galement qu'il dÃ©pend de la grandeur de cet angle qu'une partie plus ou moins grande de l'ombre ou de la pÃ©nombre lunaire atteigne une partie plus ou moins grande de la terre.]

=297=. _PhÃ©nomÃ¨nes physiques des Ã©clipses totales de soleil_[112]. PlaÃ§ons-nous sur le parcours de l'ombre pure, en un des points oÃ¹ l'Ã©clipse est totale et mÃªme centrale. L'Ã©clipse commence; le bord occidental[113] du soleil paraÃ®t entamÃ© par la lune; celle-ci avance de plus en plus sur le disque qu'elle Ã©chancre et oÃ¹ elle se projette en noir. La clartÃ© du jour diminue peu Ã peu; les objets environnants prennent une teinte blafarde; mais tant que le soleil n'est pas entiÃ¨rement masquÃ©, il fait encore jour. Enfin le soleil, rÃ©duit Ã un croissant extrÃªmement mince, disparaÃ®t, et aussitÃ´t les tÃ©nÃ¨bres succÃ¨dent au jour. Les Ã©toiles et les planÃ¨tes, auparavant, effacÃ©es par l'Ã©clat du soleil, deviennent visibles. La tempÃ©rature a baissÃ© comme la lumiÃ¨re; une brusque impression de froid se fait sentir, et bientÃ´t une rosÃ©e abondante viendra prouver que tous les corps de la surface de la terre ont participÃ© Ã l'abaissement de la tempÃ©rature. Les plantes sensibles Ã l'action de la lumiÃ¨re se replient, comme pendant la nuit; les animaux Ã©prouvent de l'effroi; les hommes eux-mÃªmes ne peuvent se soustraire Ã un sentiment pÃ©nible qui rappelle et explique la terreur profonde que ces phÃ©nomÃ¨nes grandioses ont inspirÃ©e autrefois. Cependant la nuit n'est pas complÃ¨te; il se forme autour du disque noir de la lune une aurÃ©ole de lumiÃ¨re (_la couronne_) qui rÃ©pand une faible clartÃ© sur les objets environnants. Cette aurÃ©ole encore inexpliquÃ©e, sur laquelle la lune se dessine comme un grand cercle noir Ã contours tranchÃ©s, a produit souvent un effet extraordinaire sur les spectateurs de ce magnifique phÃ©nomÃ¨ne; en 1842, Ã Pavie, vingt mille habitants battirent des mains Ã son apparition. Mais l'Ã©clipse totale dure peu; au bout de 5m _au plus_, un jet de lumiÃ¨re jaillit Ã l'orient du disque noir de la lune et ramÃ¨ne subitement la clartÃ© du jour. C'est le soleil qui reparaÃ®t pour prÃ©senter, en ordre inverse, toutes les phases qui ont prÃ©cÃ©dÃ© l'obscuritÃ© totale. Ce premier rayon dissipe Ã la fois les tÃ©nÃ¨bres et l'espÃ¨ce d'anxiÃ©tÃ© Ã laquelle l'astronome lui-mÃªme ne saurait Ã©chapper.

[Note 112: D'aprÃ¨s M. Faye.]

[Note 113: C'est toujours par le bord oriental de la lune que commencent les Ã©clipses de soleil ou de lune, car c'est par l'excÃ¨s de vitesse de la lune sur le soleil, ou sur l'ombre terrestre, que la lune atteint, soit le disque solaire, soit le cÃ´ne d'ombre pure de la terre; elle les traverse de l'ouest Ã l'est, et finalement elle les dÃ©passe. En prenant deux disques, dont l'un reprÃ©sentera la lune L et l'autre le soleil ou l'ombre de la terre, S ou O, il suffit de placer L Ã droite (Ã l'ouest) de S et de le faire marcher de droite Ã gauche pour figurer assez bien les phases des Ã©clipses. On verra que la premiÃ¨re impression sera faite par le bord oriental de la lune sur le bord occidental du soleil ou de l'ombre, en sorte que l'Ã©chancrure aura lieu Ã peu prÃ¨s au bord occidental du soleil dans les Ã©clipses de soleil, ou au bord oriental de la lune, dans les Ã©clipses de lune.]

=298=. _Occultation des Ã©toiles par la lune._ Ces phÃ©nomÃ¨nes sont analogues aux Ã©clipses du soleil; seulement une Ã©toile n'a pas de mouvement propre, son diamÃ¨tre apparent n'a pas d'Ã©tendue apprÃ©ciable, et sa distance Ã la lune est excessivement grande. L'ombre de la lune relativement Ã une Ã©toile a sensiblement la forme d'un cylindre parallÃ¨le Ã la ligne qui joint l'Ã©toile au centre de la lune. Ce cylindre, qui se dÃ©place avec la lune, venant Ã atteindre la terre, passe successivement sur une certaine partie de sa surface et y produit le phÃ©nomÃ¨ne de l'occultation. Connaissant le mouvement de la lune et de la terre, les astronomes peuvent suivre la marche du cylindre d'ombre d'une Ã©toile donnÃ©e quelconque, et prÃ©dire le commencement et la fin de chaque occultation pour un lieu donnÃ© de la terre. Nous avons dit, nÂº 277, que la durÃ©e de l'occultation fournie par le calcul est prÃ©cisÃ©ment celle qui rÃ©sulte de l'observation du phÃ©nomÃ¨ne.

=299=. DÃ TERMINATION DES LONGITUDES TERRESTRES PAR LES DISTANCES LUNAIRES. Le bureau des longitudes de France fait calculer et insÃ©rer Ã l'avance, dans la _Connaissance des temps_, les distances angulaires qui doivent exister entre le centre de la lune et les Ã©toiles principales qui l'avoisinent, de trois heures en trois heures, pour tous les jours de chaque annÃ©e. Ces distances sont calculÃ©es en supposant l'observateur placÃ© au centre de la terre, et les heures sont donnÃ©es en temps vrai de Paris.

L'observateur qui veut connaÃ®tre la longitude d'un lieu oÃ¹ il se trouve cherche Ã dÃ©terminer l'heure qu'il est Ã Paris Ã un certain moment de la nuit. Pour cela, il mesure la distance angulaire d'une Ã©toile principale au bord du disque de la lune; il en dÃ©duit la distance au centre mÃªme du disque, Ã l'aide du diamÃ¨tre apparent. En corrigeant son observation des effets de la parallaxe et de la rÃ©fraction, l'observateur dÃ©termine la distance angulaire prÃ©cise de l'Ã©toile au centre de la lune, pour un observateur placÃ© au centre de la terre. Cette distance angulaire connue, il cherche dans la _Connaissance des temps_ Ã quelle heure de Paris elle correspond dans les tables: si cette distance ne se trouve pas exactement, elle est comprise entre deux dis-

tances angulaires des tables; alors il dÃ©termine l'heure de Paris par une proportion. Il possÃ¨de d'ailleurs un chronomÃ¨tre rÃ©glÃ© sur le temps solaire du lieu oÃ¹ il est. La diffÃ©rence entre l'heure locale et celle de Paris donne la longitude cherchÃ©e.

APPENDICE AU CHAPITRE IV.

NOTE I.

Sur les noeuds de l'orbite lunaire.

=300.= LIGNE DES NOEUDS. On appelle LIGNE DES NOEUDS de la lune l'intersection _nn'_ de l'Ã©cliptique et du plan de l'orbite lunaire (_fig._ 99 ci-aprÃ¨s); les _noeuds_ sont les points oÃ¹ la lune, dans son mouvement de rÃ©volution, rencontre l'Ã©cliptique. Le _nÅ ud ascendant_, _n_, est celui oÃ¹ passe la lune quittant l'hÃ©misphÃ¨re austral pour l'hÃ©misphÃ¨re borÃ©al; l'autre _n_', est le _nÅ ud descendant_.

On s'aperÃ§oit que la lune a passÃ© par un de ses nÅ uds quand la latitude, d'australe qu'elle Ã©tait, est devenue borÃ©ale, et _vice versa_. On dÃ©termine l'heure du passage de la lune Ã un nÅ ud, et la longitude de ce point, de la mÃªme maniÃ¨re qu'on dÃ©termine l'instant prÃ©cis d'un Ã©quinoxe, et l'ascension droite relative du droit Ã©quinoxial (nÂº 135). Si on fait cette opÃ©ration Ã un certain nombre de passages consÃ©cutifs, on trouve que la longitude de chaque nÅ ud varie continuellement d'un passage Ã l'autre. En Ã©tudiant cette variation on arrive Ã ce rÃ©sultat:

=301=. RÃ TROGRADATION DES NÅ UDS. _La ligne_ nOn' (_fig._ 99) _des nÅ uds de la lune tourne sur l'Ã©cliptique d'un mouvement _rÃ©trograde_, avec une vitesse angulaire constante d'environ 3' 10"-2/3 par jour solaire moyen. Chacun des nÅ uds fait ainsi le tour de l'Ã©cliptique en 18 ans-2/3 environ_. C'est lÃ un mouvement tout Ã fait analogue Ã la rÃ©trogradation des points Ã©quinoxiaux, mais beaucoup plus rapide.

[Illustration: 228, Fig. 99]

=302=. Il rÃ©sulte de ce mouvement des nÅ uds que la lune ne dÃ©crit pas prÃ©cisÃ©ment, sur la sphÃ¨re cÃ©leste, le cercle que nous avons indiquÃ©; elle ne dÃ©crit pas mÃªme une courbe fermÃ©e; puisque, aprÃ¨s une rÃ©volution sur cette sphÃ¨re, elle ne revient pas couper l'Ã©cliptique au mÃªme point. NÃ©anmoins, si on considÃ¨re un certain nombre de positions consÃ©cutives quelconques de la lune sur le globe cÃ©leste, elles sont trÃ¨s-sensiblement sur un mÃªme grand cercle du globe; inclinÃ© de 5Â° 9' sur l'Ã©cliptique. Si on considÃ¨re plusieurs sÃ©ries semblables de positions consÃ©cutives on trouve des grands cercles qui ne sont pas tous absolument les mÃªmes, mais qui, se succÃ©dant d'une maniÃ¨re continue et rÃ©guliÃ¨re, font tous avec l'Ã©cliptique le mÃªme angle de 5Â° 9'. Ce n'est donc que par approxi-

mation que nous avons dit que la lune dÃ©crivait un grand cercle de la sphÃ¨re cÃ©leste. Tenant compte de l'observation prÃ©cÃ©dente et du mouvement de la ligne des nÅ uds, on approche plus de la vÃ©ritÃ© en dÃ©finissant comme il suit le mouvement propre de la lune:

Par deux positions observÃ©es, _l_', _l_", de la lune (_fig._ 99), concevons un grand cercle de la sphÃ¨re cÃ©leste, rencontrant l'Ã©cliptique suivant la ligne _n_O__n', et faisant avec ce plan un angle de 5Â° 9'. Puis imaginons, Ã partir du moment oÃ¹ la lune se projette en _l_", ce cercle _l_'O_l_" animÃ© d'un mouvement uniforme et continu de rÃ©volution autour de l'axe de l'Ã©cliptique, tel que l'inclinaison de ce cercle sur l'Ã©cliptique restant la mÃªme, son diamÃ¨tre _n_O_n_' tourne sur ce plan, dans le sens rÃ©trograde, avec une vitesse constante de 3' 10"-2/3 par jour solaire moyen. La projection de la lune sur la sphÃ¨re cÃ©leste, c'est-Ã -dire le point oÃ¹ on voit son centre sur cette sphÃ¨re, ne quitte pas cette circonfÃ©rence mobile _nl'l"_... _n'_ et la parcourt d'une maniÃ¨re continue, dans le sens direct, exactement comme le soleil parcourt l'Ã©cliptique (nÂº 116).

La lune parcourt en rÃ©alitÃ© dans ce plan mobile l'ellipse dont nous avons parlÃ©; c'est Ã cette ellipse mobile que se rapporte tout ce que nous avons dit de l'_orbite lunaire_.

=303=. Ce mouvement de rÃ©volution du plan de l'orbite lunaire correspond Ã un mouvement conique de rÃ©volution, uniforme et rÃ©trograde, d'une perpendiculaire au plan de cet orbite, qui, faisant avec une perpendiculaire Ã l'Ã©cliptique un angle constant de 6Â° 9', tournerait autour de cette ligne avec une vitesse angulaire de 3' 10"-2/3 par jour solaire moyen. Ce mouvement conique, analogue Ã celui de l'axe de rotation de la terre (prÃ©cession des Ã©quinoxes), s'explique de mÃªme; il est dÃ» Ã l'action de la terre sur le renflement du sphÃ©roÃ¯de lunaire. L'analogie est d'ailleurs complÃ¨te, car ce mouvement est aussi affectÃ© de l'irrÃ©gularitÃ© que nous avons dÃ©signÃ© sous le nom de _nutation_.

=304=. NUTATION. Il y a aussi pour la lune un mouvement de nutation de l'axe de son orbite. La perpendiculaire OR au plan de l'orbite lunaire (c'est-Ã -dire l'axe de cet orbite), dÃ©crit continuellement un cÃ´ne ORR'R" Ã base _circulaire_ (_fig._ 100); ce cÃ´ne se meut de lui-mÃªme tout d'une piÃ¨ce, de telle sorte que son axe O_r_ a prÃ©cisÃ©ment le mouvement conique que dans l'approximation prÃ©cÃ©dente, nous avons attribuÃ© Ã l'axe de l'orbite lunaire. L'axe OR, dans son mouvement sur le cÃ´ne ORR'R", tantÃ´t se rapproche, tantÃ´t s'Ã©loigne de l'axe ON de l'Ã©cliptique; de sorte que l'angle qu'il fait avec cet axe varie entre 5Â° et 5Â° 17' 1/2; or, cet angle mesure l'inclinaison de l'orbite lunaire sur l'Ã©cliptique.

L'inclinaison de l'orbite lunaire sur l'Ã©cliptique varie donc entre 5Â° et 5Â° 17' 1/2; 5Â° 9' n'est qu'une valeur moyenne.

[Illustration: 229, Fig. 100]

De plus le point R de l'axe, OR, de l'orbite lunaire qui dÃ©crit le cercle RR'R", Ã©tant sur la sphÃ¨re cÃ©leste, tantÃ´t en avant, tantÃ´t en arriÃ¨re du centre _r_ de cette base, lequel tourne autour de ON avec la vitesse constante de 3' 10" 1/3 par jour, il en rÃ©sulte que le _mouvement de chaque nÅ ud_ qui est le mÃªme que celui de R, _n'est pas uniforme; ce nÅ ud oscille de part et d'autre de la position qu'il devrait avoir suivant la loi indiquÃ©e nÂº 301, comme Ã©tant celle de son mouvement sur l'Ã©cliptique_.

=305=. MOUVEMENT DU PÃ RIGÃ E LUNAIRE. Le pÃ©rigÃ©e lunaire se dÃ©place en tournant autour de la terre dans le plan de l'orbite, de maniÃ¨re Ã faire une rÃ©volution entiÃ¨re dans l'espace de 3232j,57 (un peu moins de 9 ans).

Ainsi l'ellipse que la lune dÃ©crit n'est pas fixe dans son plan mobile; comme l'orbite terrestre elle tourne dans ce plan autour de son foyer; il n'y a de diffÃ©rence dans les deux mouvements que dans la vitesse, beaucoup plus grande pour le pÃ©rigÃ©e lunaire que pour l'autre.

Il y a encore d'autres irrÃ©gularitÃ©s du mouvement lunaire moins considÃ©rables que les prÃ©cÃ©dentes; il nous serait trÃ¨s-difficile d'en rendre compte. La mÃ©canique cÃ©leste se fondant sur le principe de la gravitation universelle les explique et les laisse prÃ©voir, de maniÃ¨re que les astronomes peuvent prÃ©dire Ã l'avance les mouvements de la lune avec une trÃ¨s-grande prÃ©cision.

NOTE II.

[Illustration: 230, Fig. 102]

=306=. EXPLICATION DE LA LIBRATION EN LONGITUDE. Le mouvement de rotation de la lune est uniforme; le mouvement de translation de son centre sur son orbite ne l'est pas; il a lieu conformÃ©ment aux principes des aires; _les aires parcourues par le rayon vecteur_ T_l sont proportionnelles aux temps employÃ©s Ã les parcourir_. L'orbite de la lune Ã©tant elliptique (_fig._ 102), il arrive que des aires Ã©gales parcourues ne correspondent pas Ã des mouvements angulaires Ã©gaux du rayon vecteur T_l_; cela devient Ã©vident si l'on divise, par exemple, chacune des demi-ellipses _l_L_l"_, _l"l'"_L'_l_ en deux aires Ã©quivalentes par un rayon vecteur T_l'_ ou T_l"_; les deux angles _l'_T_l_, _l'_T_l"_; correspondant Ã deux aires Ã©quivalentes, diffÃ¨rent trÃ¨s-sensiblement l'un de l'autre. Cela posÃ©, suivons la lune Ã partir du pÃ©rigÃ©e _l_, durant une rÃ©volution synodique, en observant la tache _m_ qui se voit au centre du disque. Quand la lune est arrivÃ©e en _l'_, comme le rayon vecteur T_l_ a dÃ©crit une aire Ã©gale au quart de l'ellipse, nous sommes au _quart_ de la rÃ©volution. La tache _m_, qui doit dÃ©crire uniformÃ©ment 360Âº dans une rÃ©volution, se trouve en _m_ Ã 90Âº de _m'_, qui serait alors sa position si

la lune ne tournait pas. Mais le centre du disque est en _n_ sur la ligne T_l'_; celle-ci a tournÃ© d'un angle _l'_T_l_ plus grand que 90Â°; le centre a Ã©tÃ© plus vite que la tache; celle-ci doit nous paraÃ®tre avoir rÃ©trogradÃ© de l'arc _nm_; il est bien entendu que cet Ã©cart s'est produit progressivement. Quand la lune, au milieu de sa rÃ©volution, arrive Ã l'apogÃ©e _l"_, la tache _m_ ayant dÃ©crit 180Â° depuis la premiÃ¨re position, doit se trouver en _m_ (distant de _m"_ de 180Â°). Le point _m_ est prÃ©cisÃ©ment le centre du disque. La tache, aprÃ¨s Ãªtre restÃ©e en arriÃ¨re du centre, est donc revenue Ã ce point; son mouvement de libration est devenu direct. Quand la lune arrive en _l'"_, le rayon vecteur a dÃ©crit 3/4 de l'ellipse; la tache qui a dÃ©crit les 3/4 de 360Â°, ou 270Â° depuis _m'"_, dans le sens _m'"nm_, est arrivÃ© en _m_; tandis que le centre du disque est en _n_ sur le rayon vecteur, T_l'"_, qui n'a pas tournÃ© de 270Â° depuis le pÃ©rigÃ©e; il s'en faut de l'arc _nm_; le centre _n_ du disque ayant tournÃ© moins vite que la tache, celle-ci a pris l'avance et nous a paru tourner, par continuation, dans le sens direct. Enfin, la lune Ã©tant revenue au pÃ©rigÃ©e _l_, la tache est revenue au centre; elle a rÃ©trogradÃ© vers ce point. Comme la lune tourne tout d'une piÃ¨ce dans le mÃªme sens, en expliquant la libration de la tache _m_, nous avons expliquÃ© gÃ©nÃ©ralement la _libration en longitude_.

=307.= EXPLICATION DE LA LIBRATION EN LATITUDE. Cette libration a lieu parce que l'axe de rotation de la lune n'est pas perpendiculaire au plan de son orbite, mais fait avec une perpendiculaire Ã ce plan un angle _mlp_ d'environ 6Â° 1/2 (nÂº 268).

[Illustration: 231, Fig. 103]

Soient _l_T_l'_ (_fig._ 103) le grand axe de l'orbite lunaire, _mm'_ une perpendiculaire Ã l'orbite, _pp'_ l'axe de la lune, T le centre de la terre. La lune occupant la position _l_, l'observateur, placÃ© en T, verra l'hÃ©misphÃ¨re _mp'm'_; il ne verra donc pas le pÃ´le _p_, qui est de l'autre cÃ´tÃ© du bord visible, Ã la distance sphÃ©rique _mp_; tandis qu'il verra au delÃ du pÃ´le _p'_, Ã une distance _p'm'_. Quand la lune, aprÃ¨s une demi-rÃ©volution, sera arrivÃ©e en _l'_, l'axe _p'p_ Ã©tant restÃ© parallÃ¨le Ã lui-mÃªme, l'observateur verra le pÃ´le _p_, et les points situÃ©s au delÃ , Ã la distance sphÃ©rique _pm_, autour de ce point; il ne verra plus que le pÃ´le _p'_, ni aucun des points qu'il voyait prÃ©cÃ©demment autour de ce point, Ã la distance _p'm'_. Il y a donc eu, dans l'intervalle, un mouvement du pÃ´le _p_ qui s'est rapprochÃ© du bord supÃ©rieur, a reparu, puis s'est avancÃ© Ã quelque distance de ce bord sur la partie visible du disque, tandis que le pÃ´le _p'_ se rapprochant du bord infÃ©rieur, a fini par disparaÃ®tre de l'autre cÃ´tÃ© de ce bord. La lune tournant tout d'une piÃ¨ce dans l'un ou l'autre sens, ceci explique en gÃ©nÃ©ral la libration en latitude.

[Illustration: 232, Fig. 104]

=308.= _Explication de la libration diurne._ Du centre T de la terre, _abstraction faite des autres librations_, on voit toujours la mÃªme partie de la surface de la lune, ni plus ni moins, quelque position que prenne cet astre. Cela posÃ©, suivons (_fig._ 104) la lune d'un point A de la surface de la terre, depuis son lever en _l_ jusqu'au mÃ©ridien en _l'_ puis de lÃ jusqu'Ã son coucher en _l"_. Quand la lune est au mÃ©ridien en _l'_, l'observateur A voit prÃ©cisÃ©ment la partie de l'astre que l'on aperÃ§oit du centre T. Au lever _l_, il aperÃ§oit, prÃ¨s du bord _occidental_, un fuseau _ac_ invisible du centre T, tandis qu'il ne voit pas, prÃ¨s du bord _oriental_, un fuseau _bd_, visible de T. Au coucher _l'_, au contraire, l'observateur voit, prÃ¨s du bord oriental, un fuseau _d'b'_ invisible du centre T, et ne voit plus prÃ¨s du bord occidental le fuseau _c'a'_, visible du point T. Or les points de la surface de la lune, invisibles du centre T dans l'une des positions de la lune, sont invisibles du mÃªme point dans toute autre position; donc, par l'effet du mouvement diurne, l'observateur A voit d'abord prÃ¨s du bord occidental un fuseau _ac_, puis au bord oriental un fuseau _b'd'_ qu'il ne verrait pas sans ce mouvement. Comme d'ailleurs tout arrive progressivement, du lever de la lune Ã son coucher, les taches du fuseau _ac_, qui auront disparu en _l'_, se rapprochent successivement du bord occidental et disparaissent les unes aprÃ¨s les autres, tandis que les taches du fuseau _bd_ reparaissent les unes aprÃ¨s les autres au bord oriental, s'avanÃ§ant progressivement Ã une petite distance sur le disque. Du mÃ©ridien au coucher on voit apparaÃ®tre au bord oriental, et successivement, les lÃ¢ches du fuseau _b'd'_ qui s'avancent un peu sur le disque; enfin, on voit celles du fuseau _a'c'_, prÃ¨s du bord occidental, s'avancer vers le bord et disparaÃ®tre successivement. C'est dans l'apparition et la disparition successive de ces fuseaux que consiste la libration diurne.

Chacun des fuseaux _ac_, _b'd'_, _bd_, _a'c'_, a environ 1Â° de large. En effet, l'angle _alc_ par exemple est Ã©gal Ã l'angle A_l_T, qui est prÃ©cisÃ©ment la parallaxe horizontale de la lunÃ©, laquelle varie, comme on sait, de 54' Ã 1Â°.

NOTE III.

ComplÃ©ment du chapitre des Ã©clipses.

=309.=. PRÃ DICTION DES Ã CLIPSES DE LUNE. Les anciens, qui Ã©taient loin de connaÃ®tre les lois du mouvement du la lune aussi bien qu'on les connaÃ®t aujourd'hui, Ã©taient cependant parvenus Ã prÃ©dire les Ã©clipses avec une assez grande exactitude; c'est qu'ils avaient remarquÃ© qu'aprÃ¨s une certaine pÃ©riode fixe les Ã©clipses de lune se reproduisent dans le mÃªme ordre et sensiblement dans les mÃªmes circonstances. Cette pÃ©riode, connue des ChaldÃ©ens sous le nom de _saros_, se compose de 223 lunaisons formant environ 18 ans 11 jours; elle comprend en gÃ©nÃ©ral 70 Ã©clipses, dont 41 Ã©clipses de soleil et 29 de lune. Cela admis, il suffit de tenir compte par ordre et par date, d'une maniÃ¨re prÃ©cise et Ã partir d'un certain jour, des Ã©clipses de lune qui se produisent dans l'espace de 18 ans 11 jours,

pour connaÃ®tre, Ã trÃ¨s-peu prÃ¨s:, l'Ã©poque et mÃªme les circonstances de chacune des Ã©clipses qui se produiront dans la pÃ©riode suivante de 18 ans 11 jours; de mÃªme pour une troisiÃ¨me pÃ©riode, et ainsi de suite. C'est ainsi que faisaient les anciens.

Maintenant qu'on sait comment et pourquoi les mÃªmes ellipses se reproduisent ainsi pÃ©riodiquement, on sait aussi que cette ancienne mÃ©thode de prÃ©dire les Ã©clipses n'est pas tout Ã fait exacte, et ne permet de prÃ©dire ces phÃ©nomÃ¨nes qu'avec une certaine approximation. Nous l'indiquons nÃ©anmoins parce qu'elle est encore de quelque utilitÃ©, et qu'elle est d'ailleurs intÃ©ressante par le rÃ´le qu'elle a jouÃ© bien longtemps.

=309= _bis_. Voici comment on explique la reproduction pÃ©riodique des Ã©clipses. On dÃ©montre aisÃ©ment, et nous l'expliquons mÃªme un peu plus loin (nÂº 311), que la reproduction d'une Ã©clipse dÃ©pend de la position relative, au moment de l'opposition, du soleil et des nÅ uds de la lune; cela admis, on comprendra aisÃ©ment, aprÃ¨s les explications suivantes, la reproduction pÃ©riodique des Ã©clipses telle que nous venons de l'indiquer.

On appelle _rÃ©volution synodique des noeuds de la lune_ le temps qui s'Ã©coule entre deux rencontres consÃ©cutives du soleil et de l'un de ces points. Si les noeuds de la lune Ã©taient fixes sur l'Ã©cliptique, la durÃ©e de cette rÃ©volution serait prÃ©cisÃ©ment l'_annÃ©e sidÃ©rale_ (nÂº 218). Mais Ã cause du mouvement rÃ©trograde des nÅ uds (nÂº 265), en vertu duquel ces points vont constamment Ã la rencontre du soleil, leur rÃ©volution synodique est plus courte et ne dure que 346j,619; 19 de ces rÃ©volutions synodiques font 6585j,76, ou 18 ans 11 jours environ; d'un autre cÃ´tÃ©, 223 lunaisons font 6585j,32. Donc 19 rÃ©volutions synodiques de la lune font Ã peu prÃ¨s 223 lunaisons; c'est lu pÃ©riode chaldÃ©enne. Supposons un instant que l'on ait exactement 18 ans 11 jours = 19 rÃ©volutions synodiques des nÅ uds de la lune = 223 lunaisons; puis, qu'Ã une certaine Ã©poque il y ait Ã©clipse de lune. En ce moment la lune est Ã l'opposition, et le soleil et les nÅ uds de la lune occupent certaines positions relatives; aprÃ¨s 18 ans et 11 jours, comme il se sera Ã©coulÃ© 223 lunaisons, la lune se trouvera encore Ã l'opposition; comme il se sera Ã©coulÃ© 19 rÃ©volutions synodiques des nÅ uds, ces points et le soleil seront revenus aux mÃªmes positions relatives; la mÃªme Ã©clipse se reproduira donc exactement.

Dans notre hypothÃ¨se, la mÃ©thode des anciens serait donc parfaitement exacte; si elle ne l'est pas, cela tient aux faibles diffÃ©rences qui existent entre les nombres 6585j,76, 6585j,32 et 18 ans 11 jours; ces diffÃ©rences sont Ã peine sensibles, et la mÃ©thode rÃ©ussit Ã trÃ¨s-peu prÃ¨s quand on passe d'une pÃ©riode Ã la pÃ©riode suivante, ou mÃªme Ã quelques pÃ©riodes consÃ©cutives; mais elles le deviendraient si, Ã partir d'une premiÃ¨re observation rÃ©elle des Ã©clipses, on voulait

faire un tableau de prÃ©dictions pour un grand nombre de pÃ©riodes suivantes. Il faut donc, au bout d'un certain temps, recommencer le premier travail d'observation.

=310.= Aujourd'hui les astronomes connaissent parfaitement les lois du mouvement de la lune, et peuvent calculer Ã l'avance pour un temps quelconque les positions de cet astre relativement au soleil et Ã la terre; ils le font pour tous les jours de chaque annÃ©e, et mÃªme pour des Ã©poques plus rapprochÃ©es; les rÃ©sultats de leurs calculs sont insÃ©rÃ©s dans la _Connaissance des temps_ de chaque annÃ©e prochaine. A l'aide de ces tables on peut prÃ©dire les Ã©clipses et leurs principales circonstances; le lecteur peut voir dans les ouvrages spÃ©ciaux comment on arrive Ã un pareil rÃ©sultat.

[Illustration: 234, Fig. 112]

=311.= Nous essayerons seulement ici de faire comprendre comment on peut savoir s'il y aura ou s'il n'y aura pas Ã©clipse de lune Ã une opposition donnÃ©e. ConsidÃ©rons la terre, son cÃ´ne d'ombre, et la lune au moment d'une opposition; imaginons alors une sphÃ¨re ayant son centre au centre T de la terre, _fig._ 112, et pour rayon la distance T_l_ qui sÃ©pare en ce moment les centres des deux globes. Cette sphÃ¨re coupe la lune suivant un de ses grands cercles, cercle _l_, et le cÃ´ne d'ombre suivant un cercle, cercle O_c_, qu'on appelle le _cercle d'ombre de la lune_; ce cercle O_c_ a son centre O sur l'axe de ce cÃ´ne, c'est-Ã -dire sur les prolongement de la ligne ST qui va du soleil Ã la terre. La mÃªme sphÃ¨re coupe le plan de l'Ã©cliptique suivant un cercle, cercle ON'S, et le plan de l'orbite lunaire suivant un autre grand cercle, cercle N'_l_N, qui se confond sensiblement avec cette orbite elle-mÃªme (dans la partie _l_N); enfin, le grand cercle de cette sphÃ¨re qui passe par ST et le centre _l_ de la lune, cercle O_ls_, n'est autre que le cercle de latitude de la lune, puisque, Ã l'opposition, ce dernier cercle doit passer par le soleil; ce grand cercle O_ls_ (qui est vu de face), tout en passant par les centres _l_ et O, de circ. _l_ et cir. O_c_, rencontre ces circonfÃ©rences elles-mÃªmes sur la sphÃ¨re. De cette exposition il rÃ©sulte qu'Ã l'Ã©poque considÃ©rÃ©e, _l_O est la latitude de la lune, _li_ son demi-diamÃ¨tre apparent, O_c_ le demi-diamÃ¨tre apparent du cercle d'ombre, TN' la direction de la ligne des nÅ uds. Rappelons-nous aussi (page 211) que le diamÃ¨tre rÃ©el du cercle d'ombre est, Ã la distance moyenne, 60_r_, de la lune Ã la terre, Ã peu prÃ¨s Ã©gal aux 8/11 du diamÃ¨tre de la terre, tandis que le diamÃ¨tre rÃ©el de la lune n'est que 3/11 du mÃªme diamÃ¨tre; ces deux cercles, cercle O_c_ et cercle _li_, Ã©tant toujours vus Ã la mÃªme distance, leurs diamÃ¨tres apparents doivent Ãªtre dans le mÃªme rapport moyen de 8 Ã 3.

Les deux circonfÃ©rences, cir. _l_ et circ. O_c_, Ã©tant tracÃ©es sur la mÃªme sphÃ¨re, tout se passe exactement, quant Ã leurs situations relatives, comme si elles Ã©taient tracÃ©es sur le mÃªme plan, les arcs ou distances sphÃ©riques O_l_, _li_, O_c_, remplaÃ§ant exactement _la distance des centres et les rayons des

circonfÃ©rences_. Nos deux circonfÃ©rences seront sur la sphÃ¨re: intÃ©rieures, sÃ©cantes, tangentes, extÃ©rieures, dans des conditions remplies par les arcs _l_O, _li_, O_c_, parfaitement identiques avec les conditions relatives aux mÃªmes situations indiquÃ©es dans notre _GÃ©omÃ©trie_ (2e livre). DÃ¨s que cercle _l_ et cercle O_c_ auront une partie commune, la lune entrera dans le cÃ´ne, et il y aura Ã©clipse; quand il y aura seulement contact extÃ©rieur, ou que les deux cercles seront extÃ©rieurs l'un Ã l'autre, il n'y aura pas d'Ã©clipse. D'aprÃ¨s cela, ayant Ã©gard Ã la signification astronomique ci-dessus indiquÃ©e de _l_O, _li_, O_c_, et au IIe livre de _GÃ©omÃ©trie_, nous pouvons Ã©tablir les propositions suivantes:

1Â° Il y aura Ã©clipse de lune Ã une opposition donnÃ©e, si pour cette Ã©poque on a _l_O < O_c_ + _li_, c'est-Ã -dire si la latitude de la lune est moindre que la somme des demi-diamÃ¨tres apparents de la lune et de son cercle d'ombre terrestre.

2Â° Il n'y aura pas d'Ã©clipse de lune Ã une opposition donnÃ©e si, pour cette Ã©poque, on a _l_O = O_c_ + _li_ ou _l_O > O_c_ + _li_, c'est-Ã -dire si la latitude de la lune est Ã©gale ou supÃ©rieure Ã la somme des demi-diamÃ¨tres apparents de la lune et de son cercle d'ombre terrestre.

On peut, dans l'expression des conditions prÃ©cÃ©dentes, introduire, au lieu de la latitude _l_O, l'arc ON, ou son Ã©gal N'S qui mesure la distance angulaire STN' du soleil au second nÅ ud N' de la lune. En effet, le triangle sphÃ©rique ON_l_, rectangle en O, fournit une relation trÃ¨s-simple entre _l_O, ON, et l'angle aigu ON_l_ (qui n'est autre que l'inclinaison connue de l'orbite lunaire sur l'Ã©cliptique; en moyenne 5Â° 9'; tang _l_O = sin ON tg. ON_l_ = sin N'S tg. ON_l_). Supposons que l'on ait remplacÃ© _l_O par ON et l'inclinaison ON_l_ dans chacune des relations citÃ©es tout Ã l'heure. On connaÃ®t la limite infÃ©rieure et la limite supÃ©rieure du demi-diamÃ¨tre apparent de la lune; on peut dÃ©terminer les mÃªmes limites du demi-diamÃ¨tre apparent de son cercle d'ombre terrestre (_V._ le nÂ° suivant); cela fait, on peut remplacer convenablement ces demi-diamÃ¨tres par leurs limites dans les Ã©galitÃ©s ou les inÃ©galitÃ©s dont nous nous occupons; on arrive ainsi Ã Ã©tablir les propositions suivantes:

1Â° Si Ã l'Ã©poque d'une pleine lune, la distance angulaire du centre du soleil Ã l'un des nÅ uds de la lune est plus petite que 9Â° 31', il y a certainement Ã©clipse. 2Â° Si Ã une pareille Ã©poque la distance du soleil au nÅ ud le _plus voisin_ surpasse 12Â° 3', il ne peut y avoir Ã©clipse. 3Â° Enfin, si la distance du soleil au nÅ ud le plus voisin est comprise entre 9Â° 31' et 12Â° 3', l'Ã©clipse est douteuse; l'examen dÃ©taillÃ© des circonstances de cette Ã©clipse montrera seulement si elle aura lieu rÃ©ellement.

[Illustration: 236, Fig. 113]

DÃ©termination du demi-diamÃ¨tre du cercle d'ombre. Nous avons supposÃ© connu, dans ce qui prÃ©cÃ¨de, le demi-diamÃ¨tre apparent du cercle d'ombre terrestre de la lune; voici comment on peut le calculer: La _fig._ 113 reprÃ©sente une section de la sphÃ¨re (circ. T_l_, ou circ. T_c_, dont nous venons de faire usage) et une section du cÃ´ne d'ombre de la lune, par un mÃªme plan central conduit par ST; on voit sur cette figure l'arc _cc'_ qui mesure prÃ©cisÃ©ment le diamÃ¨tre apparent du cercle d'ombre; _c_T est la distance de la lune Ã la terre 1/2_c_T_c'_ ou _c_TD est Ã©gal Ã l'angle B_c_T, qui est la parallaxe de la lune (nÂº 197), diminuÃ© de l'angle _c_DT (_c_TD = B_c_T-_c_DT); mais l'angle _c_DT est lui-mÃªme Ã©gal Ã l'angle B'TS, demi-diamÃ¨tre apparent du soleil, diminuÃ© de l'angle BB'T, parallaxe du mÃªme astre.

2/1_c_T_c'_ = B_c_T - _c_DT = B_c_T - (B'TS - BB'T)

1/2_c_T_c'_ = B_c_T + BBT - B'TS.[114]

[Note 114: 1/2_c_T_c'_ est l'arc O_c_ des Ã©galitÃ©s ou des inÃ©galitÃ©s prÃ©cÃ©dentes (1Âº et 2Âº). On peut remplacer O_c_ par B_c_T + BB'T = B'TS dans l'Ã©galitÃ© et dans les deux inÃ©galitÃ©s.]

Le demi-diamÃ¨tre apparent du cercle d'ombre terrestre de la lune s'obtient en ajoutant la parallaxe du soleil Ã celle de la lune, et retranchant de la somme le demi-diamÃ¨tre apparent du soleil. Or ces trois derniers angles sont donnÃ©s dans la _Connaissance des temps_. Le diamÃ¨tre apparent du cercle d'ombre varie entre 1Âº 15' 32" et 1Âº 31' 36". En raison de l'ombre et de la pÃ©nombre de l'atmosphÃ¨re, l'ombre terrestre sur la lune paraÃ®t avoir un diamÃ¨tre un peu plus grand que celui qu'on obtient ainsi; les astronomes augmentent pour cette raison d'un soixantiÃ¨me la valeur calculÃ©e.

=312.= DE LA FRÃ QUENCE RELATIVE DES Ã CLIPSES DE LUNE ET DE SOLEIL. La pÃ©riode chaldÃ©enne de 18 ans 11 jours, au bout de laquelle la lune reprend la mÃªme position relativement au soleil et Ã ses nÅ uds, joue le mÃªme rÃ´le pour les Ã©clipses du soleil que pour les Ã©clipses de lune quand on considÃ¨re les premiÃ¨res d'une maniÃ¨re gÃ©nÃ©rale, _et indÃ©pendamment des lieux de la terre pour lesquels elles se produisent_. Les Ã©clipses de soleil qui ont eu lieu dans une pareille pÃ©riode se produisent en mÃªme nombre et Ã des Ã©poques correspondantes dans la pÃ©riode suivante. Il y a cependant quelques changements Ã cause des diffÃ©rences entre les valeurs de 223 lunaisons et de 19 rÃ©volutions synodiques des nÅ uds (V. nÂº 309 _bis_). L'observation a appris que, dans 18 ans 11 jours, il y a, en moyenne, 70 Ã©clipses, dont 41 de soleil et 29 de lune. Il n'y a jamais plus de 7 Ã©clipses, et moins de 2 dans la mÃªme annÃ©e; quand il n'y en a que deux, ce sont deux Ã©clipses de soleil.

=313.= Pour comprendre pourquoi il y a plus d'Ã©clipses de soleil que de lune, il suffit de jeter les yeux sÃ»r cÃ´ne tangent extÃ©rieur DB'C' qui enveloppe Ã la fois la terre et le soleil (_fig._ 119). Pour qu'il y ait Ã©clipse de lune, il faut que la lune entre dans la partie DBC de ce cÃ´ne, vers le point _a_, par exemple; pour qu'il y ait Ã©clipse de soleil, en quelque lieu de la terre, il faut et il suffit que la lune entre vers _b_ dans la partie BCC'B' de ce cÃ´ne, situÃ©e entre la terre et le soleil. Or les dimensions transversales du cÃ´ne Ã©tant plus grande vers _b_ que vers _a_, il doit arriver plus souvent que la lune pÃ©nÃ¨tre dans le cÃ´ne vers le point _b_ que vers le point _a_; c'est-Ã -dire qu'il doit y avoir plus d'Ã©clipses de soleil que de lune.

[Illustration: 237, Fig. 119]

=314.= Observons tout de suite qu'il n'est vrai de dire que le nombre des Ã©clipses de soleil, observÃ©es durant une certaine pÃ©riode, surpasse le nombre des Ã©clipses de lune, observÃ©es dans le mÃªme temps, que s'il s'agit de la terre en entier et non d'un lieu dÃ©terminÃ©. Quand la totalitÃ© ou une portion quelconque de la lune est Ã©clipsÃ©e, en cessant d'Ãªtre Ã©clairÃ©e par le soleil, elle devient invisible pour tous les points de l'espace Ã la fois. Une Ã©clipse de lune est donc visible, et avec les mÃªmes apparences, de tous les lieux de la terre qui ont cet astre Ã leur horizon, et mÃªme de quelques autres, par l'effet de la rÃ©fraction (nÂº 291); ces lieux composent plus de la moitiÃ© de la terre; une Ã©clipse de soleil, au contraire, n'est visible que dans une partie d'hÃ©misphÃ¨re et quelquefois dans une partie assez restreinte. Cette circonstance fait que le nombre des Ã©clipses de lune _visibles en un lieu donnÃ©_ est plus grand que le nombre des Ã©clipses de soleil qu'on y peut observer, malgrÃ© la plus grande frÃ©quence de celles-ci quand on ne spÃ©cifie aucun lieu de la terre[115].

[Note 115: Ajoutons qu'Ã la distance de la lune l'ombre de la terre a un diamÃ¨tre apparent Ã peu prÃ¨s triple de celui du soleil (page 211, en note); un observateur doit donc voir la lune passer plus souvent devant ce cercle d'ombre que devant le disque du soleil.]

=315.= Les Ã©clipses totales de soleil sont excessivement rares en un lieu donnÃ© de la terre; on le comprend aisÃ©ment quand on voit sur la _fig._ 114 la petitesse de l'ombre pure portÃ©e par la lune sur la terre. La partie de la terre atteinte par cette ombre n'est Ã©videmment qu'une trÃ¨s-petite partie de l'espace atteint par la pÃ©nombre, d'oÃ¹ le phÃ©nomÃ¨ne d'Ã©clipse peut Ãªtre observÃ©. A Paris il n'y a eu qu'une Ã©clipse totale dans le dix-huitiÃ¨me siÃ¨cle, en 1724. Il n'y en a pas eu encore dans le dix-neuviÃ¨me siÃ¨cle, et il n'y en aura pas d'ici Ã sa fin. A Londres, on a Ã©tÃ© 575 ans sans en observer aucune, depuis 1140 jusqu'en 1715; depuis l'Ã©clipse de 1715, on n'en a pas observÃ© d'autre dans cette ville.

=316.= PRÃ DICTION DES Ã CLIPSES DE SOLEIL. La pÃ©riode chaldÃ©enne, qui servait aux anciens Ã prÃ©dire les Ã©clipses de lune, ne peut pas servir Ã prÃ©dire les Ã©clipses de soleil. En effet, la prÃ©diction d'une Ã©clipse est relative Ã un lieu dÃ©terminÃ©, ou Ã une rÃ©gion restreinte de la terre. Or, comme nous l'avons dÃ©jÃ dit, la pÃ©riode chaldÃ©enne, si l'on parvenait Ã observer toutes les Ã©clipses qui se produisent pendant sa durÃ©e, ce que les anciens ne pouvaient pas faire, nous apprendrait tout au plus qu'Ã telle Ã©poque d'une pÃ©riode suivante il doit y avoir une Ã©clipse de soleil, mais sans nous faire connaÃ®tre ni les lieux de la terre desquels elle serait visible, ni les circonstances de l'Ã©clipse relativement Ã ces lieux. Or c'est lÃ justement ce qui intÃ©resse dans la prÃ©diction des Ã©clipses.

Il n'y a donc que les travaux des astronomes, dont nous avons parlÃ© nÂº 310, qui puissent servir Ã prÃ©dire exactement les Ã©clipses de soleil et de lune. Les astronomes dÃ©terminent, pour des Ã©poques successives et rapprochÃ©es, les positions relatives prÃ©cises du soleil, de la terre et de la lune; ils connaissent donc aussi prÃ©cisÃ©ment la position de chacun des cÃ´nes d'ombre de la lune et de la terre, et de leur pÃ©nombre. Ils peuvent d'aprÃ¨s cela, en combinant tous ces Ã©lÃ©ments, savoir l'instant prÃ©cis oÃ¹ les conditions nÃ©cessaires pour une Ã©clipse seront remplies pour tel ou tel lieu de la terre. Ils peuvent prÃ©dire les Ã©clipses, et mÃªme les circonstances pour un lieu donnÃ©; car les phases dÃ©pendent des mÃªmes Ã©lÃ©ments. Nous ne pouvons entrer ici dans aucun dÃ©tail sur les calculs auxquels nous venons de faire allusion. Il nous suffit que le lecteur, Ã©difiÃ© sur la cause des Ã©clipses, comprenne la possibilitÃ© de les prÃ©dire exactement.

CHAPITRE V.

DES PLANÃ TES ET LEURS SATELLITES, ET DES COMÃ TES.

=317.= Le soleil et la lune ne sont pas les seuls corps cÃ©lestes qui nous paraissent se dÃ©placer au milieu des constellations; il y a encore d'autres astres qui ont un mouvement presque analogue: ce sont les planÃ¨tes avec leurs satellites, et les comÃ¨tes. Nous nous occuperons d'abord des _planÃ¨tes_.

Les _planÃ¨tes_ nous offrent Ã trÃ¨s-peu prÃ¨s le mÃªme aspect que les Ã©toiles fixes; ce qui les en distingue principalement, c'est leur _mobilitÃ©_.

Pour reconnaÃ®tre si un astre que l'on observe, et qui ressemble Ã une Ã©toile, est une planÃ¨te, il suffit de se rendre compte d'une maniÃ¨re prÃ©cise de la position que cet astre occupe par rapport aux Ã©toiles voisines; puis quelques jours aprÃ¨s on voit si cette position est restÃ©e la mÃªme, ou bien si elle a variÃ© d'une maniÃ¨re sensible; dans ce dernier cas, l'astre est une planÃ¨te.

Les Ã©toiles sont en gÃ©nÃ©ral marquÃ©es sur les cartes cÃ©lestes; les planÃ¨tes, vu leur mobilitÃ©, n'y sont pas indiquÃ©es. Si donc on aperÃ§oit dans le ciel un astre qui ressemble Ã une Ã©toile et qui n'est pas marquÃ© sur les cartes, il est trÃ¨s-probable que cet astre est une planÃ¨te; c'est alors le cas d'employer le prÃ©cÃ©dent moyen de vÃ©rification.

Nous dirons de plus qu'observÃ©es au tÃ©lescope les principales planÃ¨tes nous offrent des diamÃ¨tres apparents sensibles, qui augmentent avec la puissance de l'instrument, tandis que les Ã©toiles, observÃ©es de mÃªme, nous font toujours l'effet de simples points lumineux. Cette diffÃ©rence tient Ã©videment Ã ce que les planÃ¨tes sont infiniment plus rapprochÃ©es de nous que les Ã©toiles.

PLANÃ TES PRINCIPALES; LEURS DISTANCES MOYENNES AU SOLEIL.

=318=. On distingue huit planÃ¨tes principales, y compris la terre; qui est une vÃ©ritable planÃ¨te (V. nÂº 322). Voici les noms de ces planÃ¨tes et leurs distances moyennes au soleil. Nous indiquons les planÃ¨tes dans l'ordre croissant de ces distances, que nous exprimons en rayons moyens de l'orbite terrestre (c'est-Ã -dire la distance moyenne de la terre au soleil Ã©tant prise pour unitÃ©).

Outres ces huit planÃ¨tes, on en connaÃ®t un certain nombre d'autres plus petites dont nous parlerons plus tard.

PLANÃ TES SIGNES DISTANCES PLANÃ TES SIGNES DISTANCES moyennes moyennes au soleil au soleil

Mercure â ¿ 0,387 Jupiter â 5,203 VÃ©nus â 0,723 Saturne â 9,539 La Terre â 1,000 Uranus â 19,182 Mars â 1,524 Neptune â 30,04

La terre Ã part, les anciens connaissaient cinq planÃ¨tes, savoir: _Mercure, VÃ©nus, Mars, Jupiter, Saturne_; ces planÃ¨tes, visibles Ã l'Å il nu, ont Ã©tÃ© connues de toute antiquitÃ©. _Uranus_ a Ã©tÃ© dÃ©couverte en 1781 par Williams Herschell; _Neptune_, annoncÃ©e par M. Leverrier le 1er juin 1846, fut aperÃ§ue le 23 septembre suivant par M. Galle, astronome prussien.

Les petites planÃ¨tes ont toutes Ã©tÃ© dÃ©couvertes depuis l'an 1800; le plus grand nombre d'entre elles l'ont Ã©tÃ© depuis quelques annÃ©es.

=319=. MOUVEMENTS DES PLANÃ TES VUS DE LA TERRE. On peut Ã©videmment Ã©tudier le mouvement propre de chaque planÃ¨te, de la mÃªme maniÃ¨re qu'on a Ã©tudiÃ© le mouvement apparent du soleil et celui de la lune. Il suffit d'observer chaque jour l'ascension-droite et la dÃ©clinaison de cette planÃ¨te, d'en dÃ©duire sa longitude et sa latitude, et de se servir de ces angles pour figurer sur un globe cÃ©leste les positions apparentes successives de l'astre sur la sphÃ¨re cÃ©leste. Ce

travail constate d'abord l'existence du mouvement propre de la planÃ¨te; il nous fait connaÃ®tre de plus les particularitÃ©s suivantes:

La courbe qui dÃ©crit la position apparente d'une planÃ¨te sur un globe cÃ©leste dont le centre reprÃ©sente la terre, ne ressemble pas Ã celles que l'on obtient pour le soleil et pour la lune; cette courbe est sinueuse et revient sur elle-mÃªme, allant tantÃ´t de l'ouest Ã l'est (sens direct), revenant de l'est Ã l'ouest (sens rÃ©trograde), puis retournant vers l'est. Si on observe une planÃ¨te durant une longue suite de jours, et que sa marche sur la sphÃ¨re cÃ©leste soit d'abord directe, c'est-Ã -dire que sa longitude augmente, on voit, au bout d'un certain temps, ce mouvement en longitude se ralentir, puis s'arrÃªter pendant quelques jours; on dit alors qu'il y a _station_. AprÃ¨s cela il y a _rÃ©trogradation_; le mouvement, de direct qu'il Ã©tait, devient _rÃ©trograde_; la longitude de la planÃ¨te diminue; elle prÃ©cÃ¨de chaque jour au mÃ©ridien les Ã©toiles qu'elle y accompagnait la veille; cela dure un certain temps; puis le mouvement rÃ©trograde se ralentit Ã son tour, et s'arrÃªte. AprÃ¨s cette nouvelle station le mouvement redevient direct, la planÃ¨te se dirige de nouveau vers l'est, et ainsi de suite; ces alternatives de mouvement direct, station, rÃ©trogradation, se reproduisent indÃ©finiment dans le mÃªme ordre. NÃ©anmoins les accroissements de la longitude, c'est-Ã -dire la somme des mouvements directs de l'ouest Ã l'est, l'emportant sur la somme des chemins de sens contraire, la planÃ¨te finit par faire le tour de la sphÃ¨re cÃ©leste. On comprend, d'aprÃ¨s cela, la forme irrÃ©guliÃ¨re de la courbe dessinÃ©e sur le globe cÃ©leste dont nous avons parlÃ© d'abord. Cette courbe tantÃ´t s'Ã©lÃ¨ve vers le nord de l'Ã©cliptique, tantÃ´t descend au sud, c'est-Ã -dire que la latitude de la planÃ¨te varie comme la longitude; mais la latitude ne varie que dans des limites gÃ©nÃ©ralement peu Ã©tendues.

Les planÃ¨tes principales s'Ã©cartent trÃ¨s-peu de l'Ã©cliptique; pour aucune d'elles la latitude borÃ©ale ou australe, dans ses variations, ne dÃ©passe 8Â°, c'est-Ã -dire que ces planÃ¨tes ne quittent pas la zone cÃ©leste que nous connaissons sous le nom de _zodiaque_ (nÂ° 123). Deux de ces planÃ¨tes, Mercure et VÃ©nus (V. plus loin les planÃ¨tes infÃ©rieures), en se mouvant ainsi le long de l'Ã©cliptique, semblent accompagner le soleil dans son mouvement de translation. Chacune d'elles allant et venant, tantÃ´t Ã l'ouest, tantÃ´t Ã l'est du soleil, ne s'en Ã©carte jamais au delÃ de certaines limites. Les trois autres planÃ¨tes, tout en s'Ã©cartant peu de l'Ã©cliptique au nord et au sud, et allant tantÃ´t vers l'ouest, tantÃ´t vers l'est, ne se maintiennent pas ainsi dans le voisinage du soleil; la diffÃ©rence entre la longitude de chacune d'elles et la longitude du soleil passe par tous les Ã©tats de grandeur de 0Â° Ã 360Â°.

Ces irrÃ©gularitÃ©s, ces apparences singuliÃ¨res des mouvements des planÃ¨tes ont longtemps embarrassÃ© les astronomes; on en a donnÃ© diverses explications. Ce n'est qu'en rapportant ces mouvements au soleil, au lieu de les rapporter Ã la terre, qu'on est parvenu Ã les expliquer d'une maniÃ¨re tout Ã fait satisfaisante.

=320=. MOUVEMENTS DES PLANÃ TES VUS DU SOLEIL. On sait maintenant que cette complication du mouvement des planÃ¨tes n'est qu'apparente, qu'elle est due uniquement Ã ce que la terre est Ã©loignÃ©e du centre de ces mouvements. Chaque planÃ¨te, en effet, dÃ©crit autour du soleil une courbe plane Ã peu prÃ¨s circulaire (une ellipse trÃ¨s-peu allongÃ©e dont cet astre occupe un foyer). Si l'observateur Ã©tait placÃ© au centre du soleil, il verrait chaque planÃ¨te tourner autour de lui, toujours dans le mÃªme sens, d'occident en orient, Ã peu prÃ¨s comme il voit la lune se mouvoir autour de la terre. La distance de la terre au soleil, centre des mouvements planÃ©taires, explique d'une maniÃ¨re tout Ã fait suffisante, comme nous le verrons bientÃ´t, les apparences que ces mouvements prÃ©sentent Ã l'observateur terrestre. Il nous faut d'abord faire connaÃ®tre d'une maniÃ¨re prÃ©cise les lois gÃ©nÃ©rales des mouvements planÃ©taires.

LOIS DE KÃ PLER.

=321=. Toutes les planÃ¨tes sont soumises dans leurs mouvements Ã trois lois gÃ©nÃ©rales, qui portent le nom de KÃ©pler qui les a dÃ©couvertes. En voici l'Ã©noncÃ©:

PREMIÃ RE LOI. _Chaque planÃ¨te se meut autour du soleil dans une orbite plane, et le rayon vecteur (ligne idÃ©ale qui va du centre du soleil au centre de la planÃ¨te) dÃ©crit des aires Ã©gales en temps Ã©gaux._

DEUXIÃ ME LOI. _La courbe dÃ©crite par chaque planÃ¨te autour du soleil est une ellipse dont le soleil occupe un foyer._

TROISIÃ ME LOI. _Les carrÃ©s des temps des rÃ©volutions de deux planÃ¨tes quelconques autour du soleil sont entre eux comme les cubes de leurs moyennes distances au soleil._

Ces lois ont Ã©tÃ© dÃ©couvertes par l'observation. C'est en Ã©tudiant spÃ©cialement le mouvement de Mars qui dÃ©crit une ellipse plus allongÃ©e que les autres, c'est en comparant un nombre considÃ©rable d'observations faites sur cet astre par Tycho-BrahÃ© et par lui-mÃªme, que KÃ©pler est arrivÃ© Ã trouver les deux premiÃ¨res lois, lesquelles ont Ã©tÃ© ensuite vÃ©rifiÃ©es pour les autres planÃ¨tes et pour la terre elle-mÃªme. Toutes les circonstances du mouvement de ces corps par rapport au soleil se trouvent Ãªtre des consÃ©quences de ces lois. La comparaison des distances moyennes des planÃ¨tes au soleil avec les durÃ©es de leurs rÃ©volutions sidÃ©rales a fait dÃ©couvrir la troisiÃ¨me loi. Ces travaux de KÃ©pler ont durÃ© dix-sept ans [116].

[Note 116: Nous ne pouvons exposer ici d'une maniÃ¨re prÃ©cise les mÃ©thodes d'observation employÃ©es par les astronomes pour Ã©tudier le mouvement d'une planÃ¨te quelconque, de Mars par exemple, par rapport au soleil. L'observateur est sur

la terre; on conÃ§oit qu'il peut dÃ©terminer d'une maniÃ¨re prÃ©cise, comme il a Ã©tÃ© dit pour le soleil et la lune, une sÃ©rie de positions successives de la planÃ¨te par rapport au centre de la terre; il connaÃ®t aux mÃªmes Ã©poques la position prÃ©cise du soleil par rapport Ã ce mÃªme centre. Avec ces Ã©lÃ©ments il dÃ©termine la sÃ©rie des positions correspondantes de la planÃ¨te par rapport au soleil. C'est le rapprochement de ces derniÃ¨res positions qui peut conduire l'astronome Ã la connaissance de la loi suivant laquelle elles se succÃ¨dent, c'est-Ã -dire Ã la loi du mouvement de la planÃ¨te par rapport au soleil.]

=322=. LA TERRE EST UNE PLANÃ TE. Nous avons dÃ©jÃ eu l'occasion d'Ã©noncer les deux premiÃ¨res lois de KÃ©pler Ã propos du mouvement apparent du soleil par rapport Ã la terre. Nous avons dit plus tard que ce mouvement de translation du soleil n'est qu'une apparence due Ã un mouvement rÃ©el tout Ã fait identique de la terre autour du soleil. Ainsi donc _le mouvement de translation de la terre autour du soleil a lieu suivant les deux premiÃ¨res lois de KÃ©pler_. La troisiÃ¨me loi Ã©tablit une liaison entre les mouvements des diverses planÃ¨tes comparÃ©s les uns aux autres; or, si on compare le mouvement de la terre autour du soleil Ã celui d'une planÃ¨te _quelconque_, on trouve que cette troisiÃ¨me loi est vÃ©rifiÃ©e par ces deux mouvements. Cette triple coÃ¯ncidence ne permet pas de douter que _la terre ne soit une planÃ¨te, tournant comme les autres autour du soleil_.

PRINCIPE DE LA GRAVITATION UNIVERSELLE.

=323=. L'examen attentif des lois de KÃ©pler a conduit Newton Ã la connaissance des causes qui agissent sur les planÃ¨tes et les font se mouvoir suivant ces lois gÃ©nÃ©rales. C'est Ã Newton qu'on doit la dÃ©couverte de ce principe fondamental qui rÃ©git tout le monde solaire:

PRINCIPE DE LA GRAVITATION UNIVERSELLE. _Deux points matÃ©riels placÃ©s comme on voudra dans l'espace gravitent l'un vers l'autre, c'est-Ã -dire tendent Ã se rapprocher comme s'ils s'attiraient mutuellement. Les forces qui se dÃ©veloppent ainsi entre les deux corps sont Ã©gales entre elles, et agissent en sens contraires, suivant la ligne droite qui joint les deux corps, avec une intensitÃ© proportionnelle Ã leurs masses, et inversement proportionnelle au carrÃ© de la distance qui les sÃ©pare._

Le soleil et les planÃ¨tes, et en gÃ©nÃ©ral tous les corps cÃ©lestes, ne sont pas de simples points, mais des grands corps Ã peu prÃ¨s sphÃ©riques. En admettant que leurs molÃ©cules s'attirent mutuellement les unes les autres, Newton est encore parvenu Ã dÃ©montrer cette proposition:

_Si les corps qui attirent ont la forme sphÃ©rique, l'attraction est exactement la mÃªme que si la masse de chacun Ã©tait ramassÃ©e Ã son centre, chaque sphÃ¨re

attirant ainsi comme un seul point matÃ©riel qui aurait une masse Ã©gale Ã la sienne._

L'attraction que le soleil, d'aprÃ¨s ce principe, exerce sur chaque planÃ¨te, combinÃ©e avec une vitesse initiale de projection imprimÃ©e Ã cette planÃ¨te, doit la faire tourner autour du soleil; les lois de ce mouvement, dÃ©duites de l'analyse mathÃ©matique de ces causes, sont prÃ©cisÃ©ment celles que KÃ©pler a dÃ©couvertes par l'observation.

=324=. Un grand nombre de mouvements qu'on observe dans l'univers sont conformes au principe de la gravitation universelle. Ainsi suivant ce principe, la lune, soumise Ã l'attraction prÃ©pondÃ©rante de la terre, doit tourner autour de celle-ci comme les planÃ¨tes autour du soleil; c'est en effet ce qui a lieu; son mouvement est conforme aux lois de KÃ©pler.

DiffÃ©rents globes analogues Ã la lune tournent suivant les mÃªmes lois autour de quelques-unes des planÃ¨tes principales; ce sont les _satellites_ de ces planÃ¨tes, dont nous parlerons plus tard.

Enfin dans diverses rÃ©gions de l'espace indÃ©fini, Ã des distances immenses, on remarque des Ã©toiles tournant autour d'autres Ã©toiles (Ã©toiles doubles); ceux de ces mouvements qu'on a pu suffisamment Ã©tudier, ont lieu suivant les lois de KÃ©pler, c'est-Ã -dire conformÃ©ment au principe de la gravitation.

=325=. Plus prÃ¨s de nous, nous voyons les corps abandonnÃ©s Ã eux-mÃªmes dans le voisinage de la terre, tomber Ã sa surface en se dirigeant vers le centre, paraissant attirÃ©s par notre globe exactement comme il a Ã©tÃ© dit Ã propos de l'attraction des corps sphÃ©riques. La chute des corps sur la terre est donc un effet de la gravitation universelle. Le nom de pesanteur donnÃ© Ã la force qui fait ainsi tomber les corps n'est qu'un synonyme du mot de gravitation.

=326=. Le lecteur a maintenant une idÃ©e gÃ©nÃ©rale assez prÃ©cise de la nature des mouvements planÃ©taires; nous ne pouvons guÃ¨re aller plus loin sur ce sujet. Nous entrerons cependant dans quelques dÃ©tails au sujet des planÃ¨tes principales, que nous considÃ©rerons bientÃ´t en particulier, l'une aprÃ¨s l'autre.

=327=. Les plans dans lesquels ces planÃ¨tes circulent autour du soleil sont trÃ¨s-peu inclinÃ©s sur l'Ã©cliptique. Voici d'ailleurs ces inclinaisons (d'aprÃ¨s M. Faye).

Inclinaison de l'orbite de Mercure, 7Â° 10' 13"; de VÃ©nus, 3Â° 23' 31"; de Mars, 1Â° 51' 6"; de Jupiter, 1Â° 18' 42"; de Saturne, 2Â° 29' 30"; d'Uranus, 0Â° 46' 29"; de Neptune, 1Â° 47'.

D'aprÃ¨s cela, pour plus de simplicitÃ© dans l'Ã©tude des principales circonstances du mouvement de chaque planÃ¨te, nous ferons abstraction de la faible inclinai-

son de son orbite sur l'Ã©cliptique, et nous supposerons que la planÃ¨te tourne autour du soleil, sur ce dernier plan, en mÃªme temps que la terre[117]. De plus, comme les orbites des principales planÃ¨tes sont Ã peu prÃ¨s circulaires, nous les considÃ©rerons comme des cercles ayant le soleil pour centre. On se fait aisÃ©ment ainsi une idÃ©e Ã peu prÃ¨s exacte du mouvement des planÃ¨tes par rapport Ã la terre et au soleil.

[Note 117: Cela revient Ã remplacer chaque orbite par sa projection sur le plan de l'Ã©cliptique, et Ã considÃ©rer le mouvement de la planÃ¨te projetÃ©e sur cette orbite. La projection de la planÃ¨te ayant mÃªme longitude que la planÃ¨te elle-mÃªme, on arrive ainsi Ã des rÃ©sultats exacts quand ces rÃ©sultats ne dÃ©pendent pas de la latitude.]

D'ailleurs, en rÃ©tablissant ensuite l'inclinaison de chaque orbite, et tenant compte de sa forme rÃ©elle, ceux qui le voudront arriveront, de l'approximation qu'ils auront obtenue avec nous, Ã connaÃ®tre exactement les faits Ã©tudiÃ©s, plus aisÃ©ment que s'ils avaient voulu arriver tout de suite Ã ce dernier rÃ©sultat.

=328=. Cela posÃ©, terminons les gÃ©nÃ©ralitÃ©s par la dÃ©finition de quelques termes astronomiques.

On distingue les planÃ¨tes en planÃ¨tes _infÃ©rieures_, et en planÃ¨tes _supÃ©rieures_ (on dit quelquefois aussi planÃ¨tes _intÃ©rieures_ et planÃ¨tes _extÃ©rieures_). Les premiÃ¨res sont celles qui sont plus rapprochÃ©es que nous du soleil; il n'y en a que deux: MERCURE et VENUS. Toutes les autres planÃ¨tes connues sont supÃ©rieures, c'est-Ã -dire plus Ã©loignÃ©es que nous du soleil.

=329=. Les orbites de Mercure et de VÃ©nus ont donc chacune par rapport Ã celle de la terre la position qu'indique la figure 122 (circ SP). L'orbite d'une planÃ¨te _supÃ©rieure_ entoure l'orbite de la terre comme l'indique la figure 123.

Comme on le voit, une planÃ¨te infÃ©rieure circule, pour ainsi dire, Ã l'intÃ©rieur de l'orbite terrestre (d'oÃ¹ le nom de planÃ¨te _intÃ©rieure_ qu'on lui donne quelquefois). Une planÃ¨te supÃ©rieure circule Ã l'extÃ©rieur de l'orbite terrestre (d'oÃ¹ le nom de planÃ¨tes _extÃ©rieures_ au lieu de planÃ¨tes _supÃ©rieures_).

[Illustration: 248, Fig. 122]

[Illustration: 248, Fig. 123]

=330.= Une planÃ¨te est dite en _conjonction_ quand sa longitude cÃ©leste et celle du soleil (par rapport Ã la terre) sont les mÃªmes. La planÃ¨te est alors sur le mÃªme cercle de latitude que le soleil. (Voyez les positions T, P, S, et T, S, P', _fig._ 122, et les positions T, S, P', fig. 123.)

=331.= Une planÃ¨te est dite en _opposition_ quand sa position cÃ©leste et celle du soleil diffÃ¨rent de 180Â°. La planÃ¨te est alors sur le prolongement du cercle de latitude du soleil. (_V._ les positions P, T, S, _fig._ 123.)[118].

[Note 118: Il s'agit dans ces dÃ©finitions de la longitude comptÃ©e par rapport Ã la terre, Ã la maniÃ¨re ordinaire, nÂº 211.

Ainsi que nous l'avons dÃ©jÃ dit, quand les astronomes veulent se faire une idÃ©e nette de l'ensemble des positions successives d'une planÃ¨te, comparÃ©es les unes aux autres, et non plus comparÃ©es Ã celle de la terre, ils rapportent directement au soleil ces positions successives, en faisant usage d'un systÃ¨me de coordonnÃ©es cÃ©lestes diffÃ©rentes de celles que nous avons considÃ©rÃ©es jusqu'ici. Regardant le soleil comme le centre de l'Ã©cliptique cÃ©leste, ils supposent l'observateur examinant de ce point de vue le mouvement des planÃ¨tes sur leurs orbites; ils font de ce point le centre de nouvelles coordonnÃ©es angulaires, qu'ils appellent, Ã cause de cela, longitudes et latitudes _hÃ©liocentriques_. Choisissant pour origine des nouvelles longitudes un point de l'Ã©cliptique, ils joignent ce point au centre du soleil.

Cela posÃ©, on appelle _longitude hÃ©liocentrique_ d'une planÃ¨te, ou d'une Ã©toile, l'arc d'Ã©cliptique compris entre l'origine adoptÃ©e et la projection sur l'Ã©cliptique du rayon vecteur qui va du centre du soleil Ã la planÃ¨te, cet arc Ã©tant comptÃ© Ã partir de l'origine dans le sens du mouvement direct, de l'ouest Ã l'est.

Il rÃ©sulte de lÃ que le mouvement d'une planÃ¨te en longitude hÃ©liocentrique est justement son mouvement angulaire autour du soleil, quand on la fait circuler sur son orbite projetÃ©e.

On appelle _latitude hÃ©liocentrique_ d'un astre l'angle que fait le rayon vecteur, qui va du soleil Ã cet astre, avec la projection de ce mÃªme rayon sur l'Ã©cliptique. La latitude hÃ©liocentrique d'une planÃ¨te est toujours trÃ¨s-petite; car elle varie depuis 0Â° jusqu'Ã l'inclinaison de l'orbite (nÂº 327) C'est justement de cette petite latitude que nous faisons abstraction quand nous faisons circuler la planÃ¨te sur son orbite projetÃ©e.

Une planÃ¨te est dite en _conjonction_ par rapport Ã une Ã©toile quand les deux astres ont la mÃªme longitude hÃ©liocentrique; en _opposition_, quand leurs longitudes diffÃ¨rent de 180Â°; en _quadrature_, quand elles diffÃ¨rent de 90Â° ou de 270Â°.

On nomme _rÃ©volution sidÃ©rale_ d'un astre le temps qui s'Ã©coule entre deux de ses conjonctions consÃ©cutives avec une mÃªme Ã©toile.

Pour distinguer la longitude et la latitude, considÃ©rÃ©es par rapport Ã la terre (celles que nous avons considÃ©rÃ©es jusqu'ici), on les appelle longitude et latitude

gÃ©ocentriques.]

=332.= A l'Ã©poque de la _conjonction_, le soleil et la planÃ¨te sont du mÃªme cÃ´tÃ© de la terre (_V._ les positions indiquÃ©es tout Ã l'heure). A l'_opposition_, la planÃ¨te et le soleil sont de diffÃ©rents cÃ´tÃ©s de la terre (_V._ la _fig._ 123). A l'opposition une planÃ¨te est donc plus Ã©loignÃ©e du soleil que la terre.

=333.= Il rÃ©sulte de lÃ qu'une planÃ¨te infÃ©rieure ne peut jamais se trouver en opposition. Mais elle a deux _conjonctions_: une conjonction _infÃ©rieure_, quand la planÃ¨te se trouve entre le soleil et la terre (positions T, P, S, _fig._ 122); une conjonction _supÃ©rieure_ quand la planÃ¨te est de l'autre cÃ´tÃ© du soleil par rapport Ã la terre (positions T, S, P', mÃªme figure).

=334.= La distance angulaire entre une planÃ¨te et le soleil, vus de la terre, s'appelle _Ã©longation_.

=335.= On appelle _nÅ uds_ d'une planÃ¨te les points oÃ¹ son orbite coupe le plan de l'Ã©cliptique.

Les _nÅ uds_ d'une planÃ¨te sont des points tout Ã fait analogues aux nÅ uds de la lune; on distingue le nÅ ud _ascendant_, par oÃ¹ passÃ© la planÃ¨te quittant l'hÃ©misphÃ¨re austral pour l'hÃ©misphÃ¨re borÃ©al, et le nÅ ud _descendant_. Les nÅ uds d'une planÃ¨te ont, comme ceux de la lune, un mouvement lent de rÃ©volution sur l'Ã©cliptique; on reconnaÃ®t qu'une planÃ¨te est Ã l'un de ces nÅ uds quand la latitude cÃ©leste de cet astre est nulle. Le moment de ce passage se dÃ©termine donc de la mÃªme maniÃ¨re que les Ã©quinoxes (nÂº 135).

=336.= On appelle _rÃ©volution pÃ©riodique_ d'une planÃ¨te le temps qui s'Ã©coule entre deux retours consÃ©cutifs de la planÃ¨te au mÃªme _nÅ ud_. Pendant cette rÃ©volution, la planÃ¨te fait le tour de son orbite.

=337.= On nomme _rÃ©volution sidÃ©rale_ d'une planÃ¨te le temps qui s'Ã©coule entre deux retours consÃ©cutifs de cet astre au cercle de latitude d'une Ã©toile, ce cercle de latitude ayant pour centre le soleil, et non la terre.

La rÃ©volution sidÃ©rale diffÃ¨re de la rÃ©volution pÃ©riodique Ã cause du mouvement du nÅ ud sur l'Ã©cliptique. (Ceci est analogue Ã la prÃ©cession des Ã©quinoxes).

=338.= On appelle rÃ©volution _synodique_ d'une planÃ¨te le temps qui s'Ã©coule entre deux conjonctions _de mÃªme nom_, ou deux oppositions de cette planÃ¨te, son mouvement Ã©tant vu de la terre.

PLANÃ TES INFÃ RIEURES.

=339.= On appelle planÃ¨tes _infÃ©rieures_, ou _intÃ©rieures_, avons-nous dit, les planÃ¨tes qui sont plus rapprochÃ©es que nous du soleil, ou, ce qui revient au mÃªme, les planÃ¨tes dont les orbites sont intÃ©rieures Ã l'orbite de la terre (_fig._ 122).

Nous avons remarquÃ© (nÂº 333) qu'une planÃ¨te infÃ©rieure ne peut se trouver en opposition, parce qu'une planÃ¨te en opposition est plus Ã©loignÃ©e du soleil que la terre.

Il n'y a que deux planÃ¨tes infÃ©rieures: MERCURE et VÃ NUS. Nous allons nous en occuper particuliÃ¨rement.

MOUVEMENT APPARENT D'UNE PLANÃ TE INFÃ RIEURE (vue de la terre); SES DIGRESSIONS ORIENTALES ET OCCIDENTALES.

=340.= Pour plus de prÃ©cision dans la description de ces mouvements, au lieu de dire la planÃ¨te, en gÃ©nÃ©ral, nous parlerons de VÃ©nus. Tout ce que nous dirons ici de VÃ©nus est vrai pour Mercure; il n'y a qu'Ã changer le nom dans l'exposition.

(V. la _fig._ 124 ci-aprÃ¨s; la planÃ¨te se meut sur son orbite PP'P"P, Ã partir de la conjonction infÃ©rieure P; l'observateur terrestre occupe la position _relative_ T). VÃ NUS, Ã l'Ã©poque de la conjonction infÃ©rieure, n'est pas visible; situÃ©e pour nous prÃ©cisÃ©ment dans la direction du soleil, elle se perd dans les rayons de cet astre, qu'elle accompagne tout le jour au-dessus de l'horizon, et la nuit au-dessous: Quelque temps aprÃ¨s on aperÃ§oit cette planÃ¨te, le matin, Ã l'orient, un peu avant le lever du soleil. Les jours suivants, dans les mÃªmes circonstances, c'est-Ã -dire un peu avant le lever du soleil, on l'aperÃ§oit de plus en plus Ã©levÃ©e au-dessus de l'horizon; elle nous paraÃ®t donc s'Ã©carter de plus en plus du soleil vers l'ouest[119]. Au bout d'un certain temps, cet Ã©cart cesse de croÃ®tre; la planÃ¨te nous paraÃ®t stationnaire par rapport au soleil. Quelques jours aprÃ¨s, elle paraÃ®t se rapprocher de cet astre; car le matin, quand le soleil se lÃ¨ve, elle est de moins en moins Ã©levÃ©e au-dessus de l'horizon.

[Note 119: De deux astres voisins, c'est le plus occidental qui prÃ©cÃ¨de l'autre dans le mouvement diurne de la sphÃ¨re cÃ©leste, c'est-Ã -dire se lÃ¨ve avant lui, etc.]

Le lever de la planÃ¨te se rapprochant ainsi de celui du soleil, les deux astres finissent par se rejoindre; la planÃ¨te se perd de nouveau dans les rayons du soleil, et nous cessons de la voir pendant quelques jours. C'est l'Ã©poque d'une conjonction, et c'est Ã©videmment la conjonction supÃ©rieure. Quelques jours aprÃ¨s, l'astre reparaÃ®t, mais cette fois le soir, Ã l'occident, un peu aprÃ¨s le coucher du soleil. Les jours suivants, dans les mÃªmes circonstances, c'est-Ã -dire un peu aprÃ¨s le coucher du soleil, nous le voyons de plus en plus Ã©levÃ© au-dessus de l'horizon; son coucher retarde de plus en plus sur celui du soleil; la planÃ¨te nous paraÃ®t donc s'Ã©carter du

soleil, mais cette fois vers l'est[120]. Au bout d'un certain temps, la planÃ¨te semble de nouveau stationnaire par rapport au soleil; puis, aprÃ¨s quelques jours de station, nous paraÃ®t revenir vers lui; car de jour en jour nous la voyons de moins en moins Ã©levÃ©e au-dessus de l'horizon quand le soleil se couche. Enfin elle arrive Ã se coucher en mÃªme temps que cet astre, et alors nous cessons de la voir: il y a alors une nouvelle conjonction, et c'est Ã©videmment la conjonction infÃ©rieure. A partir de lÃ , les apparences que nous venons de dÃ©crire se reproduisent indÃ©finiment, et dans le mÃªme ordre.

[Note 120: _V._ la note prÃ©cÃ©dente.]

=341.= _Mouvement de la planÃ¨te sur la sphÃ¨re cÃ©leste._ En Ã©tudiant ce mouvement par rapport au soleil d'une maniÃ¨re plus prÃ©cise et avec des instruments, _Ã partir de la conjonction infÃ©rieure_, on constate ce qui suit. La longitude de la planÃ¨te, d'abord Ã©gale Ã celle du soleil, devient bientÃ´t plus petite; la diffÃ©rence des deux longitudes augmente dans ce sens pendant un certain nombre de jours; la planÃ¨te s'Ã©loigne donc du soleil vers l'ouest. Au bout d'un certain temps, cet Ã©cart angulaire des deux astres cesse de croÃ®tre; il conserve la mÃªme valeur pendant quelques jours; la planÃ¨te paraÃ®t _stationnaire_ par rapport au soleil. Les jours suivants elle revient vers cet astre; car la diffÃ©rence des longitudes diminue de plus en plus, et finit par s'annuler: la planÃ¨te a rejoint le cercle de latitude du soleil; il y a donc une nouvelle conjonction, et ce doit Ãªtre la conjonction supÃ©rieure. AussitÃ´t aprÃ¨s, les longitudes recommencent Ã diffÃ©rer; mais cette fois la longitude de la planÃ¨te est la plus grande; la diffÃ©rence augmente de plus en plus dans ce sens: la planÃ¨te nous paraÃ®t donc s'Ã©carter du soleil vers l'est. AprÃ¨s un certain temps, cet Ã©carte cesse de croÃ®tre; il reste le mÃªme pendant quelques jours; la planÃ¨te est stationnaire par rapport au soleil. Puis l'Ã©cart diminue, et finit par s'annuler; les longitudes redeviennent Ã©gales. La planÃ¨te se rapprochant du soleil, vers l'ouest, a fini par le rejoindre; il y a une nouvelle conjonction; c'est Ã©videmment la conjonction infÃ©rieure. Puis tout recommence de mÃªme.

=342.= DÃ FINITIONS. Ces mouvements apparents de va-et-vient de la planÃ¨te, tantÃ´t Ã l'ouest du soleil, tantÃ´t Ã l'est, sont ce qu'on appelle des _digressions_.

Une planÃ¨te infÃ©rieure s'Ã©loignant du soleil vers l'ouest fait une _digression occidentale_; quand elle s'en Ã©loigne vers l'est, la _digression_ est _orientale_.

Plus prÃ©cisÃ©ment, la digression _occidentale_ d'une planÃ¨te infÃ©rieur est l'Ã©cart de cette planÃ¨te Ã l'ouest du soleil, parvenu Ã son maximum. La digression orientale est l'Ã©cart de la planÃ¨te Ã l'est du soleil, parvenu Ã son maximum.

Dans son Ã©tat variable, entre 0Â° et son maximum, la distance angulaire entre la planÃ¨te et le soleil se nomme _Ã©longation_.

Les digressions de MERCURE _ne dÃ©passent jamais 28Â°; celles de_ VÃ NUS 48Â°.

[Illustration: 253, fig. 124]

=343=. EXPLICATION DU MOUVEMENT APPARENT D'UNE PLANÃ TE INFÃ RIEURE. Figurons-nous les orbites de la planÃ¨te et de la terre (cercle SP et cercle ST, _fig._ 124); les mouvements du ces deux corps ont lieu dans le sens indiquÃ© par la flÃ¨che[121]. La terre, plus Ã©loignÃ©e du soleil que la planÃ¨te, met plus de temps que celle-ci Ã faire le tour de son orbite (3e loi de KÃ©pler). La vitesse circulaire moyenne de la planÃ¨te est donc plus grande que celle de la terre. DÃ¨s lors, pour Ã©tudier les positions relatives de la terre et de la planÃ¨te, nous pouvons considÃ©rer la terre comme immobile en T (_fig._ 124), tandis que la planÃ¨te circule sur son orbite avec une vitesse prÃ©cisÃ©ment Ã©gale Ã l'excÃ¨s de sa vitesse rÃ©elle sur la vitesse de la terre. Eu Ã©gard Ã la symÃ©trie des orbites, le mouvement angulaire de la planÃ¨te, _par rapport au soleil_, vu de la terre, sera prÃ©cisÃ©ment le mÃªme dans cette hypothÃ¨se que celui qui a lieu rÃ©ellement. Rappelons-nous donc, d'aprÃ¨s cela, que l'observateur est supposÃ© immobile en T[122].

[Note 121: Ces mouvements, vus du soleil, ont lieu d'occident en orient, c'est-Ã -dire de la droite Ã la gauche du spectateur.]

[Note 122: Pour bien comprendre ce que nous disons ici, Ã propos du mouvement apparent de la planÃ¨te par rapport Ã l'observateur terrestre et au soleil, il suffit de considÃ©rer un instant le mouvement simultanÃ© de la terre T et de la planÃ¨te P autour du soleil S sur la _fig._ 124 _bis_. A la conjonction infÃ©rieure, la terre

[Illustration: 254, Fig. 124 bis.]

est en T et la planÃ¨te en P. Quelque temps aprÃ¨s, la terre Ã©tant arrivÃ©e en T_(1) la planÃ¨te est en _p__(1); comme la planÃ¨te a tournÃ© plus vite que la terre autour du soleil, elle n'est plus en ligne droite avec la terre et le soleil; l'observateur placÃ© en T_(1) voit la planÃ¨te et le soleil sous un angle ST_(1)_p__(1), que nous appelons la distance angulaire du soleil et de la planÃ¨te, ou plus simplement l'_Ã©longation_. Dans l'intervalle que nous considÃ©rons, cette distance angulaire a variÃ© de 0Â° Ã sa valeur actuelle ST_(1)_p__(1); les longitudes des astres S et P, d'abord Ã©gales entre elles et Ã Î³_p_, sont devenues diffÃ©rentes (Î³_s_-Î³_p_(1) = _p_(1)_s_). Cette distance angulaire varie durant le mouvement simultanÃ© de la terre et de la planÃ¨te; on pourrait l'Ã©tudier en considÃ©rant sur cette figure 124 _bis_ une sÃ©rie de positions simultanÃ©es de ces deux corps, et faisant la mÃªme construction que nous avons faite pour T_(1) et _p__(1); nous aurions une sÃ©rie d'angles, tels que ST_(1)_p__(1), Ã comparer les uns aux autres. Pour les comparer

plus aisÃ©ment, nous les avons transportÃ©s de maniÃ¨re qu'ils aient tous un cÃ´tÃ© commun ST (_fig._ 124) et nous avons considÃ©rÃ© Ã partir de lÃ les divers Ã©carts du second cÃ´tÃ© S_p__(1); nous n'avons pas fait autre chose dans le texte.]

Pendant que la planÃ¨te, Ã partir de la conjonction infÃ©rieure, va de P en P', l'Ã©cart angulaire de cet astre et du soleil vus de la terre T, se forme et croÃ®t de 0Â° Ã STP'.

La projection de la planÃ¨te sur la sphÃ¨re cÃ©leste (sa position apparente), allant de _p_ en _p'_, s'Ã©carte _vers l'ouest_ de celle du soleil, qui, dans notre hypothÃ¨se, est fixe en _p_. C'est pourquoi la planÃ¨te nous paraÃ®t s'Ã©carter d'abord du soleil vers l'ouest. Cet Ã©cart de la projection de la planÃ¨te, qui est _la diffÃ©rence des longitudes des deux astres_, croÃ®t de 0Â° Ã _pp'_. La figure montre que l'Ã©cart entre le soleil et la planÃ¨te doit croÃ®tre d'abord avec une certaine rapiditÃ©, puis plus lentement Ã mesure que la planÃ¨te se rapproche de la position P'. Les points de l'orbite, voisins de P', Ã©tant Ã trÃ¨s-peu prÃ¨s sur la direction de la tangente TP', se projettent Ã trÃ¨s-peu prÃ¨s en _p'_; pendant que la planÃ¨te occupe ces positions voisines de P', un peu avant et un peu aprÃ¨s son arrivÃ©e en ce point, la projection de cet astre sur la sphÃ¨re doit nous paraÃ®tre stationnaire (en _p'_) par rapport Ã celle du soleil, c'est-Ã -dire que la diffÃ©rence des longitudes des deux astres doit rester la mÃªme. Le mouvement de la planÃ¨te vers l'ouest est arrÃªtÃ©; il y a _station_. Un peu plus tard, la planÃ¨te ayant dÃ©passÃ© sensiblement le point P', en allant de P' Ã P", la distance angulaire des deux astres diminue de STP' Ã 0; la projection de l'astre se meut vers l'est, de _p'_ en _p_, la diffÃ©rence des longitudes diminue de _pp'_ Ã 0; la planÃ¨te doit donc nous paraÃ®tre se rapprocher du soleil vers l'est; elle le rejoint Ã la conjonction supÃ©rieure en P". AprÃ¨s cette conjonction, la planÃ¨te passe Ã l'est du soleil et s'en Ã©carte continuellement, en allant de P" en P(1); les longitudes des deux astres redeviennent diffÃ©rentes, mais la planÃ¨te Ã©tant passÃ©e Ã l'est du soleil, sa longitude est plus grande; la diffÃ©rence croÃ®t de 0Â° Ã _pp_(1). L'Ã©cart angulaire des deux astres croit d'abord avec rapiditÃ©, puis se ralentit pour cesser de croÃ®tre quand la planÃ¨te est tout prÃ¨s de P(1). ArrivÃ©e en cet endroit, la planÃ¨te semble de nouveau _stationnaire_ par rapport au soleil, comme en P'. Quand elle a dÃ©passÃ© ce point, tandis qu'elle va de P(1) Ã P, l'Ã©cart angulaire des deux astres diminue avec une rapiditÃ© de plus en plus grande, la diffÃ©rence des longitudes dÃ©croÃ®t de _pp_(1) Ã 0Â°. La planÃ¨te est de nouveau en conjonction infÃ©rieure; puis tout recommence delÃ mÃªme maniÃ¨re. Ainsi se trouvent expliquÃ©es toutes les circonstances du mouvement apparent.

=344.= VÃ NUS. _DÃ©tails particuliers_. Cette planÃ¨te n'est autre que l'astre brillant connu de tout le monde sous le nom d'Ã©toile du soir (Vesper), et d'Ã©toile du matin ou Ã©toile du berger (Lucifer). A une certaine Ã©poque on la voit, prÃ¨s de l'horizon, Ã l'orient, un peu avant le lever du soleil; c'est alors l'Ã©toile du berger; plus

tard, l'astre cesse de nous apparaÃ®tre pendant quelques jours, puis nous le revoyons, mais le soir, au coucher du soleil, quelquefois mÃªme auparavant: c'est alors l'Ã©toile du soir (Vesper). Il a fallu que l'astronomie fit des progrÃ¨s pour qu'on pÃ»t reconnaÃ®tre un seul et mÃªme astre dans l'Ã©toile du soir et l'Ã©toile du berger.

DIGRESSIONS DE VÃ NUS. Nous venons de les dÃ©crire au nÂº 340; V. ce paragraphe.

Nous avons dit, nÂº 342, que VÃ©nus ne s'Ã©carte jamais de plus de 48Â° soit Ã l'est, soit Ã l'ouest du soleil.

=345.= _Phases de VÃ©nus_. Aux diverses Ã©poques de sa rÃ©volution synodique (338), VÃ©nus se prÃ©sente Ã nous sous des aspects diffÃ©rents tout Ã fait analogues aux phases de la lune; aussi les a-t-on nommÃ©s _phases de VÃ©nus_ (V. _fig._ 125)[123]. Ces phases sont trÃ¨s-caractÃ©risÃ©es; Ã la conjonction supÃ©rieure, nous voyons la planÃ¨te sous la forme d'un petit cercle lumineux parfaitement arrondi; c'est qu'alors la partie Ã©clairÃ©e par le soleil est entiÃ¨rement tournÃ©e du cÃ´tÃ© de la terre, _fig._ 124. A la conjonction infÃ©rieure, au contraire, placÃ©e entre le soleil et la terre, la planÃ¨te tourne de notre cÃ´tÃ© sa partie obscure, et disparaÃ®t entiÃ¨rement, Ã moins-qu'on ne la voie, ce qui arrive trÃ¨s-rarement, se projeter sur le disque solaire sous la forme d'un petit-cercle noir (nÂº 349). Entre les deux conjonctions, elle nous prÃ©sente un croissant trÃ¨s-sensible dont la convexitÃ© regarde toujours le soleil, et qui va continuellement en augmentant jusq'au demi-cercle, Ã la quadrature (position P', _fig._ 124), puis du demi-cercle au cercle entier, en P"; et _vice versa_, de P' en P(1) et en P[124].

[Note 123: On reconnaÃ®t qu'il doit en Ãªtre ainsi en considÃ©rant, sur la _fig._ 124, l'hÃ©misphÃ¨re de la planÃ¨te Ã©clairÃ©e par le soleil et l'hÃ©misphÃ¨re visible de la terre T, comme on l'a fait pour la lune, _fig._ 98. Seulement le corps Ã©clairant est ici dans l'intÃ©rieur de l'orbite et l'observateur T en dehors.]

[Note 124: On explique ces phases exactement de la mÃªme maniÃ¨re que celles de la lune, en ayant Ã©gard aux positions du corps Ã©clairant S, du corps Ã©clairÃ© mobile P, et de l'observateur T relativement fixe (nÂº 343).]

=346.= VÃ©nus est quelquefois tellement brillante, qu'on la voit en plein jour Ã l'Å il nu; mais ce phÃ©nomÃ¨ne n'arrive pas au moment oÃ¹ l'astre nous prÃ©sente un disque parfaitement arrondi, parce qu'il est alors _trop loin de nous_, et se trouve d'ailleurs Ã peu prÃ¨s sur la mÃªme ligne que le soleil. A mesure que l'astre se rapproche de la terre, le fuseau brillant diminue quant Ã l'Ã©cartement angulaire des deux cercles qui le limitent, mais le _diamÃ¨tre apparent_ augmente rapidement; on conÃ§oit qu'il puisse exister une distance intermÃ©diaire entre les deux conjonctions,

oÃ¹ la partie du disque Ã la fois visible et Ã©clairÃ©e soit la plus grande; alors, c'est-Ã -dire vers la quadrature, l'astre brille de son plus vif Ã©clat.

=347.= REMARQUE. La distance de VÃ©nus Ã la terre T varie considÃ©rablement depuis son minimum Ã la conjonction infÃ©rieure (position P, _fig._ 124), jusqu'Ã son maximum, Ã la conjonction supÃ©rieure en P", oÃ¹ elle est cinq ou six fois plus grande qu'en P. De lÃ rÃ©sultent des variations Ã©galement considÃ©rables dans le diamÃ¨tre apparent de l'astre. La planÃ¨te nous paraÃ®t d'autant plus grande que son croissant est plus Ã©troit. Les variations de la grandeur apparente de l'astre, dans ses phases successives, sont reprÃ©sentÃ©es proportionnellement sur la _fig._ 125 ci-aprÃ¨s.

DiamÃ¨tre apparent de VÃ©nus. Minimum 9",6; Ã la distance moyenne 18",8; maximum 61",2; Ã la distance du soleil Ã la terre 16",9. C'est cette derniÃ¨re valeur que l'on compare au diamÃ¨tre apparent de la terre vue du soleil (double de la parallaxe solaire) qui est 17",14. On conclut de lÃ que le rayon de VÃ©nus vaut Ã peu prÃ¨s 0,98 de celui de la terre.

[Illustration: 257, Fig. 125]

=348.= L'observation de certaines taches que l'on aperÃ§oit sur le disque de VÃ©nus, montre que cette planÃ¨te tourne sur elle-mÃªme, comme la terre, d'occident en orient. Elle fait un tour entier en 23h 21m 19s. La durÃ©e du jour est donc Ã peu prÃ¨s la mÃªme Ã la surface de VÃ©nus que sur la terre. L'annÃ©e y est de 225 jours environ (rÃ©volution pÃ©riodique). Les saisons y sont beaucoup plus tranchÃ©es que sur la terre, c'est-Ã -dire que les variations de la tempÃ©rature y sont beaucoup plus considÃ©rables; il en est de mÃªme des variations des durÃ©es des jours et des nuits[125].

[Note 125: Cela tient Ã ce que l'inclinaison de l'orbite de la planÃ¨te sur son Ã©quateur, laquelle correspond Ã l'inclinaison de l'Ã©cliptique sur l'Ã©quateur terrestre, est trÃ¨s-grande, 75Â° au lieu de 23Â° 28'.]

VÃ©nus prÃ©sente d'ailleurs de grandes analogies avec la terre. Nous venons de voir que la durÃ©e du jour est Ã peu prÃ¨s le mÃªme sur les deux planÃ¨tes; elles ont d'ailleurs Ã peu prÃ¨s le mÃªme rayon; le mÃªme volume, la mÃªme masse et la mÃªme densitÃ© moyenne. (Le rayon de VÃ©nus Ã©gale 0,985 _r._ terrestre; volume de VÃ©nus = 0,957 volume de la terre.) On n'a pas pu vÃ©rifier si VÃ©nus Ã©tait aplatie vers les pÃ´les comme la terre.

VÃ©nus est environnÃ©e d'une atmosphÃ¨re analogue Ã la nÃ´tre[126]. On a reconnu qu'il existait Ã la surface de cette planÃ¨te des montagnes beaucoup plus hautes que celles de la terre. La hauteur de quelques montagnes de VÃ©nus atteint la 144e

partie du rayon de la planÃ¨te, tandis que pour la terre cette plus grande hauteur ne dÃ©passe pas 1/740 du rayon.

[Note 126: L'existence de cette atmosphÃ¨re est indiquÃ©e par un phÃ©nomÃ¨ne crÃ©pusculaire analogue Ã celui qui se produit sur la terre. _V._ la note de la page 205.]

=349.= PASSAGES DE VÃ NUS SUR LE SOLEIL. Si VÃ©nus circulait sur l'Ã©cliptique Ã l'intÃ©rieur de l'orbite terrestre, comme nous l'avons supposÃ©, nous pourrions observer Ã chaque conjonction infÃ©rieure en P (_fig._ 124), un phÃ©nomÃ¨ne curieux. L'astre se projetterait sur le disque solaire dans la direction TS; comme le diamÃ¨tre de VÃ©nus, bien qu'alors Ã son maximum, n'est cependant que de 1' environ, tandis que celui du soleil est environ 32', le disque solaire ne serait pas Ã©clipsÃ© comme il le serait par la lune en pareille circonstance; mais la planÃ¨te se projetterait au centre de ce disque sous la forme d'un petit cercle noir de 1' de diamÃ¨tre. De plus, pendant que l'astre, dans son mouvement de translation, passerait devant le soleil, ce petit cercle noir nous semblerait se mouvoir sur le disque, de gauche Ã droite[127], suivant un diamÃ¨tre. Ce phÃ©nomÃ¨ne durerait un certain temps; car pendant sa durÃ©e la longitude de VÃ©nus varierait de 32' environ.

[Note 127: C'est le sens du mouvement de VÃ©nus Ã la conjonction infÃ©rieure (_fig._ 124).]

Comme VÃ©nus ne circule pas en rÃ©alitÃ© sur l'Ã©cliptique, mais sur un plan inclinÃ© Ã celui-lÃ d'environ 3Â° 25' 31", le phÃ©nomÃ¨ne que nous venons de dÃ©crire n'a pas lieu Ã toutes les conjonctions infÃ©rieures; il s'en faut de beaucoup; il arrive cependant quelquefois. Quand la planÃ¨te, Ã la conjonction infÃ©rieure, arrive sur le cercle de latitude du soleil, la ligne TS et la ligne TV (qui va de la terre Ã VÃ©nus), au lieu de coÃ¯ncider comme nous l'avons supposÃ©, font un angle qui varie de 0Â° Ã 3Â° 23' 31". Quand cet angle, qui mesure alors la latitude de VÃ©nus, est nul, c'est-Ã -dire quand la lune, Ã la conjonction infÃ©rieure, arrive Ã l'un de ses nÅ uds _sur l'Ã©cliptique_, les circonstances Ã©tant Ã trÃ¨s-peu prÃ¨s celles que nous avons supposÃ©es tout Ã l'heure, le phÃ©nomÃ¨ne en question a lieu: _VÃ©nus passe sur le soleil_ et dÃ©crit Ã trÃ¨s-peu prÃ¨s un diamÃ¨tre du disque solaire: c'est ce qu'on appelle un passage central; il dure plus de 7 heures. Quand, Ã l'Ã©poque de la conjonction, l'angle VTS (latitude de VÃ©nus), sans Ãªtre nul, est moindre que le demi-diamÃ¨tre apparent du soleil, il est Ã©vident que la planÃ¨te doit passer sur le soleil; mais alors le petit cercle noir, au lieu d'un diamÃ¨tre du disque, parcourt une corde plus ou moins Ã©loignÃ©e du centre. Enfin quand la latitude de VÃ©nus Ã la conjonction infÃ©rieure est plus grande que le demi-diamÃ¨tre apparent du soleil, il n'y a pas de _passage_. Tout cela se comprend aisÃ©ment.

Ces _passages_ de VÃ©nus sur le soleil se reproduisent pÃ©riodiquement; on en calcule les Ã©poques comme celles des Ã©clipses de soleil et de lune. Ces passages sont rares; les derniers ont eu lieu en 1761 et 1769. AprÃ¨s un passage il s'Ã©coule 8 ans avant qu'il s'en prÃ©sente un second; puis le troisiÃ¨me ne revient qu'aprÃ¨s 113-Â½ Â± 8 ans, et ainsi qu'il suit: 8 ans, 121 ans-Â½, 8, 105ans-Â½ etc...[128]. Les deux passages prochains auront lieu le 8 dÃ©cembre 1874 et le 6 dÃ©cembre 1882. Le phÃ©nomÃ¨ne a lieu en dÃ©cembre ou en juin, Ã©poques auxquelles les longitudes du soleil sont 255Â° ou 75Â°, c'est-Ã -dire celles des nÅ uds de la planÃ¨te.

[Note 128: Si les nÅ uds de VÃ©nus Ã©taient fixes sur l'Ã©cliptique, cet astre ayant passÃ© une fois sur le soleil, y passerait ensuite tous les 8 ans; car 8 fois 365 jours = 5 fois 584 jours ou 5 fois la durÃ©e de la rÃ©volution synodique de VÃ©nus; de sorte que si VÃ©nus se trouve Ã l'un des noeuds au moment d'une conjonction infÃ©rieure, elle s'y retrouverait 8 ans aprÃ¨s, Ã la 5e conjonction suivante. Mais les nÅ uds de VÃ©nus ne sont pas fixes; de lÃ l'irrÃ©gularitÃ© de la pÃ©riode des passages.]

Tout ce que nous venons de dire Ã propos des passages de VÃ©nus sur le soleil, Ã cela prÃ¨s des nombres indiquÃ©s, s'applique Ã©videmment Ã _Mercure_ (nÂº 350), qui passe aussi sur le soleil.

(_V._ Ã la fin du chapitre la dÃ©termination de la parallaxe du soleil par l'observation d'un passage de VÃ©nus.)

=350=. MERCURE. Cet astre a beaucoup d'analogie avec VÃ©nus; seulement, il est beaucoup plus petit, plus loin de nous, plus rapprochÃ© du soleil, dont il s'Ã©carte beaucoup moins dans ses disgressions (nÂº 342). EngagÃ© dans les rayons solaires, il est difficile Ã distinguer Ã la vue simple dans nos climats; cependant quelque-fois, avec de bons yeux, on le dÃ©couvre le soir un peu aprÃ¨s le coucher du soleil, et d'autres fois le matin avant le lever de cet astre.

Le diamÃ¨tre apparent de Mercure varie de 5" Ã 12"; sa distance moyenne au soleil est 0,3871 ou environ les 2/5 de celle de la terre au mÃªme astre. Ses plus grandes Ã©longations (342) varient de 16Â° 12' Ã 28Â° 48', et la durÃ©e de sa rÃ©volution synodique de 106 Ã 130 jours. Sa rÃ©volution sidÃ©rale dure 87 jours 23 heures 15m 44s. Son orbite est une ellipse assez allongÃ©e, l'excentricitÃ© surpasse le 5e de la distance moyenne ci-dessus; nous avons dit que cette orbite est inclinÃ©e de 7Â° sur l'Ã©cliptique.

Ce que nous avons dit des digressions, nÂº 340 et 341, s'applique en entier Ã Mercure.

Cette planÃ¨te a aussi ses phases, qui, bien que moins apparentes que celles de VÃ©nus, prouvent qu'elle est opaque et ne brille que par la lumiÃ¨re solaire. Elle a des

passages comme VÃ©nus; ils sont mÃªme plus frÃ©quents que ceux-ci, mais ne prÃ©sentent pas le mÃªme intÃ©rÃªt; la trop grande proximitÃ© de Mercure et du soleil ne permet pas de tirer parti de ces passages pour dÃ©terminer la parallaxe du soleil.

Le rayon de Mercure = 2/5, et son volume un 16e environ, du rayon et du volume de la terre. La chaleur et la lumiÃ¨re y sont sept fois plus intenses qu'Ã la surface de notre globe. Le vif Ã©clat dont brille cette planÃ¨te par suite de son peu de distance au soleil n'a pas permis d'y apercevoir aucune tache; mais, par l'observation suivie des variations des _cornes_ de ses phases, on est parvenu Ã reconnaÃ®tre qu'elle tourne sur elle-mÃªme en 24 heures 5m 28s, autour d'un axe constamment parallÃ¨le Ã lui-mÃªme. Le plan de l'Ã©quateur de Mercure fait un angle trÃ¨s-grand avec celui de l'orbite, et par suite la variation des tempÃ©ratures, autrement dit des saisons, doit y Ãªtre trÃ¨s-considÃ©rable. Plusieurs astronomes attribuent Ã Mercure des montagnes trÃ¨s-Ã©levÃ©es et une atmosphÃ¨re trÃ¨s-dense. Cependant des observations trÃ¨s-dÃ©licates de passages de la planÃ¨te sur le soleil n'ont rÃ©vÃ©lÃ© a Herschell pÃ¨re aucune trace de l'existence de montagnes Ã la surface de cet astre.

PLANÃ TES SUPÃ RIEURES.

MARS, JUPITER, SATURNE, URANUS, NEPTUNE:

=351.= Nous avons appelÃ© planÃ¨tes _supÃ©rieures_ ou _extÃ©rieures_ celles qui sont plus Ã©loignÃ©es du Soleil que la terre; on les nomme quelquefois _extÃ©rieures_ parce que leur mouvement autour du soleil a lieu Ã l'extÃ©rieur de l'orbite de la terre. L'orbite de la planÃ¨te (P), et l'orbite de la terre (T) ont Ã peu prÃ¨s les positions relatives indiquÃ©es par la _fig._ 126, ci-dessous.

Les principales planÃ¨tes extÃ©rieures sont: _Mars_, _Jupiter_, _Saturne_, _Uranus_, _Neptune_, dont nous allons nous occuper particuliÃ¨rement.

=352.= MOUVEMENT APPARENT (c'est-Ã -dire vu de la terre) D'UNE PLANÃ TE SUPÃ RIEURE. _Progressions ou mouvement direct, stations, rÃ©trogradations._ Une planÃ¨te supÃ©rieure Ã©tant plus Ã©loignÃ©e du soleil que la terre, se trouve alternativement en opposition (en P, _fig._ 123 ou _fig._ 126 ci-aprÃ¨s) et en conjonction en P' (_fig._ 123). Suivons-la Ã partir de l'opposition, c'est-Ã -dire Ã partir de l'Ã©poque oÃ¹ elle passe au mÃ©ridien Ã minuit[129]. Elle se trouve alors toute la nuit au dessus de l'horizon. A partir de l'opposition, la planÃ¨te se dÃ©place dans le ciel, vers l'occident; son mouvement est rÃ©trograde[130]; son passage au mÃ©ridien a lieu avant minuit et se rapproche de plus en plus de 6 heures du soir[131]. Au bout d'un certain temps, le mouvement rÃ©trograde se ralentit, puis s'arrÃªte; durant quelques jours la planÃ¨te nous paraÃ®t _stationnaire_ au milieu des Ã©toiles[132]; elle passe au mÃ©ridien Ã 6 heures du soir[133]. AprÃ¨s cette station, la planÃ¨te se

remet en mouvement, mais cette fois vers l'est; son mouvement est devenu _direct_[134]; son passage au mÃ©ridien continue Ã se rapprocher de celui du soleil; quand on peut l'apercevoir le soir vers 6 heures, par exemple, on la voit au couchant de moins en moins Ã©levÃ©e au-dessus de l'horizon[135]. En se rapprochant ainsi du soleil (en longitude), elle finit par se perdre dans ses rayons, et devient invisible pendant un certain nombre de jours; elle se trouve alors en conjonction, passe au mÃ©ridien avec le soleil, se lÃ¨ve et se couche en mÃªme temps que lui[136]. Au bout de quelques jours, la planÃ¨te reparaÃ®t, mais du cÃ´tÃ© de l'orient, le matin, un peu avant le lever du soleil. Puis son lever prÃ©cÃ¨de de plus en plus le lever du soleil; quand celui-ci parait, la planÃ¨te est de plus en plus Ã©levÃ©e au-dessus de l'horizon; en mÃªme temps, elle continue Ã se dÃ©placer dans le ciel, toujours dans le sens direct, c'est-Ã -dire vers l'est[137]. Au bout d'un certain temps, ce mouvement direct se ralentit et finit par s'arrÃªter; la planÃ¨te fait une seconde station de quelques jours parmi les Ã©toiles; Ã cette Ã©poque, elle passe au mÃ©ridien Ã 6 heures du matin[138]. AprÃ¨s cette seconde station, le mouvement reprend, mais vers l'ouest; il est devenu rÃ©trograde[139]; en mÃªme temps, le passage de la planÃ¨te au mÃ©ridien se rapproche de minuit[140]; le sÃ©jour de l'astre au-dessus de l'horizon durant la nuit devient de plus en plus long, et enfin l'astre arrive Ã passer au mÃ©ridien Ã minuit, c'est-Ã -dire se retrouve de nouveau en _opposition_. A partir de lÃ , les mÃªmes apparences que nous avons dÃ©crites se reproduisent dans le mÃªme ordre.

[Note 129: A l'opposition, le cercle horaire de la planÃ¨te P' (vue de la terre) (_fig._ 126), et celui du soleil, S (Ã©galement vu de la terre), sont Ã©videmment opposÃ©s (_V._ les dÃ©finitions, nÂº 30).]

[Illustration: 261, Fig. 126]

[Note 130: Ce mouvement rÃ©trograde est mis en Ã©vidence par la _figure_ 126. Nous avons supposÃ©, en construisant cette figure, la planÃ¨te P immobile sur son orbite, et la terre en mouvement sur la sienne, mais seulement animÃ©e d'une vitesse circulaire (ou angulaire) Ã©gale Ã l'excÃ¨s de sa vitesse rÃ©elle sur celle de la planÃ¨te (_V._ la 2e note, p. 248). Eu Ã©gard Ã la symÃ©trie des orbites, les positions apparentes de trois corps pour l'observateur terrestre, sont absolument les mÃªmes que dans la rÃ©alitÃ© durant la rÃ©volution synodique de l'astre (d'une opposition Ã la suivante). Ceci admis, on voit qu'aprÃ¨s l'opposition, la terre allant de T en T', la projection de la planÃ¨te sur la sphÃ¨re cÃ©leste se dÃ©place vers _l'ouest_ de _p_ en _p'_; le mouvement apparent est donc _rÃ©trograde_.]

[Note 131: Si, durant ce mouvement de la terre, de T Ã T', on joint chacune de ses positions Ã S aussi bien qu'Ã P, et si on prolonge la ligne TS jusqu'Ã l'Ã©cliptique Î³_p'p_... en _s_, on verra la projection _p_ de la planÃ¨te et la projection du soleil se rapprocher continuellement; la diffÃ©rence en longitude de ces deux astres diminuant

de 180Â° Ã 90Â°, leurs passages au mÃ©ridien se rapprochent. (Il faut se rappeler que les longitudes se comptent Ã partir du point Î³, dans le sens Î³_p'p_.)]

[Note 132: En suivant le mouvement de la projection _p_ de la planÃ¨te, tandis que la terre va de T en T', on voit bien que le mouvement rÃ©trograde de cette projection, d'abord assez rapide aux environs de l'opposition, doit se ralentir quand la terre approche de la position T'; car aux environs de T', les lignes projetantes tendent de plus en plus Ã se confondre; les points voisins de T', un peu avant et un peu aprÃ¨s, sont sensiblement sur la direction de la tangente T'P; quand la terre passe par ces positions, la projection de la planÃ¨te ne s'Ã©carte pas de _p'_; l'astre nous paraÃ®t arrÃªtÃ© en ce point du ciel.]

[Note 133: La terre Ã©tant en T', l'angle _p'_T'S = 90Â°; le point _p'_ se trouve Ã 90Â° de la projection _s_ du soleil sur l'Ã©cliptique (prolongez T'S par la pensÃ©e).]

[Note 134: La terre ayant dÃ©passÃ© le point T' et allant de T' en T", la projection de la planÃ¨te sur l'Ã©cliptique revient Ã©videmment de _p'_ vers _p_.]

[Note 135: Si, durant ce mouvement de la terre de T' en T", on joint quelques positions de la terre au soleil et Ã la planÃ¨te, en prolongeant les lignes, si on veut, jusqu'Ã l'Ã©cliptique, on voit l'angle des deux lignes, TS, TP, diminuer de 90Â° Ã 0; cet angle est la diffÃ©rence des longitudes des deux astres; ceci explique comment leurs passages au mÃ©ridien se rapprochent l'un de l'autre.]

[Note 136: Cela est Ã©vident, puisque la planÃ¨te se trouve en face de nous sur le prolongement de la ligne TS qui va du soleil Ã la terre, et qui dÃ©termine le cercle horaire du soleil.]

[Note 137: La figure montre bien que la terre, aprÃ¨s la conjonction en T", allant de T", en T_(1), la position apparente de la planÃ¨te va de _p_ Ã _p__(1), vers l'est.]

[Note 138: Si, durant ce mouvement de la terre, de T" en T(1), on joint chacune de ses positions (T) au soleil comme Ã la planÃ¨te, on voit la distance angulaire PTS (diffÃ©rence de leurs longitudes) varier' de 0Â° Ã 90Â° (_p_ Ã©tant Ã l'ouest de _s_).]

[Note 139: Ce mouvement rÃ©trograde se voit sur la figure pendant que la terre va de T_(1) en T, la projection revient de _p__(1) Ã _p_.]

[Note 140: Enfin, dans cette derniÃ¨re pÃ©riode, l'angle variable PTS (formez-le) varie de 90Â° Ã 180Â°.]

=353.= MARS. Cette planÃ¨te est la premiÃ¨re des planÃ¨tes supÃ©rieures dans l'ordre des distances croissantes au soleil; moins brillante que VÃ©nus, elle se recon-

naÃ®t Ã sa couleur d'un rouge ocreux trÃ¨s-prononcÃ©: diamÃ¨tre apparent de 4 Ã 18"; distance de la terre de 0R,52 Ã 1R,52.

Nous dÃ©signerons dans ce qui va suivre par R le rayon mobile de l'orbite terrestre, et par _r_ le rayon de la terre. L'orbite de Mars est une ellipse trÃ¨s-allongÃ©e: demi-axe moyen, 1R,523; excentricitÃ©, 0,14 de cet axe; rÃ©volution sidÃ©rale, 687j.

Mars est trÃ¨s-brillant dans les oppositions; quand il se rapproche du soleil, son Ã©clat diminue, et aux environs de la conjonction il n'est visible qu'au tÃ©lescope. Les phases de cet astre sont moins sensibles que celles de VÃ©nus et de Mercure; il nous prÃ©sente un ovale plus ou moins allongÃ©. Plus un astre s'Ã©loigne du soleil, moins ses phases sont sensibles. Les phases encore apprÃ©ciables pour Mars ne le sont plus pour les autres planÃ¨tes supÃ©rieures. Les taches dÃ©couvertes Ã la surface de Mars ont permis de constater que cet astre tourne sur lui-mÃªme en 24h 39' 22" autour d'un axe inclinÃ© de 61Â° 18' sur le plan de son orbite. Il en rÃ©sulte que la succession des saisons doit y Ãªtre sensiblement la mÃªme que sur la terre dont l'axe de rotation est inclinÃ© sur l'orbite de 67Â°-Â½ environ. La forme de Mars est celle d'un sphÃ©roÃ¯de aplati; l'axe polaire est Ã l'axe Ã©quatorial dans le rapport de 187 Ã 194.

Le rayon moyen de Mars Ã©gale 0,52 de celui de la terre, et par consÃ©quent son volume est Ã©gal Ã 0,14 environ de celui de notre globe. La chaleur et la lumiÃ¨re n'y sont que les 4/9 de ce qu'elles sont sur la terre.

On distingue aux pÃ´les de rotation de Mars des taches brillantes que l'on suppose formÃ©es par des amas de neige et de glace; ce qui s'accorde en effet avec les changements observÃ©s dans les grandeurs absolues de ces taches. Enfin, diverses observations de changements sensibles survenus dans diffÃ©rentes bandes au milieu des taches permanentes de Mars accusent Ã la surface de cette planÃ¨te une atmosphÃ¨re d'une densitÃ© considÃ©rable.

=354.= JUPITER. C'est la planÃ¨te la plus importante de notre systÃ¨me, tant par son Ã©clat qui surpasse quelquefois celui de VÃ©nus, et par son volume Ã peu prÃ¨s Ã©gal Ã 1500 fois celui de la terre, que par l'utilitÃ© que nous tirons de ses quatre lunes ou _satellites_.

Sa distance de la terre varie entre 3R,98 et 6R,42; la moyenne est de 5R,20. A la distance moyenne, son diamÃ¨tre apparent est de 37"; il serait de 3' 17", si nous voyions Jupiter Ã la distance du soleil.

Pour un habitant de Jupiter, la terre n'aurait que 4" de diamÃ¨tre et le soleil 6'; le disque solaire lui paraÃ®trait 27 fois plus petit qu'Ã nous; la chaleur et la lumiÃ¨re y sont 27 fois moindres qu'Ã la surface de la terre.

L'orbite de Jupiter est inclinÃ©e sur l'Ã©cliptique de 1Â° 18' 54". La durÃ©e de sa rÃ©volution sidÃ©rale est de 11ans 315j 12h. Les phases de Jupiter sont Ã peu prÃ¨s insensibles Ã cause de sa trop grande distance du soleil.

ROTATION. Les taches observÃ©es Ã la surface de Jupiter ont permis de constater qu'il tourne sur lui-mÃªme en 9h 55m 40s, autour d'un axe presque perpendiculaire au plan de son orbite (86Â° 54'); d'oÃ¹ il rÃ©sulte que les variations des jours et des nuits, et celles de la tempÃ©rature, doivent y Ãªtre trÃ¨s-peu considÃ©rables.

ATMOSPHÃ RE ET BANDES. Le disque de Jupiter prÃ©sente des bandes ou zones parallÃ¨les Ã son Ã©quateur; on les attribue Ã l'existence de vents rÃ©guliers analogues Ã nos vents alisÃ©s, dont l'effet principal est de disposer, de rÃ©unir les vapeurs Ã©quatoriales en bandes parallÃ¨les; ce qui suppose Jupiter entourÃ© d'une _atmosphÃ¨re_ considÃ©rable.

APLATISSEMENT. On a aussi constatÃ© que l'aplatissement de Jupiter est beaucoup plus grand que celui de la terre; cet aplatissement est d'environ 1/16, tandis que celui de la terre n'est que de 1/300 environ.

=355.= SATELLITES DE JUPITER. On nomme _satellites_ des planÃ¨tes secondaires qui circulent autour d'une planÃ¨te principale et accompagnent celle-ci dans sa rÃ©volution autour du soleil. La lune, par exemple, est le satellite de la terre. Mercure, VÃ©nus, Mars n'ont point de satellites; Jupiter en a 4. Nous verrons que Saturne en a 7 et Uranus 6; Neptune au moins 1.

Invisibles Ã l'Å il nu, les satellites de Jupiter, inconnus aux anciens astronomes, ont Ã©tÃ© dÃ©couverts par GalilÃ©e en 1618, peu aprÃ¨s l'invention des lunettes. En observant Jupiter avec un tÃ©lescope, on aperÃ§oit ces satellites sous la forme de petits points brillants qui se dÃ©placent assez rapidement, par rapport Ã la planÃ¨te, tantÃ´t Ã l'orient, tantÃ´t Ã l'occident de celle-ci, allant et venant, sensiblement sur une ligne droite dirigÃ©e Ã peu prÃ¨s suivant l'Ã©cliptique. (En rÃ©alitÃ©, ces satellites tournent autour de la planÃ¨te comme celle-ci autour du soleil; mais leurs orbites sont dans des plans qui coÃ¯ncident presque avec l'Ã©quateur du Jupiter, et, par suite, nous font l'effet de lignes droites le long desquelles les satellites semblent osciller). Voici, en considÃ©rant les satellites dans l'ordre de leurs distances moyennes Ã Jupiter (_fig._ 129), quelques nombres tournis par l'observation.

[Illustration: page 265, fig. 129]

DURÃ ES DISTANCES MOYENNES INCLINAISONS SATELLITES. de leurs au centre de Jupiter des orbites rÃ©volutions en rayons sur l'Ã©quateur synodiques. de cette planÃ¨te. de Jupiter.

1er satellite 1,77 6,05 0Â° 0' 0"

2Â° _Id._ 3,55 9,62 0Â° 21' 49",2

3e _Id._ 7,15 15,35 0Â° 12' 20"

4e _Id._ 16,69 27,00 2Â°

De mÃªme que la lune, les satellites de Jupiter font un tour entier sur eux-mÃªmes dans le mÃªme temps qu'ils emploient Ã effectuer une rÃ©volution autour de la planÃ¨te.

=356.= _Ã clipses des satellites de Jupiter._ En appliquant Ã Jupiter le raisonnement gÃ©omÃ©trique du nÂº 284, on conclut que cette planÃ¨te doit projeter derriÃ¨re elle, par rapport au soleil, un cÃ´ne, d'ombre pure, beaucoup plus large et plus long que celui de la terre, puisque le rayon de Jupiter est Ã peu prÃ¨s 11 fois celui de notre globe, et sa distance au soleil, 5 fois plus considÃ©rable. (V. la _fig._ 130 ci-aprÃ¨s). Il en rÃ©sulte que les satellites de Jupiter, quand ils passent derriÃ¨re la planÃ¨te, sont _Ã©clipsÃ©s_ par elle exactement comme la lune est Ã©clipsÃ©e par la terre. On les voit aussi, par intervalles, se projeter sur le disque de la planÃ¨te et en Ã©clipser de petites parties.

La longueur de l'axe du cÃ´ne d'ombre de Jupiter est Ã©gale Ã 47 fois le rayon de l'orbite du satellite le plus Ã©loignÃ©, c'est-Ã -dire du 4e. Aussi tous les satellites s'Ã©clipsent-ils Ã chacune de leurs rÃ©volutions, excepté le 4e qui, Ã cause de l'inclinaison de son orbite sur celle de Jupiter, n'est pas toutes les fois atteint par le cÃ´ne d'ombre.

=357.= DÃ TERMINATION DES LONGITUDES, GÃ OGRAPHIQUES _par l'observation des Ã©clipses des satellites de Jupiter._

Les Ã©clipses des satellites de Jupiter Ã©tant visibles de tous les lieux de la terre qui ont la planÃ¨te au-dessus de leur horizon, et se rÃ©pÃ©tant souvent, peuvent servir Ã la dÃ©termination des longitudes terrestres. L'heure d'une Ã©clipse est indiquÃ©e en temps de Paris dans la _Connaissance des temps_, que possÃ¨de l'observateur; il dÃ©termine l'heure qu'il est au moment de l'Ã©clipse Ã l'endroit oÃ¹ il est. La diffÃ©rence de l'heure locale et de l'heure de Paris fait connaÃ®tre la longitude du lieu par rapport au mÃ©ridien de Paris (nÂº 69).

Il faut des lunettes puissantes pour observer nettement, avec prÃ©cision, les Ã©clipses des satellites de Jupiter. La mÃ©thode des distances lunaires, expliquÃ©e nÂº 298, est plus commode, plus praticable pour les marins, et donne des rÃ©sultats plus exacts.

=358.= VITESSE DE LA LUMIÃ RE. L'observation des Ã©clipses des satellites de Jupiter a encore servi Ã RoÃ«mer, astronome suÃ©dois, pour dÃ©terminer la vitesse

avec laquelle la lumiÃ¨re traverse l'espace. Voici comment on peut arriver Ã trouver cette vitesse.

[Illustration: page 267, fig. 130]

ConsidÃ©rons le premier satellite, qui pÃ©nÃ¨tre dans le cÃ´ne d'ombre Ã chacune de ses rÃ©volutions, au moment oÃ¹ il sort de ce cÃ´ne en _s_ (_fig._ 430). A partir de cette Ã©mersion dont on a notÃ© l'heure, cet astre fait une rÃ©volution autour de Jupiter (dans le sens indiquÃ© par la flÃ¨che), Ã la fin de laquelle il s'Ã©clipse de nouveau en _s'_, puis sort du cÃ´ne en _s_. On note l'heure de cette nouvelle Ã©mersion; il s'est Ã©coulÃ© entre les deux Ã©mersions 42h 28m 48s; ce temps doit Ãªtre la durÃ©e de la rÃ©volution qui vient d'avoir lieu (nous le supposerons). La durÃ©e d'une rÃ©volution du satellite est toujours la mÃªme (lois de KÃ©pler); il devrait donc toujours s'Ã©couler le mÃªme temps entre deux observations d'Ã©mersions consÃ©cutives. Il n'en est pas ainsi; si on observe une sÃ©rie de ces Ã©clipses dans un certain ordre, par exemple, Ã partir d'une position T' de la terre, voisine de l'opposition de Jupiter, on remarque que l'intervalle de deux Ã©clipses consÃ©cutives croÃ®t Ã mesure que la terre s'Ã©loigne de la planÃ¨te, en s'avanÃ§ant vers l'endroit oÃ¹ elle sera Ã la conjonction suivante (en T''). Puis, de la conjonction Ã l'opposition, la terre se rapprochant de Jupiter, l'intervalle des Ã©clipses diminue avec la distance de la terre Ã la planÃ¨te. Cet accroissement peu sensible, quand on compare deux intervalles consÃ©cutifs, devient manifeste quand on considÃ¨re deux Ã©clipses sÃ©parÃ©es par un assez grand nombre de ces intervalles.

Une Ã©clipse observÃ©e actuellement est, par exemple, la centiÃ¨me aprÃ¨s celle qui a Ã©tÃ© observÃ©e de la position, T', de la terre; il devrait s'Ãªtre Ã©coulÃ© 100 fois 42h 28m 48s depuis l'Ã©mersion observÃ©e de T'. Il n'en est pas ainsi: l'intervalle trouvÃ© entre ces deux Ã©mersions a une valeur sensiblement plus grande que celle-lÃ . En rÃ©sumÃ© si on considÃ¨re, en opÃ©rant comme nous venons de le dire, l'intervalle compris entre une Ã©mersion qui a Ã©tÃ© observÃ©e Ã une Ã©poque aussi voisine que possible de l'opposition, en T, et une autre aussi voisine que possible de la conjonction, en T''[141], on trouve que cet intervalle surpasse d'environ 16m 36s la valeur qu'il devrait avoir, qui est le produit de 42h 28m 36s par le nombre des Ã©clipses qui ont eu lieu entre les deux observations, extrÃªmes dont nous parlons. Si au contraire oh procÃ¨de de mÃªme de la conjonction, en T'', Ã l'opposition, en T, l'intervalle remarquÃ© est plus faible qu'il ne devrait l'Ãªtre de la mÃªme quantitÃ©, de 16m 36s environ.

[Note 141: Nous disons, _aussi voisin que possible de l'opposition_, parce qu'il est Ã©vident qu'Ã l'Ã©poque de l'opposition, la terre Ã©tant en T, l'observateur ne voit pas le cÃ´ne d'ombre de Jupiter, qui lui est cachÃ© par la planÃ¨te; il ne peut alors voir le satellite au moment d'une Ã©mersion. Nous disons de mÃªme, aussi _voisine que possible de la conjonction_, parce qu'Ã l'Ã©poque de la conjonction, quand la

terre est en T", Jupiter et son cÃ´ne d'ombre sont cachÃ©s Ã l'observateur derriÃ¨re le soleil S. Maintenant, comme le retard des Ã©mersions varie proportionnellement avec la distance, on a pu, connaissant ce retard pour une portion notable du chemin fait par la terre, connaÃ®tre celui qui a lieu de l'opposition, (en T) Ã la conjonction en T".]

Ã videmment il n'en serait pas ainsi si nous revoyions chaque fois le satellite Ã l'_instant prÃ©cis_ oÃ¹ il sort du cÃ´ne d'ombre; l'intervalle entre deux Ã©mersions consÃ©cutives, se confondant absolument avec la durÃ©e d'une rÃ©volution de l'astre autour de Jupiter, ne varierait pas plus que cette durÃ©e. Mais si la lumiÃ¨re rÃ©flÃ©chie par le satellite, vers la terre, au moment de l'Ã©mersion, et qui nous le fait voir, ne nous parvient pas instantanÃ©ment, mais _emploie un certain temps_ Ã parcourir la distance qui nous sÃ©pare de l'astre, l'intervalle entre deux Ã©clipses doit croÃ®tre ou dÃ©croÃ®tre avec la distance de la terre Ã Jupiter, et l'accroissement du temps doit Ãªtre proportionnel Ã l'augmentation de cette distance; _c'est ce qui a lieu en effet_[142].

[Note 142: Admettons que la lumiÃ¨re ne se transmette pas Ã nous instantanÃ©ment, mais parcoure l'espace avec une certaine vitesse de grandeur finie. A une certaine Ã©poque, une Ã©mersion du satellite de Jupiter a lieu Ã 1h du matin, par exemple; il faut alors _a_ minutes Ã la lumiÃ¨re pour nous arriver de la planÃ¨te; nous ne verrons l'astre sorti du cÃ´ne d'ombre qu'Ã 1h + _a_(m). Nous observons plus tard une autre Ã©mersion: c'est la centiÃ¨me Ã©clipse, je suppose, aprÃ¨s la premiÃ¨re observÃ©e. Le moment prÃ©cis de la derniÃ¨re Ã©mersion est sÃ©parÃ© du moment oÃ¹ a eu lieu la premiÃ¨re par la durÃ©e de cent rÃ©volutions du satellite, c'est-Ã -dire par un intervalle de 100 fois 42h 28m 48s; ce qui nous conduit, par exemple, Ã 3h du matin du jour de la derniÃ¨re observation. Si la terre Ã©tait restÃ©e Ã la mÃªme distance de Jupiter, la lumiÃ¨re rÃ©flÃ©chie par le satellite mettant toujours _a_ minutes Ã nous parvenir, le phÃ©nomÃ¨ne d'Ã©mersion serait observÃ© par nous Ã 3h + _a_ minutes du matin. L'intervalle entre les deux Ã©poques d'observation serait prÃ©cisÃ©ment le mÃªme qu'entre les Ã©poques rÃ©elles des deux Ã©mersions, c'est-Ã -dire 42h 28m 48s Ã 100. De sorte que nous n'apprendrions rien sur la vitesse de la lumiÃ¨re. Mais si la terre s'est Ã©loignÃ©e de Jupiter de telle sorte qu'il faille Ã la lumiÃ¨re _b_ minutes pour parcourir ce surcroÃ®t de chemin, c'est-Ã -dire en tout (_a_ + _b_) minutes pour nous arriver de Jupiter, la derniÃ¨re Ã©mersion ne doit Ãªtre observÃ©e qu'Ã 3h + (_a_ + _b_) minutes du matin; de sorte que l'intervalle entre les deux observations est 100 fois (42h 28m 48s) + _b_ minutes. Il doit donc y avoir une diffÃ©rence de _b_ minutes entre l'intervalle des Ã©clipses, donnÃ© par l'observation, et la durÃ©e totale des rÃ©volutions de l'astre qui ont eu lieu entre les deux Ã©mersions observÃ©es.]

L'intervalle de deux Ã©clipses qui ont lieu l'une Ã l'Ã©poque d'une opposition, quand la terre est en T, l'autre Ã l'Ã©poque de la conjonction, quand la terre est en T",

Ã©tant plus grand de 16m 36s qu'il ne devrait Ãªtre si la lumiÃ¨re rÃ©flÃ©chie par le satellite nous arrivait instantanÃ©ment, on conclut de lÃ que 16m 36s composent le temps employÃ©, par la lumiÃ¨re qui nous vient du satellite, Ã parcourir _en plus_, lors de la derniÃ¨re Ã©mersion, la distance TT" qui sÃ©pare ces deux positions de la terre, c'est-Ã -dire Ã parcourir le grand axe de l'orbite terrestre, ou 76000000 lieues (de 4 kilomÃ¨tres). La lumiÃ¨re, parcourant 76000000 lieues en 16m 36s, parcourt environ 77000 lieues par seconde.

La distance TS de la terre au soleil est la moitiÃ© de TT"; la lumiÃ¨re emploie donc la moitiÃ© du 16m 36s, c'est-Ã -dire 8m 18s Ã nous venir du soleil.

CONCLUSION. _La lumiÃ¨re parcourt environ 77000 lieues de 4 kilomÃ¨tres par seconde. Celle du soleil nous arrive en 8m 18s._

L'Ã©toile la plus rapprochÃ©e Ã©tant Ã une distance de la terre qui surpasse 206265 fois le rayon de l'orbite terrestre, on en conclut que sa lumiÃ¨re met Ã nous parvenir plus de 8m 18s Ã 206265; ce qui fait plus de 3 ans. Une Ã©toile cessant d'exister nous la verrions encore 3 ans aprÃ¨s. Et nous ne parlons ici que des Ã©toiles les plus rapprochÃ©es de la terre (V. nÂº 51).

=359.= SATURNE, qui vient immÃ©diatement aprÃ¨s Jupiter dans l'ordre des distances au soleil, le suit aussi dans l'ordre des grandeurs dÃ©croissantes; c'est un globe 730 fois plus gros que la terre. (Le rayon de Saturne = 9r,022). MalgrÃ© cette grosseur, il ne nous envoie qu'une lumiÃ¨re pÃ¢le et comme plombÃ©e; cela tient probablement Ã sa grande distance du soleil, qui est d'environ 360 millions de lieues. Saturne circule sur une orbite inclinÃ©e sur l'Ã©cliptique de 2Âº 1/2 environ; sa rÃ©volution sidÃ©rale dure 10759 jours. Il tourne sur lui-mÃªme autour d'un axe central inclinÃ© de 72Âº environ sur le plan de l'Ã©cliptique; il fait un tour entier en 10h 1/2 environ. Son aplatissement est de 1/10 environ. La chaleur et la lumiÃ¨re qui y arrivent du soleil y sont environ 80 fois moindres que sur la terre.

Saturne offre cinq bandes sombres, parallÃ¨les Ã son Ã©quateur, Ã peu prÃ¨s semblables Ã celles de Jupiter; plus larges, mais moins bien marquÃ©es.

Cette planÃ¨te se montre Ã l'Å il nu comme une Ã©toile brillante. Son Ã©clat est cependant bien infÃ©rieur Ã celui de Jupiter; il prÃ©sente une teinte terne et comme plombÃ©e.

=360.= ANNEAU DE SATURNE (_fig._ 127). Saturne est entourÃ© d'une espÃ¨ce d'anneau, large et mince, Ã peu prÃ¨s plan, sans adhÃ©rence avec la planÃ¨te, qu'il entoure par le milieu. Cet anneau, que GalilÃ©e dÃ©couvrit peu aprÃ¨s l'invention des lunettes, s'offre Ã nous sous la forme d'une ellipse qui s'Ã©largit peu Ã peu, puis se rÃ©trÃ©cit considÃ©rablement, et finit par disparaÃ®tre, pour reparaÃ®tre quelque temps aprÃ¨s. La partie antÃ©rieure de l'anneau se projette sur la planÃ¨te; la partie

postÃ©rieure nous est cachÃ©e par celle-ci; tandis que les deux parties latÃ©rales dÃ©bordent des deux cÃ´tÃ©s de maniÃ¨re Ã former ce qu'on nomme les _anses_ de Saturne.

[Illustration: 271, Fig. 127]

Les divers aspects que nous offre successivement cet anneau sont dus aux diverses positions relatives qu'occupent Saturne, le soleil et la terre. Le plan de l'anneau se transporte parallÃ¨lement Ã lui-mÃªme avec la planÃ¨te en mouvement sur son orbite; l'obliquitÃ© de ce plan, par rapport Ã la ligne qui va de la terre Ã la planÃ¨te, varie donc d'une Ã©poque Ã une autre. Quand le plan prolongÃ© de l'anneau laisse d'un mÃªme cÃ´tÃ© le soleil et la terre, nous voyons la face Ã©clairÃ©e de l'anneau sous forme d'une partie d'ellipse plus ou moins rÃ©trÃ©cie, suivant que nous la voyons plus ou moins obliquement.

Si le plan passe par le soleil, en le laissant toujours entre lui et nous, nous avons devant nous la tranche de l'anneau; on n'en voit alors, et avec de fortes lunettes, que les deux anses, faisant l'effet de deux lignes droites lumineuses des deux cÃ´tÃ©s du disque de Saturne. Enfin, si le plan prolongÃ© de l'anneau passe entre la terre et le soleil (ce qui arrive Ã peu prÃ¨s tous les 15 ans), la face obscure de cet anneau Ã©tant tournÃ©e vers nous, nous ne le voyons plus, et Saturne nous offre alors l'apparence d'un globe isolÃ© comme les autres planÃ¨tes.

C'est en 1848 que l'anneau a disparu pour la derniÃ¨re fois; maintenant il nous montre sa face australe, qui a eu sa plus grande largeur en 1855. Il disparaÃ®tra de nouveau en 1863; puis on verra sa face borÃ©ale sous des angles divers.

DIMENSIONS DE L'ANNEAU. On a pu, dans des circonstances favorables, mesurer l'angle sous lequel on voit la largeur de l'anneau, et les distances de ses bords intÃ©rieur et extÃ©rieur au bord de la planÃ¨te. En combinant ces Ã©lÃ©ments avec la distance de Saturne et l'inclinaison des diamÃ¨tres rÃ©els, on est arrivÃ© au rÃ©sultat suivant, relativement aux dimensions de l'anneau (d'aprÃ¨s M. Faye):

Rayon Ã©quatorial de Saturne = 64000 kilom. ou 16000 lieues. _Rayon intÃ©rieur de l'anneau_ = 94000 kilom. ou 23500 lieues. _Rayon extÃ©rieur de l'anneau_ = 142000 kilom. ou 35500 lieues[143].

[Note 143: En prenant approximativement 16000, 24000 et 36000, on a pour reprÃ©senter ces 3 rayons les nombres simples 1, 1 1/2 et 2 1/4.]

Ainsi la largeur de l'anneau est de 12000 lieues, Ã peu prÃ¨s les 3/4 du rayon Ã©quatorial de la planÃ¨te. L'anneau laisse un espace vide de 30000 kilomÃ¨tres ou 7500 lieues entre Saturne et lui; on peut apercevoir des Ã©toiles Ã travers ce vide.

Quant Ã l'Ã©paisseur de l'anneau, on ne la connaÃ®t pas; mais on suppose qu'elle ne dÃ©passe pas 30 lieues.

SUBDIVISION DE L'ANNEAU. En observant l'anneau de Saturne avec des instruments puissants, on a reconnu que cet anneau n'est pas simple; il se compose de plusieurs anneaux concentriques dont les lignes de sÃ©paration sont visibles, principalement vers les anses. On a mÃªme aperÃ§u tout rÃ©cemment un anneau obscur, situÃ© Ã l'intÃ©rieur des autres, comme on le voit sur la figure. Ces anneaux tournent ensemble dans leur plan, qui coÃ¯ncide Ã peu prÃ¨s avec l'Ã©quateur de la planÃ¨te, achevant une rÃ©volution dans 10h 1/2 environ, c'est-Ã -dire qu'ils tournent avec la mÃªme vitesse que la planÃ¨te elle-mÃªme.

SATELLITES DE SATURNE. Saturne a 7 _satellites_; mais ceux-ci ne nous sont pas si utiles que ceux de Jupiter; ils sont si petits et si Ã©loignÃ©s de nous qu'il faut pour les voir des tÃ©lescopes d'une grande puissance. Le premier, c'est-Ã -dire le plus rapprochÃ© de la planÃ¨te, met 22h 37m 1/2 Ã exÃ©cuter sa rÃ©volution autour de celle-ci, tandis que le dernier emploie 7j 7h 53m. Ce dernier est le seul sur lequel on ait pu constater qu'il tourne sur lui-mÃªme dans le mÃªme temps qu'il emploie Ã tourner autour de la planÃ¨te.

=361.= URANUS, relÃ©guÃ© Ã l'extrÃ©mitÃ© de notre systÃ¨me planÃ©taire, n'a que l'apparence d'une Ã©toile de 6Â° ou 7Â° grandeur, rarement visible Ã l'Å il nu. Cette planÃ¨te a Ã©tÃ© dÃ©couverte par Herschell en 1781. Sa distance au soleil est 19 fois plus grande que celle de la terre; son diamÃ¨tre apparent est d'environ 4"; Ã la distance du soleil, il serait de 75"; le rayon d'Uranus = 4r,34. Le plan de son orbite est inclinÃ© sur l'Ã©cliptique de 0Â° 46' 1/2. La durÃ©e de sa rÃ©volution sidÃ©rale est d'environ 84 ans. La lumiÃ¨re du soleil, qui nous arrive en 8m 18s, met prÃ¨s de 2h 3/4 Ã arriver Ã Uranus. L'intensitÃ© de la lumiÃ¨re et celle de la chaleur doivent y Ãªtre 400 fois moindres que sur la terre; le soleil ne doit Ãªtre vu de cette planÃ¨te que comme une Ã©toile de 1re grandeur.

Uranus a six _satellites_ dÃ©couverts par Herschell; ils se meuvent autour de la planÃ¨te dans des orbites presque circulaires et perpendiculaires au plan de l'Ã©cliptique; ce qui porte Ã croire que l'Ã©quateur de la planÃ¨te a la mÃªme inclinaison.

Les satellites d'Uranus sont encore plus difficiles Ã voir que ceux de Saturne; deux seulement, le 2e et le 4e, ont Ã©tÃ© observÃ©s avec prÃ©cision. Par une exception unique le mouvement de ces satellites paraÃ®t rÃ©trograde, c'est-Ã -dire a lieu de l'orient vers l'occident.

=362.= NEPTUNE. Cette planÃ¨te, dÃ©couverte par M. Leverrier, en 1846 (V. plus loin, nÂº 363), n'est pas visible Ã l'Å il nu; vue dans une lunette d'un faible grossissement, elle fait l'effet d'une Ã©toile de 8e grandeur. Avec un grossissement plus fort, elle

offre des dimensions sensibles, et se montre sous la forme d'un disque circulaire. Son diamÃ¨tre apparent n'est que de 2",7. Ã la distance du soleil, ce diamÃ¨tre apparent serait de 8"; d'oÃ¹ on conclut que le rayon de Neptune = 4r,72 (_r_ Ã©tant le rayon de la terre). Cette planÃ¨te est 30 fois plus Ã©loignÃ©e du soleil que la terre (Ã 1100 millions de lieues Ã peu prÃ¨s). La chaleur et la lumiÃ¨re n'y doivent Ãªtre qu'environ la milliÃ¨me partie de ce qu'elles sont Ã la surface de la terre.

=363.= CIRCONSTANCES DE LA DÃ COUVERTE DE NEPTUNE. PERTURBATIONS DES MOUVEMENTS PLANÃ TAIRES. Si les planÃ¨tes n'Ã©taient soumises qu'Ã l'attraction du soleil, leurs mouvements seraient absolument conformes aux lois de Kepler; elles dÃ©criraient exactement des ellipses autour du centre du soleil, comme foyer. Mais, conformÃ©ment au principe de gravitation, les planÃ¨tes s'attirent mutuellement. Le mouvement de chacun de ces astres ainsi attirÃ©s non-seulement par le soleil, mais par les autres planÃ¨tes, est un peu plus compliquÃ© que nous ne l'avons dit[144]. La masse du soleil Ã©tant trÃ¨s-grande par rapport Ã celle des planÃ¨tes, son action est prÃ©pondÃ©rante; de sorte que le mouvement de la planÃ¨te diffÃ¨re trÃ¨s-peu du mouvement elliptique que le soleil seul lui imprimerait. Les modifications du mouvement elliptique, causÃ©es par les actions mutuelles que les planÃ¨tes exercent les unes sur les autres, sont ce qu'on appelle les _perturbations_ des mouvements planÃ©taires.

[Note 144: De mÃªme la lune n'est pas seulement attirÃ©e par la terre, elle l'est encore par les autres corps cÃ©lestes faisant partie de notre systÃ¨me planÃ©taire, notamment par le soleil; l'attraction de la terre est prÃ©pondÃ©rante; cependant l'attraction du soleil est assez forte pour altÃ©rer le mouvement elliptique de la lune; cette attraction est la cause de la perturbation que nous avons indiquÃ©e sous le nom de _nutation de l'axe de la lune_.]

Lors donc que les astronomes veulent connaÃ®tre avec prÃ©cision les positions successives des planÃ¨tes par rapport au soleil et Ã la terre, c'est-Ã -dire dÃ©terminer exactement le mouvement relatif de ces astres, ils sont obligÃ©s d'avoir Ã©gard Ã cette action mutuelle des planÃ¨tes les unes sur les autres. Ils sont ainsi parvenus Ã rendre compte, avec une trÃ¨s-grande prÃ©cision, des mouvements des planÃ¨tes, tels qu'on les observe rÃ©ellement.

Ce rÃ©sultat, obtenu d'abord pour les planÃ¨tes anciennement connues, ne l'a pas Ã©tÃ© pour Uranus aussitÃ´t aprÃ¨s sa dÃ©couverte. En appliquant au mouvement de cette planÃ¨te les mÃ©thodes qui avaient rÃ©ussi pour les autres, afin de dÃ©terminer les perturbations que devaient lui faire Ã©prouver Saturne et Jupiter (les seules planÃ¨tes connues qui pouvaient avoir sur elle une action apprÃ©ciable), on a trouvÃ© constamment, pendant quarante ans, le calcul en dÃ©saccord croissant avec les observations. Comme on Ã©tait sur qu'aucune erreur ne s'Ã©tait glissÃ©e dans ces calculs, il fallait admettre que ce dÃ©saccord Ã©tait dÃ» Ã une action perturbatrice

inconnue. M. Bouvard songea le premier Ã attribuer cette action Ã une planÃ¨te encore inconnue; mais comment trouver cette planÃ¨te? M. Leverrier y parvint en renversant le problÃ¨me ordinaire, qui consiste Ã dÃ©terminer les perturbations du mouvement d'une planÃ¨te dues Ã l'attraction d'une autre planÃ¨te de masse et de position connues. Il se mit Ã calculer quelles devaient Ãªtre la masse et la position d'une planÃ¨te inconnue pour que son action sur Uranus, combinÃ©e avec les autres influences dÃ©jÃ connues, produisÃ®t exactement les perturbations observÃ©es du mouvement de cette planÃ¨te. Il parvint Ã rÃ©soudre ce difficile problÃ¨me. Le 31 aoÃ»t 1846, il annonÃ§a Ã l'AcadÃ©mie des Sciences que la planÃ¨te cherchÃ©e devait se trouver par 326Â° 32' de longitude hÃ©liocentrique, au milieu des Ã©toiles de la XXIe heure. Moins d'un mois aprÃ¨s, M. Galle, directeur de l'Observatoire de Berlin, trouva la planÃ¨te Ã la place que lui avait assignÃ©e le gÃ©omÃ¨tre franÃ§ais; il n'y avait pas un degrÃ© de diffÃ©rence entre le rÃ©sultat du calcul et celui de l'observation. C'est lÃ certainement un rÃ©sultat admirable, glorieux pour celui qui l'a trouvÃ©, et qui atteste Ã la fois l'exactitude des mÃ©thodes astronomiques et la vÃ©ritÃ© du principe de la gravitation universelle.

=364.= LOI DE BODE. Il existe entre les distances des principales planÃ¨tes au soleil une loi assez remarquable qui permet de retenir assez aisÃ©ment ces distances dans leur ordre. Voici en quoi consiste cette loi qui porte le nom de l'astronome _Bode_, qui l'a publiÃ©e en 1778.

Ã crivons la suite des nombres:

0 3 6 12 24 48 96

dans laquelle chaque nombre, Ã partir du troisiÃ¨me, est double du prÃ©cÃ©dent. A chacun de ces nombres ajoutons 4; nous obtiendrons une nouvelle sÃ©rie qui est la suite de Bode:

4 7 10 16 28 52 100.

Ces derniers nombres sont sensiblement proportionnels aux distances au soleil des planÃ¨tes anciennement connues. En effet, si au lieu de reprÃ©senter par 1 la distance de la terre au soleil, nous la reprÃ©sentons par 10, nous aurons, en multipliant consÃ©quemment par 10 les six premiÃ¨res distances du tableau de la page 236, le rÃ©sultat suivant:

Mercure. VÃ©nus. La Terre. Mars. ... Jupiter. Saturne. 3,9 7,2 10 15,2 ... 52 95,4

Ces nombres sont Ã peu prÃ¨s ceux, de la suite de Bode, Ã l'exception du dernier, pour lequel il y a une diffÃ©rence plus sensible, moins nÃ©gligeable. On remarquera de plus que le terme 28 de la sÃ©rie de Bode n'a pas de correspondant parmi les distances indiquÃ©es.

Quand Herschell, en 1781, dÃ©couvrit Uranus, on continua la suite de Bode. Le 8e terme de cette suite est 200. Or la distance d'Uranus au soleil est 191,8, celle de la terre Ã©tant 10; ce nombre se rapproche encore assez de son correspondant 200 pour qu'on regarde la loi comme continuant Ã s'appliquer.

Plus tard, on essaya la mÃªme vÃ©rification pour Neptune; le 9e terme de la suite de Bode est 396; or la distance de Neptune au soleil est 304 quand celle de la terre est 10. La diffÃ©rence est ici trop grande, et on ne peut pas dire que la loi s'applique jusqu'Ã Neptune.

Cette loi de Bode ne se rapporte Ã aucun fait pratique; elle doit Ãªtre considÃ©rÃ©e comme un moyen simple d'aider la mÃ©moire Ã retenir les distances en question.

Quoi qu'il en soit, elle s'applique d'une maniÃ¨re assez satisfaisante jusqu'Ã Uranus, sauf une lacune qu'on remarque jusque-lÃ dans la correspondance; au nombre 28 de la suite de Bode ne correspond aucune distance de planÃ¨te au soleil. Cette lacune a Ã©tÃ© comblÃ©e par la dÃ©couverte des petites planÃ¨tes dont nous allons parler. Pour en finir avec la sÃ©rie de Bode, nous dirons que la moyenne des distances au soleil de ces petites planÃ¨tes qui se placent toutes sous ce rapport entre Mars et Jupiter, est 26, ce qui n'est pas trop Ã©loignÃ© du terme 28 de cette sÃ©rie.

PETITES PLANÃ TES.

=365.= On a dÃ©couvert depuis le commencement de ce siÃ¨cle un assez grand nombre de planÃ¨tes, toutes situÃ©es dans la mÃªme rÃ©gion du ciel, entre Mars et Jupiter. On les dÃ©signe sous le nom de _petites planÃ¨tes_, parce qu'elles sont beaucoup plus petites que les huit dont nous nous sommes occupÃ© jusqu'Ã prÃ©sent; Elles ont l'apparence des Ã©toiles de 8e ou de 9e grandeur, et par consÃ©quent sont invisibles Ã l'Å il nu; aussi leur a-t-on encore donnÃ© le nom de _planÃ¨tes tÃ©lescopiques_.

DÃ©couverte par:

_CÃ©rÃ¨s_, M. Piazzi, Ã Palerme, 1er janv. 1801.

Pallas, Olbers, Ã BrÃªme, 28 mars 1802.

Junon, Harding, Ã GÅ ttingue, 1er sept. 1804.

Vesta, Olbers, Ã BrÃªme, 29 mars 1807.

AstrÃ©e, Hencke, Ã Driessen, 8 dÃ©c. 1845.

_HÃ©bÃ©_, Hencke, Ã Driessen, 1er juill. 1847.

Iris, Hind, Ã Londres, 13 aoÃ»t 1847.

Flore, Hind, Ã Londres, 18 oct. 1847.

MÃ©tis, Grahan, Ã MaskrÃ© (Irlande), 26 avril 1848.

Hygie, de Gasparis, Ã Naples, 14 avril 1849.

ParthÃ©nope, de Gasparis, Ã Naples, 11 mai 1850.

Victoria, Hind, Ã Londres, 13 sept. 1850.

Ã gÃ©rie, de Gasparis, Ã Naples, 29 juill. 1851.

IrÃ¨ne, Hind, Ã Londres, 19 mai 1851.

Eunomia, de Gasparis, Ã Naples, 29 juill. 1851.

PsychÃ©, de Gasparis, Ã Naples, 17 mars 1852.

ThÃ©tis, Luther, (prÃ¨s Dusseldorf), 17 avril 1852.

MelpomÃ¨ne, Hind, Ã Londres, 24 juin 1852.

Fortuna, Hind, Ã Londres, 22 aoÃ»t 1852.

Massalia, Â¦ de Gasparis, Ã Naples, 19 sept. 1852. Â¦ Chacornac, Ã Marseille, 20 sept. 1852.

LutÃ©tia, Goldsmith, Ã Paris, 15 nov. 1852.

Calliope, Hind, Ã Londres, 16 nov. 1852.

Thalie, Hind, Ã Londres, 15 dÃ©c. 1852.

PhocÃ©a, Chacornac, Ã Marseille, 6 avril 1853.

ThÃ©mis, de Gasparis, Ã Naples, 6 avril 1853.

Proserpine, Luther, (prÃ¨s Dusseldorf), 5 mai 1853.

Euterpe, Hind, Ã Londres, 8 nov. 1853.

Amphitrite, Albert Marth, Ã Londres, 4 fÃ©vr. 1854.

Bellone, Luther, Ã Blick, prÃ¨s Dusseldorf.

Urania, Hind, Ã Londres, 22 juill. 1854.

Euphrosine, Ferguson, Ã Washington, 1er sept. 1854.

Pomone, Goldsmith, Ã Paris, 28 oct. 1854.

Polymnie, Chacornac, Ã Paris, 28 oct. 1854.

A ces planÃ¨tes il faut ajouter dans l'ordre des dÃ©couvertes: _CircÃ©_, _LeucothoÃ©_, _Atalunte_, _Fides_, dÃ©couvertes en 1855 par MM. Luther et Chacornac; _LÃ©da_, _LÃ¦titia_, _Harmonia_, _DaphnÃ©_, _Isis_, dÃ©couvertes en 1856; _Ariane_, _Nysa_, _EugÃ©nie_, _Hestia_,....., _AglaÃ¯a_, _Boris_, _PalÃ¨s_, _Virginie_, _Nemausa_, dÃ©couvertes en 1857; _Europa_, _Calypso_, _Alexandra_,....., dÃ©couvertes en 1858.

Comme on le voit, le plus grand nombre de ces petites planÃ¨tes ont Ã©tÃ© dÃ©couvertes dans ces derniÃ¨res annÃ©es. M. Lescarbaut, mÃ©decin Ã OrgÃ¨res, en Normandie, en a encore dÃ©couvert rÃ©cemment une nouvelle trÃ¨s-rapprochÃ©e du soleil.

Nous n'entrerons pas dans de plus grands dÃ©tails au sujet de ces planÃ¨tes. Nous indiquons les Ã©lÃ©ments astronomiques d'un certain nombre d'entre elles dans un tableau placÃ© Ã la fin de ce chapitre. V. pour les autres le dernier Annuaire du bureau des longitudes.

=366.= SYSTÃ ME PLANÃ TAIRE. _Concordance des mouvements des planÃ¨tes._ Les planÃ¨tes qui tournent autour du soleil forment avec cet astre un systÃ¨me complet qui doit Ãªtre particuliÃ¨rement distinguÃ© dans l'espace, surtout par nous dont le globe fait partie de ce systÃ¨me. Les planÃ¨tes se meuvent toutes autour du soleil, en restant Ã peu prÃ¨s dans un mÃªme plan passant par le centre de cet astre; exceptÃ© quelques petites planÃ¨tes dont les orbites font des angles assez grands avec le plan de l'Ã©cliptique (_V._ le tableau ci-aprÃ¨s). Tous ces mouvements des planÃ¨tes autour du soleil s'effectuent dans le mÃªme sens, d'Occident en Orient. Les planÃ¨tes principales sont accompagnÃ©es de satellites, qui, Ã l'exception de ceux d'Uranus, se meuvent aussi dans des plans assez peu inclinÃ©s Ã l'Ã©cliptique, et dans le mÃªme sens que les planÃ¨tes autour du soleil, c'est-Ã -dire d'Occident en Orient. Le soleil tourne sur lui-mÃªme _dans le mÃªme sens_, autour d'un axe qui est presque perpendiculaire au plan de l'Ã©cliptique. Enfin les planÃ¨tes dont on a pu constater le mouvement de rotation, tournent aussi d'Occident en Orient. La lune tourne dans le mÃªme sens autour de la terre.

VoilÃ un concours de circonstances trÃ¨s-remarquable que nous nous contenterons de signaler au lecteur sans indiquer les inductions qu'on en tire; cela nous mÃ¨nerait trop loin.

Nous faisons suivre tous ces dÃ©tails sur les planÃ¨tes et leurs satellites de tableaux renfermant les Ã©lÃ©ments du systÃ¨me solaire; on y trouvera rÃ©unis tous les nombres dissÃ©minÃ©s dans ce chapitre. Ces tableaux sont empruntÃ©s Ã l'ouvrage de M. Faye.

PlanÃ¨tes.

NOMS. S RÃ VOLUTION SIDÃ RALE DISTANCE EXCENTRICITÃ , INCLINAISON I ---------- moyenne la distance de l'orbite G Nombre En jours du soleil. moyenne sur le plan N rond moyens. Ã©tant 1. de E d'annÃ©es. l'Ã©cliptique.

Mercure â ¿ Â» 87,969 0,38710 0,20562 7Â° 0' 13" VÃ©nus â Â» 224,701 0,72333 0,00682 3 23 31 La Terre â 1 365,256 1,00000 0,01678 Â» Â» Â» Mars â 2 686,980 1,52369 0,09325 1 51 6 Petites planÃ¨tes. Jupiter â 12 4332,485 5,20277 0,04822 1 18 42 Saturne â 29 10759,220 9,53885 0,05603 2 29 30 Uranus â 84 30686,821 19,18239 0,04660 0 46 29 Neptune â 165 60127 30,04 0,009 1 47

Petites planÃ¨tes situÃ©es entre Mars et Jupiter. Flore 3 1193 2,202 0,157 5Â° 53' MelpomÃ¨ne 3 1270 2,296 0,216 10 11 Victoria 4 1303 2,335 0,218 8 23 Euterpe 4 1317 2,348 0,171 1 36 Vesta 4 1326 2,362 0,089 7 8 Massilia 4 1338 2,376 0,134 0 41 Iris 4 1346 2,385 0,232 5 28 MÃ©tis 4 1347 2,387 0,183 5 36 PhocÃ©a 4 1350 2,391 0,246 21 43 HÃ©bÃ© 4 1380 2,425 0,202 14 47 Fortuna 4 1397 2,446 0,156 1 33 ParthÃ©nope 4 1399 2,448 0,098 4 37 ThÃ©tis 4 1442 2,498 0,137 5 36 Amphitrite 4 1500 2,564 0,080 6 6 AstrÃ©e 4 1511 2,577 0,189 5 19 IrÃ¨ne 4 1515 2,582 0,170 9 6 Ã gÃ©rie 4 1516 2,582 0,086 16 33 Lutetia 4 1542 2,612 0,115 3 5 Thalie 4 1571 2,645 0,240 10 13 Eunomie 4 1576 2,651 0,189 11 44 Proserpine 4 1578 2,653 0,086 3 36 Junon 4 1593 2,669 0,256 13 3 CÃ©rÃ¨s 5 1681 2,767 0,076 10 37 Pallas 5 1686 2,723 0,239 34 37 Bellone 5 1724 2,814 0,175 10 5 Calliope 5 1815 2,912 0,104 13 45 PsychÃ© 5 1828 2,926 0,136 3 4 Hygie 6 2043 3,151 0,101 3 47 ThÃ©mis 6 2047 3,160 0,123 0 50

Satellites.

NOMS. DURÃ E DISTANCE, MASSE, de le rayon celle la rÃ©volution. de la planÃ¨te de la planÃ¨te (jours) Ã©tant 1. Ã©tant 1.

Satellite Â¦ Â¦ la Lune. 27,32166 60,2729 0,01234 de la Terre. Â¦

Â¦ 1er 1,7691 6,0485 0,000017 Satellites Â¦ 2e 3,5512 9,6235 0,000023 de Jupiter. Â¦ 3e 7,1546 15,3502 0,000088 Â¦ 4e 6,6888 26,9983 0,000043

Â¦ 1er 0,943 3,35 Â¦ 2e 1,370 4,30 Â¦ 3e 1,888 5,28 Satellites Â¦ 4e 2,739 6,82 de Saturne. Â¦ 5e 4,517 9,52 Â¦ 6e 15,945 22,08 Â¦ 7e 22,945 27,78 Â¦ 8e 79,330 64,36

Â¦ 1er 5,893 13,12 Â¦ 2e 8,707 17,02 Satellites[145] Â¦ 3e 10,961 19,85 d'Uranus. Â¦ 4e 13,456 22,75 Â¦ 5e 38,075 45,51 Â¦ 6e 107,694 91,01

Satellite Â¦ Â¦ 1er 5,880 8,9 de Neptune. Â¦

[Note 145: Les satellites d'Uranus ont Ã©tÃ© dÃ©couverts par Herschel; le 2e et le 4e ont seuls Ã©tÃ© rÃ©observÃ©s par d'autres astronomes. Ils ne peuvent Ãªtre vus

qu'avec l'aide des plus puissants tÃ©lescopes.]

Ã lÃ©ments physiques du systÃ¨me solaire.

NOMS DURÃ E APLATISSEMENT DIAMÃ TRE VOLUME MASSE de la ---------- ---------- rotation Ceux de la terre Ã©tant pris en temps pour unitÃ©s. moyen. j. h. m. s. ---------- Soleil 25 12 Â« Â« insensible 112 1415000 359600 Mercure 24 5 Â« insensible 0,39 1/17 1/81 VÃ©nus 23 21 21 insensible 0,98 1 1 Terre 23 56 4 1/299 1 1 1 Mars 23 37 22 Â« 0,52 1/7 1/8 Vesta Â« Â« Â« insensible 0,004 1/17700 Â« Pallas Â« Â« Â« Â« 0,0084 1/1660 Â« Jupiter 9 55 26 1/16 11,64 1491 342 Saturne 10 29 17 1/10 9,02 772 103 Uranus Â« Â« Â« 1/9 4,34 87 87 Neptune Â« Â« Â« Â« 4,8 77 77

Lune La durÃ©e de insensible 0,2724 1/50 1/81 rotation est Ã©gale Ã celle Satellites de la rÃ©volution de Jupiter autour de la 1er planÃ¨te Â« 0,31 1/32 1/170 2Â° centrale Â« 0,21 1/47 1/128 3Â° Â« 0,45 1/11 1/33 4Â° Â« 0,39 1/17 1/70

2Â° partie

NOMS DENSITÃ MOYENNE PESANTEUR INTENSITÃ rapportÃ©e Ã celle Ã la de la lumiere et ---------- surface de la chaleur de la terre de l'eau solaire ---- ----------

Soleil 0,26 1,4 29 Â« Mercure 1,23 6,8 1/2 6,7 VÃ©nus 0,91 5,1 1 1,9 Terre 1 5,5 1 1 Mars 0,97 5,4 1/2 0,4 Vesta Â« Â« Â« 0,2 Pallas Â« Â« Â« 0,2 Jupiter 0,23 1,3 2 1/2 0,04 Saturne 0,13 0,7 1 0,01 Uranus 0,17 0,9 1/3 0,003 Neptune 0,32 1,8 1 1/3 0,001

Lune 0,62 3,4 1/6 1

Satellites de Jupiter 1er 0,20 1,1 1/15 0,04 2Â° 0,37 2,0 1/10 0,04 3Â° 0,23 1,3 1/7 0,04 4Â° 0,25 1,4 1/19 0,04

DES COMÃ TES.

=367.= Les comÃ¨tes sont des astres qui, de mÃªme que les planÃ¨tes, ont un mouvement propre au milieu des constellations. Ce mouvement propre des comÃ¨tes s'Ã©tudie comme les autres, et si on le rapporte au soleil, on trouve qu'il est _soumis aux lois de KÃ©pler_ comme celui des planÃ¨tes.

[Illustration: 282, Fig. 132]

=368.= Cependant les comÃ¨tes se distinguent des planÃ¨tes sous plusieurs rapports: d'abord par l'aspect qui n'est pas le mÃªme (_V._ nÂ° 370), puis par les circonstances de leurs mouvements. Tandis que les orbites des planÃ¨tes sont des ellipses presque circulaires, celles des comÃ¨tes sont des ellipses excessivement allongÃ©es, dÃ©gÃ©nÃ©rant presque en paraboles (_fig._ 132), dont le soleil occupe un foyer.

Tandis que les plans des orbites planÃ©taires sont en gÃ©nÃ©ral peu inclinÃ©s sur le plan de l'Ã©cliptique, celles des comÃ¨tes admettent toutes les inclinaisons possibles. Enfin, tandis que les mouvements de toutes les planÃ¨tes sont _directs_, les mouvements de la moitiÃ© Ã peu prÃ¨s des comÃ¨tes observÃ©es sont rÃ©trogrades.

=369.= Vu l'extrÃªme allongement des orbites des comÃ¨tes, ces astres s'en vont Ã de trÃ¨s-grandes distances du soleil, et par consÃ©quent de notre globe. C'est pourquoi nous les perdons de vue dans la plus grande partie de leur rÃ©volution, nous ne les voyons que lorsqu'elles sont le plus rapprochÃ©es du soleil. Comme Ã cette distance minimum leur vitesse angulaire est la plus grande (en vertu de la loi des aires), elles passent assez rapidement Ã portÃ©e de notre vue, et en gÃ©nÃ©ral nous ne les voyons pas longtemps comparativement aux planÃ¨tes.

=370.= ASPECT DES COMÃ TES; NOYAU, CHEVELURE, QUEUE. Une comÃ¨te, consiste habituellement en un point plus ou moins brillant, environnÃ© d'une nÃ©bulositÃ© qui s'Ã©tend sous forme de traÃ®nÃ©e lumineuse dans une direction particuliÃ¨re (_fig._ 131). Le point brillant est le _noyau_ de la comÃ¨te; la traÃ®nÃ©e lumineuse qui accompagne ce noyau, de l'autre cÃ´tÃ© de la comÃ¨te par rapport au soleil, se nomme la _queue_; la nÃ©bulositÃ© qui environne la comÃ¨te, abstraction faite de la queue, se nomme la _chevelure_. On donne aussi le nom de _tÃªte_ de la comÃ¨te Ã l'ensemble du noyau et de la chevelure.

[Illustration: 283, Fig. 131]

Les comÃ¨tes ne se prÃ©sentent pas toutes sous la forme que nous venons d'indiquer; il y en a qui n'ont pas de queue, et qui alors ressemblent Ã des planÃ¨tes; il y en a qui ont l'apparence de nÃ©bulositÃ©s, sans noyaux. Il y en a qui ont un noyau et une chevelure sans queue; enfin on en a vu qui avaient au contraire plusieurs queues disposÃ©es en Ã©ventail.

=371.= Les queues des comÃ¨tes prennent les formes les plus variÃ©es; les unes sont droites, d'autres sont recourbÃ©es; les unes ont partout la mÃªme largeur, d'autres s'Ã©panouissent en Ã©ventail. On a vu des comÃ¨tes ayant plusieurs queues divergentes partant toutes du noyau. Ces queues atteignent parfois des longueurs immenses; la queue de la comÃ¨te de 1680 couvrit une Ã©tendue du ciel d'environ 70Â°, et Newton a calculÃ© qu'elle avait Ã peu prÃ¨s 17500000 myriamÃ¨tres de longueur. La queue de la comÃ¨te de 1779 en avait 6237000, et celle de la fameuse comÃ¨te de 1811 plus de 14000000. La queue suit ordinairement le prolongement du rayon qui va du soleil Ã la comÃ¨te; quelquefois elle dÃ©vie de cette direction.

=372.= PETITESSE DE LA MASSE DES COMÃ TES. La densitÃ© dÃ¨s comÃ¨tes (leur masse sous l'unitÃ© de volume) est excessivement faible; leur matiÃ¨re est

dissÃ©minÃ©e Ã un point dont aucune substance terrestre ne peut donner l'idÃ©e. La plus lÃ©gÃ¨re fumÃ©e, un brouillard sont incomparablement plus denses; car ils affaiblissent et Ã©teignent toujours en partie les rayons de la lumiÃ¨re qui les traversent; quelques centaines ou quelques milliers de mÃ¨tres d'Ã©paisseur transforment la brume la plus lÃ©gÃ¨re en un voile opaque. Mais une comÃ¨te dont le volume Ã©norme est plutÃ´t comparable Ã celui du soleil qu'Ã ceux des planÃ¨tes, laisse passer la lumiÃ¨re; on voit briller les Ã©toiles, comme Ã l'ordinaire, Ã travers des Ã©paisseurs de matiÃ¨re comÃ©taire de plusieurs milliers de lieues. La masse des comÃ¨tes sous l'unitÃ© de volume est donc excessivement faible, comme nous l'avons dit tout d'abord. On voit par lÃ combien peu les effets mÃ©caniques du choc d'une comÃ¨te contre la terre ou toute autre planÃ¨te sont Ã craindre. La comÃ¨te de 1770, qui passa auprÃ¨s de Jupiter et au milieu de ses satellites, n'exerÃ§a aucun effet apprÃ©ciable; mais il paraÃ®t que l'effet de ce voisinage sur la comÃ¨te a Ã©tÃ© fort sensible; elle a Ã©tÃ© grandement dÃ©tournÃ©e de son orbite. On aurait dÃ», d'aprÃ¨s Lexell, la revoir 5 ans aprÃ¨s, et depuis on ne l'a plus revue. Ce fait prouve bien la petitesse relative de la masse des comÃ¨tes.

NÃ©anmoins, la matiÃ¨re des comÃ¨tes existe; elle obÃ©it aux lois de la gravitation; elle est plus dense dans la partie qu'on appelle noyau; aussi c'est le centre du noyau qu'on considÃ¨re comme le point principal; c'est le point dont on Ã©tudie le mouvement.

=373.= NATURE DES ORBITES. Nous avons dit que les orbites des comÃ¨tes peuvent Ãªtre sensiblement considÃ©rÃ©es comme des paraboles dont le centre du soleil serait le foyer commun (_fig._ 132). Si une comÃ¨te revient, son orbite ne doit plus Ãªtre considÃ©rÃ©e comme dÃ©gÃ©nÃ©rant en parabole (nÂº 374).

=374.= COMÃ TES PÃ RIODIQUES. Il y a, en effet; des comÃ¨tes qui reviennent en vue de la terre; ces comÃ¨tes, qui ont Ã©tÃ© ainsi vues plusieurs fois, se nomment _pÃ©riodiques_; car leurs retours ont lieu Ã des intervalles Ã©gaux qu'on peut dÃ©terminer par le calcul et vÃ©rifier par une observation subsÃ©quente, quand une fois on a soupÃ§onnÃ© la pÃ©riodicitÃ©.

Nous disons soupÃ§onnÃ©; car on ne reconnaÃ®t pas qu'une comÃ¨te est de celles qui ont dÃ©jÃ Ã©tÃ© vues Ã sa forme et Ã son apparence; celles-ci sont trop vagues pour qu'on puisse se dÃ©cider d'aprÃ¨s elles[146]. Ã€ chaque comÃ¨te nouvelle les astronomes s'empressent de calculer les Ã©lÃ©ments de l'orbite, et de les comparer Ã ceux des comÃ¨tes antÃ©rieures. S'il se trouve qu'une de celles-ci a suivi le mÃªme chemin, les deux comÃ¨tes ne font trÃ¨s-probablement qu'un seul et mÃªme astre. En effet, eu Ã©gard Ã l'immensitÃ© des espaces dans lesquels se meuvent les comÃ¨tes autour du soleil, il est peu probable que deux comÃ¨tes suivent exactement le mÃªme chemin. D'ailleurs avec tous les Ã©lÃ©ments que l'on possÃ¨de, y compris l'intervalle des deux apparitions que l'on compare, on peut prÃ©dire une nouvelle apparition pour

une Ã©poque prÃ©cise, et si cette prÃ©diction se vÃ©rifie, on classe la comÃ¨te au nombre des comÃ¨tes pÃ©riodiques. Les orbites des comÃ¨tes pÃ©riodiques doivent Ãªtre des ellipses.

[Note 146: L'aspect d'une comÃ¨te est tout Ã fait variable; Ã quelques jours d'intervalle seulement, une comÃ¨te est toute diffÃ©rente de ce qu'elle Ã©tait d'abord; il est donc absolument impossible de tirer la moindre induction plausible de ce que deux comÃ¨tes observÃ©es Ã des Ã©poques diffÃ©rentes ont on n'ont pas le mÃªme aspect.]

=375.= COMÃ TE DE HALLEY. Halley, astronome anglais du XVIIe siÃ¨cle, calcula d'aprÃ¨s les mÃ©thodes de Newton les orbites d'un grand nombre de comÃ¨tes dont on avait conservÃ© les observations. Il fut frappÃ© des analogies qui existaient entre des comÃ¨tes observÃ©es en 1531, 1607 et 1682. L'intervalle de ces observations successives Ã©tant 75 ou 76 ans, il se hasarda Ã prÃ©dire une nouvelle apparition pour la fin de 1758 ou le commencement de l'annÃ©e 1759; l'Ã©vÃ©nement vÃ©rifia sa prÃ©diction. Cette comÃ¨te, dite de Halley, devait reparaÃ®tre vers 1834 ou 1835; on l'a revue en effet en 1835; c'est donc dÃ©cidÃ©ment une comÃ¨te pÃ©riodique.

=376.= COMÃ TE D'ENKE. C'est une comÃ¨te pÃ©riodique qui revient tous les 3 ans 1/2 environ, tous les 1200 jours: aussi l'appelle-t-on la comÃ¨te des 1200 jours. Elle fut dÃ©couverte par M. Pons, Ã Marseille, en 1818. M. Enke fut celui qui en calcula tous les Ã©lÃ©ments et en constata la pÃ©riodicitÃ©.

=377.= COMÃ TE DE BIÃ LA. La troisiÃ¨me planÃ¨te pÃ©riodique fut dÃ©couverte le 27 fÃ©vrier 1826, Ã Johannisberg, par M. BiÃ©la, capitaine autrichien. La durÃ©e de sa rÃ©volution est de 6 ans 3/4; elle a Ã©tÃ© observÃ©e en 1846 et en 1852.

SON DÃ DOUBLEMENT. La comÃ¨te de BiÃ©la, qui n'a pas de noyau, a prÃ©sentÃ© un singulier phÃ©nomÃ¨ne Ã son apparition en 1846: elle s'est dÃ©doublÃ©e. C'est-Ã -dire qu'on a vu deux comÃ¨tes semblables, trÃ¨s-voisines l'une de l'autre, sans communication apparente, et dÃ©crivant sensiblement l'orbite assignÃ©e Ã la planÃ¨te primitive. Le dÃ©doublement a persistÃ© Ã l'apparition de 1852; on en ignore la cause.

L'orbite de la comÃ¨te de BiÃ©la coupe le plan de l'Ã©cliptique Ã peu prÃ¨s Ã la distance qui nous sÃ©pare du soleil. Si la terre s'Ã©tait trouvÃ©e en 1832 au point de rencontre des deux orbites, en mÃªme temps que la comÃ¨te, il y aurait eu collision; mais la terre Ã©tait alors assez Ã©loignÃ©e de ce point. Depuis cette Ã©poque les perturbations du mouvement de la comÃ¨te ont fait disparaÃ®tre toutes chances de rencontre.

Ã€ ce sujet nous remarquerons que la masse des comÃ¨tes est tellement faible, qu'une pareille collision n'est pas Ã craindre. Si la terre rencontrait une comÃ¨te, elle la traverserait probablement sans s'en apercevoir, du moins quant aux effets mÃ©caniques (nÂº 372).

=378.= COMÃ TE DE FAYE. La quatriÃ¨me comÃ¨te pÃ©riodique a Ã©tÃ© observÃ©e par M. Faye, Ã Paris, le 22 novembre 1843. La durÃ©e de sa rÃ©volution est Ã peu prÃ¨s 7 ans 1/2.

Dans ces derniers temps on a trouvÃ© plusieurs autres comÃ¨tes pour lesquelles les mÃªmes circonstances (la forme des orbites) font soupÃ§onner la pÃ©riodicitÃ©. Mais ces comÃ¨tes ne devront Ãªtre classÃ©es dÃ©finitivement parmi les comÃ¨tes pÃ©riodiques que lorsqu'on les aura vues revenir au moins une fois Ã leur pÃ©rihÃ©lie aprÃ¨s avoir fait une rÃ©volution complÃ¨te autour du soleil.

PHÃ NOMÃ NE DES MARÃ ES.

=379.= DESCRIPTION DU PHÃ NOMÃ NE. _Flux et reflux_; _haute et basse mer_. Abstraction faite des ondulations accidentelles plus ou moins fortes que l'action des vents produit Ã sa surface, la mer n'est jamais complÃ¨tement immobile; animÃ©e d'un mouvement continu et pÃ©riodique, elle s'Ã©lÃ¨ve et s'abaisse alternativement; la durÃ©e d'une de ces oscillations est de 12 heures 1/2 environ. Pendant la premiÃ¨re moitiÃ© de cette oscillation, la mer monte continuellement Ã partir d'une certaine hauteur minimum; en montant elle s'avance vers ses rivages qu'elle tend Ã envahir, refoulant l'eau des fleuves Ã leurs embouchures; c'est le _flux_ ou le _flot_. Parvenue Ã une certaine hauteur maximum, la mer cesse de monter; on dit alors qu'elle est _haute_ ou _pleine_. Ã partir de lÃ , elle se met Ã descendre durant 6 heures 1/4; en descendant, elle se retire des rivages jusqu'Ã une assez grande distance; c'est le _reflux_. ArrivÃ©e ainsi Ã un certain niveau minimum, la mer cesse de descendre; on dit alors qu'elle est _basse_. Puis elle recommence Ã monter.

PÃ RIODE DES MARÃ ES. Nous avons indiquÃ© approximativement la pÃ©riode des marÃ©es; pour Ãªtre plus exact, nous dirons: la pÃ©riode des marÃ©es, c'est-Ã -dire l'intervalle de deux hautes mers consÃ©cutives est de 12h 25m 44s. Le moment de la basse mer divise cette durÃ©e en deux parties inÃ©gales; Ã Brest, par exemple, la mer met 16 minutes de plus Ã monter qu'Ã descendre; au Havre, la diffÃ©rence est de 2h 8m. La double pÃ©riode des marÃ©es, comprenant deux hautes mers et deux basses mers, est prÃ©cisÃ©ment Ã©gale au temps qui sÃ©pare deux retours consÃ©cutifs de la lune au mÃ©ridien supÃ©rieur.

=380.= VARIATIONS DE LA HAUTEUR DES MARÃ ES. L'amplitude de ces oscillations de la mer varie avec les Ã©poques pour le mÃªme lieu, et sa valeur moyenne change quand on passe d'un lieu Ã un autre. La hauteur de la pleine mer varie chaque

jour en un lieu donnÃ©; elle est la plus grande Ã l'Ã©poque des syzygies, et la plus petite Ã l'Ã©poque des quadratures. Mais la plus grande hauteur n'a pas lieu prÃ©cisÃ©ment au moment d'une syzygie; elle n'a lieu qu'environ 36 heures aprÃ¨s; c'est aussi 36 heures aprÃ¨s une quadrature que se produit la marÃ©e la plus basse.

Plus la mer s'Ã©lÃ¨ve lorsqu'elle est pleine, plus elle descend dans la basse mer qui suit. On nomme _marÃ©e totale_ la demi-somme de deux pleines mers consÃ©cutives au-dessus de la basse mer intermÃ©diaire; La marÃ©e totale atteint en moyenne, Ã Brest, 6mÃ¨t.,2490 dans les syzygies, et 3m,0990 seulement dans les quadratures.

La grandeur de la marÃ©e totale varie avec la distance de la lune Ã la terre; elle augmente quand la lune se rapproche, diminue quand la lune s'Ã©loigne. La variation de la distance de la lune Ã la terre au-dessus et au-dessous de sa valeur moyenne est, comme on l'a vu, d'environ 1/15 de cette valeur moyenne; la variation correspondante de la marÃ©e totale, dans les syzygies, est d'environ 3/26 de sa valeur moyenne. En valeur absolue, cette variation est Ã Brest d'environ 0m,883; de sorte que l'effet du changement de distance de la lune sur les marÃ©es totales est dans ce port de 1m,766.

La variation de la distance du soleil Ã la terre exerce aussi une certaine influence sur la hauteur des marÃ©es; mais elle est bien moins sensible. Toutes choses Ã©galÃ©s d'ailleurs, il rÃ©sulte de cette variation que les marÃ©es des syzygies sont plus grandes, et celles des quadratures plus petites en hiver qu'en Ã©tÃ©. (On sait qu'en hiver le soleil est plus prÃ¨s de nous qu'en Ã©tÃ©).

Les dÃ©clinaisons du soleil et de la lune ont aussi de l'influence sur les marÃ©es. Les marÃ©es des syzygies sont d'autant plus fortes, et celles des quadratures d'autant plus faibles, que la lune et le soleil sont plus voisins de l'Ã©quateur. A Brest, la hauteur de la marÃ©e totale, aux Ã©quinoxes, est plus forte qu'aux solstices, de 0m,75 environ; la marÃ©e totale des quadratures est plus petite de la mÃªme quantitÃ© dans les mÃªmes circonstances.

=381.= Ã TABLISSEMENT DU PORT. Aux Ã©quinoxes, quand la lune, nouvelle ou pleine, se trouve Ã sa moyenne distance de la terre, la pleine mer n'arrive pas prÃ©cisÃ©ment au moment du passage de l'astre au mÃ©ridien; elle suit le moment du midi vrai ou de minuit d'un intervalle de temps qui varie d'un port Ã un autre, mais qui est constant pour le mÃªme port. Le retard de la pleine mer des syzygies sur le midi vrai ou le minuit, Ã l'Ã©poque des Ã©quinoxes, en un lieu donnÃ©, est ce qu'on nomme l'_Ã©tablissement du port_. L'Ã©tablissement du port sert Ã dÃ©terminer les heures des marÃ©es relativement aux phases de la lune.

Nous indiquons dans le tableau suivant la valeur de l'_Ã©tablissement_ pour un certain nombre de ports de l'OcÃ©an et de la Manche. Nous y joignons l'indication de

la hauteur moyenne des marÃ©es des syzygies pour chaque port, afin qu'on voie comment cette hauteur varie avec la disposition des lieux et la configuration des cÃ´tes.

NOMS DES PORTS. Ã TABLISSEMENT HAUTEUR du port. moyenne de la marÃ©e aux syzygies.

Bayonne (embouchure de l'Adour) 3h 30m 2m,80

Royan (embouchure de la Gironde) 4 1 4,70

Saint-Nazaire (embouchure de la Loire) 3 45 5,36

Lorient 3 30 4,48

Brest 3 45 6,25

Saint-Malo 6 0 11,36

Granville 6 30 12,10

Cherbourg 7 45 1,64

Le Havre (embouchure de la Seine) 9 15 1,14

Dieppe 10 30 1,80

Boulogne 10 40 7,92

Calais 11 45 6,24

Dunkerque 11 45 5,36

=382.= RETARD JOURNALIER DES MARÃ ES. Nous avons dit que la double pÃ©riode du phÃ©nomÃ¨ne des marÃ©es, correspondant Ã une rÃ©volution diurne de la lune, est de 24h 50m 28s (temps solaire moyen). Il rÃ©sulte de lÃ que l'heure de la pleine mer doit retarder chaque jour de 50m 28s. Ce n'est lÃ qu'une moyenne; ce _retard journalier_ de la pleine mer varie avec les phases de la lune; il est de 39m seulement aux syzygies, et de 75m vers les quadratures.

INFLUENCE DE L'Ã TENDUE DE LA MER. Les marÃ©es ne sont sensibles et considÃ©rables que dans les vastes mers, comme les deux ocÃ©ans et les golfes qu'ils forment. Mais dans les petites mers, intÃ©rieures ou Ã peu prÃ¨s intÃ©rieures, comme la mer Noire et la mer Caspienne, il n'y a pas de marÃ©es. Dans la MÃ©diterranÃ©e elle-mÃªme, les marÃ©es sont fort peu sensibles.

=383.= CAUSES DES MARÃ ES. Ce sont les actions combinÃ©es de la lune et du soleil sur les eaux de la mer qui produisent le phÃ©nomÃ¨ne des marÃ©es. L'action de la lune est _prÃ©pondÃ©rante_; c'est ce qui fait qu'il y a une liaison intime entre les circonstances du phÃ©nomÃ¨ne des marÃ©es et celles du mouvement de la lune au-

tour de la terre. Nous allons entrer dans quelques dÃ©veloppements sur ces causes des marÃ©es.

=384.= CAUSES DU PHÃ NOMÃ NE DES MARÃ ES. Pour nous rendre compte de ces causes, nous pouvons sans inconvÃ©nient considÃ©rer la terre comme un noyau solide sphÃ©rique entiÃ¨rement recouvert par les eaux de la mer. Celles-ci obÃ©issant Ã la seule attraction du noyau solide, c'est-Ã -dire Ã la pesanteur terrestre, doivent se disposer autour de ce noyau de maniÃ¨re que leur surface soit exactement sphÃ©rique.

[Illustration: 290, Fig. 133]

Tenons compte maintenant de l'attraction de la lune. Soient T et L les centres de la terre et de la lune. La figure reprÃ©sente une section du noyau solide et de son enveloppe liquide par un plan menÃ© par la droite TL. En vertu du principe de la gravitation universelle (nÂº 323), la lune attire toutes les molÃ©cules du noyau solide comme si la masse Ã©tait ramassÃ©e au centre, c'est-Ã -dire avec une intensitÃ© _fm_/_d_Â² (_f_ est l'attraction de l'unitÃ© de massÃ© Ã l'unitÃ© de distance, _m_ la masse de la molÃ©cule, et la distance TL). La molÃ©cule solide _a_ se meut comme si elle Ã©tait attirÃ©e par cette force _fm_/_d_Â². La molÃ©cule liquide A, qui est _libre_, est attirÃ©e par cette force _fm_/(_d_-_r_)Â², qui correspond Ã sa distance LA = _d â€ r_ du centre de la lune. Cette force _fm / (d-r)Â²_ plus grande que _fm / dÂ²_ peut Ãªtre considÃ©rÃ©e comme la somme de deux forces _fm / dÂ²_, _fm / (d-r)Â²-fm / dÂ²_ agissant toutes deux dans le sens AL. La force _fm / dÂ²_ agissant Ã la fois sur la molÃ©cule solide _a_ et sur la molÃ©cule liquide A les fait se mouvoir avec la mÃªme vitesse, et s'il n'y avait que cette force, les molÃ©cules _a_ et A se mouvant avec la mÃªme vitesse conserveraient leurs positions relatives. L'eau A ne s'Ã©carterait pas du fond _a_. Mais il faut tenir compte de l'autre force _fm / (d-r)Â²-fm / dÂ²_ qui, n'agissant que sur A, tend Ã l'Ã©carter du noyau solide dans le sens AL. Mais cette molÃ©cule A est en mÃªme temps sollicitÃ©e dans le sens contraire AT par la pesanteur qui est plus grande que la force _fm / (d-r)Â²-fm / dÂ²_. Celle-ci a donc pour effet de diminuer la pesanteur de sa propre valeur.

Si nous considÃ©rons de mÃªme toutes les molÃ©cules liquides de l'arc AC et de l'arc AC', nous arriverons pour chacun Ã la mÃªme conclusion. L'effet de l'attraction lunaire se rÃ©duit Ã une diminution de l'effet de la pesanteur terrestre sur lÃ molÃ©cule. Mais cette diminution de la pesanteur est de plus en plus petite Ã mesure qu'on s'avance de A vers C ou de A vers C'; car ces molÃ©cules sont de plus en plus Ã©loignÃ©es de la lune, dont l'action est moindre, et l'attraction de la lune au lieu d'Ãªtre directement opposÃ©e Ã la pesanteur, fait avec la direction de celle-ci des angles de plus en plus grands. En rÃ©sumÃ©, l'effet de l'attraction lunaire sur les molÃ©cules du demi-cercle liquide, est de diminuer inÃ©galement les effets de la pe-

santeur. Celle-ci agit sur ces molÃ©cules avec une intensitÃ© qui va en diminuant de A vers C et de A vers C'.

La mÃªme chose se passe sur la demi-circonfÃ©rence CBC'. La molÃ©cule _b_ du noyau solide tend Ã se mouvoir vers la lune comme si elle Ã©tait sollicitÃ©e par une force Ã©gale Ã _fm / dÂ²_. La molÃ©cule liquide B est sollicitÃ©e dans le mÃªme sens par une attraction Ã©gale Ã

_fm_/(_d_ + _r_)Â²

plus petite que

_fm_/_d_Â².

Mais cette attraction peut Ãªtre considÃ©rÃ©e comme la diffÃ©rence de deux forces, l'une Ã©gale Ã

_fm_/_d_Â²

agissant dans le sens BL, l'autre Ã©gale Ã

_fm_/_d_Â² - _fm_/(_d_ + _r_)Â²

qui agit en sens contraire. La force

_fm_/_d_Â²

qui agit Ã la fois sur les molÃ©cules _b_ et B dans ce mÃªme sens leur imprime des vitesses Ã©gales et ne peut changer la distance qui les sÃ©pare. Cette distance ne peut donc Ãªtre altÃ©rÃ©e que par la seconde force

_fm_/_d_Â² - _fm_/(_d_ + _r_)Â²,

qui agit dans le sens de TB prolongÃ©e, c'est-Ã -dire en sens contraire de la pesanteur. Cette force tend donc Ã diminuer l'action de la pesanteur sur la molÃ©cule liquide B. Si on considÃ¨re de mÃªme successivement les molÃ©cules du quadrant BC et celles du quadrant BC', on arrive Ã la mÃªme conclusion. L'attraction de la lune sur ces molÃ©cules a pour effet de diminuer l'effet de la pesanteur; mais elle diminue la pesanteur de quantitÃ©s de plus en plus petites Ã mesure que l'on s'avance de B vers C ou de B vers C', par les raisons indiquÃ©es Ã propos des quadrants liquides AC et AC'.

En dÃ©finitive l'anneau liquide ACBC' est composÃ© de molÃ©cules sollicitÃ©es par la pesanteur (force centrale) diminuÃ©e par des forces contraires (forces centrifuges), qui vont en diminuant de A vers C et vers C', de B vers C et vers C'. Cet anneau liquide peut Ãªtre comparÃ© Ã un anneau d'acier qu'on fait tourner autour d'un axe pour dÃ©montrer par expÃ©rience les effets de la force centrifuge. Les molÃ©cules de cet anneau sont aussi sollicitÃ©es par des forces centrifuges inÃ©gales qui diminuent

de l'Ã©quateur vers chaque pÃ´le (extrÃ©mitÃ© de l'axe). Les deux anneaux sont exactement dans les mÃªmes conditions. Or l'anneau d'acier s'allonge vers les points oÃ¹ la force centrifuge est la plus grande, et s'aplatit vers les points oÃ¹ cette force est nulle. L'anneau liquide doit donc s'allonger vers A et vers B et s'aplatir vers C et vers C'. Mais en A et en B l'anneau s'allonge, l'eau s'Ã©loigne du noyau solide, c'est-Ã -dire du fond; elle monte, il y a _marÃ©e haute_. En C et en C' oÃ¹ l'anneau s'aplatit, la surface de l'eau se rapproche du noyau solide, c'est-Ã -dire du fond, la mer baisse; elle descend, il y a _basse mer_.

Si la lune restait en place, l'effet serait permanent; la mer serait toujours haute en A et en B, basse en C et C', moyenne au point intermÃ©diaire. Mais la lune fait le tour de la terre en C et en C' dans 24h-1/2. De lÃ les variations de niveau. La marÃ©e se dÃ©place progressivement; le flot suit la marche de la lune.

=385.= VALEUR DE LA FORCE QUI SOULÃ VE LA MER. Nous avons vu que la force qui fait monter la mer en A est

_fm_/(_d_ - _r_)Â² - _fm_/_d_Â².

Or _fm_/(_d_ - _r_)Â² - _fm_/_d_Â² = _fm_[_d_Â² - (_d_ - _r_)Â²]/_d_Â²(_d_ - _r_)Â² = _fm_(2_dr_ - _r_Â²)/_d_Â²(_d_ - _r_)Â²

on sait qu'en moyenne _d_ = 60_r_ ou _r_ = 1/60 _d_; on peut donc, sans trop grande erreur, nÃ©gliger rÂ² vis-Ã -vis de 2_dr_ au numÃ©rateur, et _r_ vis-Ã -vis de _d_ au dÃ©nominateur (d'autant plus que les effets de cette modification se compensent en partie); en agissant ainsi on trouve, par approximation, que la force en question a pour expression

2_fmdr_/_d_â·´ = 2_fmr_/_d_Â³.

De mÃªme en B, nous avons la force

_fm_/_d_Â² - _fm_/(_d_ + _r_)Â² = _fm_[(_d_ + _r_)Â² - _d_Â²]/_d_Â²(_d_ + _r_)Â² = _fm_(2_dr_ + _r_Â²)/_d_Â²(_d_ + _r_)Â²

qui, d'aprÃ¨s les mÃªmes considÃ©rations, peut Ãªtre exprimÃ©e trÃ¨s-approximativement par le mÃªme nombre

2_fmr_/_d_Â³.

La force qui soulÃ¨ve la mer en A et en B est proportionnelle Ã la masse m _de la lune; et varie en raison inverse du cube de la distance de cet astre Ã la terre_.

=386.= EFFETS DE LA ROTATION DE LA TERRE SUR ELLE-MÃ ME ET DU MOUVEMENT DE TRANSLATION DE LA LUNE AUTOUR DE LA TERRE.

Nous avons supposÃ© la terre et la lune immobiles dans une de leurs positions relatives. Si cette hypothÃ¨se Ã©tait vraie, la surface des eaux prendrait d'une maniÃ¨re permanente la forme elliptique que nous venons d'indiquer, et se maintiendrait en Ã©quilibre dans cette position. Mais, comme on le sait, la terre tourne sur elle-mÃªme en 24 heures dans le sens de la flÃ¨che (latÃ©rale), et la lune tourne dans le mÃªme sens autour de la terre en 27 jours 1/2. De lÃ un certain mouvement _rÃ©sultant_ de la lune par rapport Ã la terre; tout se passe exactement comme si la lune partant de la position L (_fig._ 133) tournait d'occident en orient (dans le sens de la flÃ¨che) autour du centre T de la terre, faisant une rÃ©volution en 24h 50m 28s. Nous pouvons, pour plus de simplicitÃ©, supposer que la dÃ©clinaison de la lune Ã©tant nulle, celle-ci tourne autour de la terre, sur le plan de l'Ã©quateur, qui serait par exemple le plan de la figure 133. En considÃ©rant cet astre dans chacune de ces positions successives, on voit que le grand axe de l'ellipse liquide doit toujours Ãªtre dirigÃ© suivant LT; ce grand axe et par suite l'ellipse elle-mÃªme tourneront donc avec la lune. Par suite, quand cet astre, au bout de 6h 12m 37s, ayant tournÃ© de 90Â°, se trouvera au mÃ©ridien de C sur la direction TG prolongÃ©e, ce sera en C et en D que l'ellipse sera allongÃ©e, tandis qu'elle sera aplatie en A et en B. Il y aura marÃ©e haute en C et en D, et marÃ©e basse en A et en B. Comme tout cela est arrivÃ© progressivement, la mer a montÃ© pendant ces 6h 12m 37s en C et en D, tandis qu'elle descendait en A et en B.

De plus, dans cet intervalle, la pleine mer a eu lieu successivement pour tous les lieux situÃ©s entre A et C, ou entre B et D, quand la lune a passÃ© au mÃ©ridien supÃ©rieur des uns et au mÃ©ridien infÃ©rieur des autres. AprÃ¨s un nouvel intervalle de 6h 12m 37s la lune arrive au mÃ©ridien supÃ©rieur de B qui est le mÃ©ridien infÃ©rieur de A; il y a de nouveau haute mer en B et en A, et basse mer en C et en D: la mer a montÃ© aux premiers lieux et baissÃ© dans les derniers; la pleine mer a eu lieu dans l'intervalle successivement pour les lieux situÃ©s entre C et B et entre D et A. Dans les 6h 12m 37s suivantes, la lune se rend du mÃ©ridien de B au mÃ©ridien de D; on voit ce qui arrive; puis de mÃªme quand la lune va du mÃ©ridien de D au mÃ©ridien de A. Ceci explique comment l'intervalle de deux hautes mers consÃ©cutives, en chaque lieu de la terre, est prÃ©cisÃ©ment de 12h 25m 14s; en mÃªme temps se trouve expliquÃ©e l'ascension progressive des eaux de la mer, de la basse mer Ã la haute mer.

=387.= ACTION DU SOLEIL SUR LES EAUX DE LA MER. Nous avons supposÃ© que la lune agissait seule de l'extÃ©rieur sur les eaux de la mer; mais Ã©videmment le soleil, qui se trouve vis-Ã -vis de la terre dans des conditions analogues Ã celles que nous venons de considÃ©rer quant Ã la lune, doit attirer les eaux de la mer et produire sur leur masse un effet tout Ã fait analogue Ã celui que produit la lune. Nos explications des nÂº 384 et 385 s'appliquent de point en point au soleil; il suffit de remplacer la masse _m_ de la lune et la distance _d_ = TL par la masse M du soleil et la distance D = ST de ce dernier astre Ã la terre. Le soleil, se trouvant au mÃ©ridien d'un lieu A,

tendra Ã y soulever la mer avec une force que l'on peut Ã©valuer trÃ¨s-approximativement Ã 2_fmr_/DÂ³. En considÃ©rant spÃ©cialement le soleil vis-Ã -vis de la terre, nous trouvons donc qu'il doit y avoir une marÃ©e solaire de mÃªme qu'il y a une marÃ©e lunaire. Il faut de mÃªme avoir Ã©gard au changement des positions du soleil par rapport Ã la terre.

=388.= Si on compare la force avec laquelle la lune, se trouvant au mÃ©ridien d'un lieu, y soulÃ¨ve les eaux, Ã la force analogue pour le soleil, on trouve le rapport:

(2_fmr_/_d_Â³) / (2_f_M_r_/DÂ³) = (_m_/_d_Â³)/ (M/DÂ³) = (_m_/M) Â· (DÂ³/_d_Â³).

Or la masse de la terre Ã©tant prise pour unitÃ©, on a vu que la masse

M = 355000 (nÂº 201) et _m_ = 1/81 (nÂº 265); d'ailleurs D = 400 _d_,

d'oÃ¹ D/_d_ = 400. Donc le rapport ci-dessus des forces que nous comparons est approximativement Ã©gal Ã

(1/355000 Â· 81) Â· 400Â³; environ 2,05.

Ainsi la marÃ©e lunaire est environ le double de la marÃ©e solaire.

=389.= ACTIONS COMBINÃ ES DES DEUX ASTRES; EFFETS RÃ SULTANTS.--On explique en mÃ©canique comment le mouvement total d'un systÃ¨me soumis Ã deux forces est la rÃ©sultante des mouvements partiels que ces forces considÃ©rÃ©es l'une aprÃ¨s l'autre lui impriment respectivement; donc les deux flux partiels, produits par la lune et le soleil, se combinent sans se troubler, et c'est de cette combinaison que rÃ©sulte le flux rÃ©el qu'on observe dans les ports.

Mais comme les pÃ©riodes des deux phÃ©nomÃ¨nes ne sont pas les mÃªmes, l'instant de la marÃ©e solaire n'est pas toujours le mÃªme que celui de la marÃ©e lunaire. Si, Ã une certaine Ã©poque, les deux astres passant ensemble au mÃ©ridien, les deux marÃ©es coÃ¯ncident, la marÃ©e lunaire suivante retardera sur la marÃ©e solaire de l'excÃ¨s du demi-jour lunaire sur le demi-jour solaire, c'est-Ã -dire de 25m 14s. Les retards iront en s'accumulant, au bout de 7j 1/4 environ, ils seront de 6h 1/4 Ã peu prÃ¨s, et la pleine mer lunaire coÃ¯ncidera avec la basse mer solaire, et _vice versa_; ce sont ces diffÃ©rences qui produisent les variations des hauteurs de marÃ©es, suivant les phases de la lune. Ainsi, quand Ã la conjonction le soleil et la lune passent ensemble au mÃ©ridien du lieu A (_fig_. 133), leurs actions s'ajoutent puisqu'elles ont lieu dans le mÃªme sens; c'est ce qui produit les grandes marÃ©es des syzygies[147].

[Note 147: On peut encore; si on veut, supposer que les dÃ©clinaisons du soleil et de la lune Ã©tant nulles en mÃªme temps, ces astres tournent tous deux autour de la terre sur le plan de l'Ã©quateur cÃ©leste.]

Lorsque, au contraire, Ã une quadrature, les deux astres passent au mÃ©ridien du lieu A, Ã 6 heures de distance, l'un d'eux y passant tend Ã y dÃ©terminer une Ã©lÃ©vation de la mer, tandis que l'autre qui est, en ce moment, Ã 90Â° de distance en avant ou en arriÃ¨re, tend Ã produire une dÃ©pression au mÃªme lieu; les deux actions se contrarient le plus possible l'une l'autre; la rÃ©sultante est la marÃ©e des quadratures, qui est par consÃ©quent la plus faible de toutes.

Entre une quadrature et une syzygie, la hauteur de la marÃ©e doit varier progressivement du minimum qui correspond Ã la premiÃ¨re au minimum qui correspond Ã l'autre; le contraire a lieu d'une syzygie Ã une quadrature.

Comme d'ailleurs c'est l'attraction lunaire qui est la plus grande (nÂº 388), c'est elle qui rÃ¨gle principalement la marÃ©e rÃ©sultante, la marÃ©e effective. C'est ce qui fait que dans un temps donnÃ© on observe autant de marÃ©es qu'il y a de passages de la lune, tant au mÃ©ridien supÃ©rieur du lieu qu'Ã son mÃ©ridien infÃ©rieur.

=390=. RETARD DES MARÃ ES Si, comme nous l'avons supposÃ©, la mer recouvrait partout la terre Ã une Ã©gale profondeur, si elle n'Ã©prouvait aucun obstacle dans ses mouvements, chaque marÃ©e partielle aurait lieu au moment oÃ¹ l'astre qui la produit a sa plus grande action, c'est-Ã -dire quand il passe au mÃ©ridien du lieu considÃ©rÃ©; la marÃ©e rÃ©sultante (la marÃ©e effective) aurait lieu prÃ©cisÃ©ment au moment indiquÃ© par la thÃ©orie de la combinaison des deux actions. Par exemple, aux syzygies, la haute mer aurait lieu au moment mÃªme oÃ¹ le soleil et la lune parviennent ensemble au mÃ©ridien. Mais comme la mer n'enveloppe pas la terre de toutes parts, que sa profondeur est loin d'Ãªtre partout la mÃªme, qu'elle est gÃªnÃ©e dans ses mouvements, les choses ne se passent pas ainsi. L'action de la lune ou du soleil s'exerce principalement avec une action prÃ©pondÃ©rante au milieu de l'OcÃ©an, lÃ oÃ¹ les eaux sont Ã peu prÃ¨s dans les conditions que nous avons supposÃ©es dans notre explication. Le mouvement que cette action dÃ©termine, les ondes qui se produisent en consÃ©quence Ã la surface des eaux, se propagent de proche en proche, et le mouvement finit par se faire sentir sur les cÃ´tes; mais il faut pour cela un temps assez long; l'expÃ©rience et la thÃ©orie montrent qu'il ne faut pas moins de 36 heures. Ainsi, par exemple, la haute mer d'une syzygie n'a lieu sur les cÃ´tes qu'environ un jour et demi aprÃ¨s le moment oÃ¹ les actions associÃ©es des deux astres ont commencÃ© Ã imprimer aux eaux de l'OcÃ©an le mouvement ondulatoire qui se manifeste Ã nous par cette marÃ©e, c'est-Ã -dire _un jour et demi_ aprÃ¨s le moment mÃªme de la conjonction. La mÃªme chose a lieu pour toutes les marÃ©es.

=391=. Ã TABLISSEMENT DU PORT. Ce que nous venons de dire s'applique Ã toute l'Ã©tendue des cÃ´tes de l'OcÃ©an. S'il n'y avait pas d'autre cause de retard, l'heure de la marÃ©e serait la mÃªme pour tous les ports de France situÃ©s sur cette mer. Mais il y a encore le retard connu sous le nom d'Ã©tablissement du port, dont

nous avons parlÃ© nÂº 381. Ce retard, constant pour chaque port, mais diffÃ©rent en gÃ©nÃ©ral d'un port Ã l'autre, dÃ©pend de la configuration des cÃ´tes et de la situation du port relativement aux cÃ´tes de l'OcÃ©an sur lesquelles le flot arrive d'abord.

Lorsque la mer devient haute Ã l'ouest de la France, dans les environs de Brest, le flot de la pleine mer s'avance peu Ã peu dans la Manche; cette petite mer se trouvant brusquement resserrÃ©e par la presqu'Ã®le de Cotentin, le flot monte contre la barriÃ¨re qui s'oppose Ã sa marche, et il en rÃ©sulte des marÃ©es extrÃªmement grandes sur les cÃ´tes de la baie de Cancale, et notamment Ã Granville. De lÃ le flot continue Ã s'avancer, et la pleine mer a lieu successivement Ã Cherbourg, au Havre, Ã Dieppe, Ã Calais, etc.

L'Ã©tablissement du port est d'autant plus grand pour l'un de ces ports que celui-ci est plus Ã©loignÃ© du point de dÃ©part du flot dont nous dÃ©crivons la marche progressive. Cette progression est sensible sur le tableau de la page 284.

Ce que nous venons de dire de la Manche, considÃ©rÃ© comme un golfe oÃ¹ les eaux de l'OcÃ©an pÃ©nÃ¨trent assez largement, s'applique aux ports qui sont au fond d'une baie ou d'une rade, ou bien Ã une certaine distance de l'embouchure d'une riviÃ¨re, dont le lit est plus ou moins resserrÃ©. Le flot, arrivÃ© Ã l'entrÃ©e de la baie ou Ã l'embouchure de la riviÃ¨re, met un certain temps Ã arriver successivement Ã une distance plus ou moins grande. De lÃ , par exemple, la diffÃ©rence des heures de la haute mer Ã Saint-Nazaire, PaimbÅ uf et Nantes, sur la Loire; Ã Royan et Bordeaux, sur la Gironde.

=392=. Pour terminer, nous observerons que les diffÃ©rences entre les hauteurs moyennes de la marÃ©e dans les diffÃ©rents ports sont dues Ã la configuration des cÃ´tes, aux obstacles qu'Ã©prouvent les ondes pour se dÃ©velopper librement. (V., par exemple, ce qui arrive pour les marÃ©es de la baie de Cancale.)

=393=. Nous avons encore dit qu'il n'y a pas de marÃ©e dans la mer Noire ni dans la mer Caspienne; que celles qui ont lieu dans la MÃ©diterranÃ©e sont Ã peine sensibles. Cela tient Ã ce que ces mers sont pour ainsi dire isolÃ©es et trop petites. Nous avons vu que le phÃ©nomÃ¨ne des marÃ©es est un effet de la diffÃ©rence des attractions exercÃ©es par la lune et le soleil sur les diverses parties de la surface des eaux; cette diffÃ©rence des attractions rÃ©sulte elle-mÃªme de la diffÃ©rence des distances Ã la lune des points de la surface liquide. Pour que l'effet en question, c'est-Ã -dire la marÃ©e, soit sensible sur une mer isolÃ©e, il faut Ã©videmment que la diffÃ©rence des distances relatives aux divers points de cette mer soit assez considÃ©rable, c'est-Ã -dire que cette mer soit grande.

NOTE.

DÃ©termination DE LA PARALLAXE DU SOLEIL _par l'observation d'un passage de VÃ©nus sur cet astre._

=394=. Les passages de VÃ©nus sur le soleil offrent le moyen le plus exact que nous connaissions de mesurer la parallaxe du soleil, par suite la distance de cet astre Ã la terre (nÂº 200), et enfin les dimensions de notre systÃ¨me planÃ©taire. Les passages de 1761 et de 1769, surtout le dernier, ont Ã©tÃ© observÃ©s avec soin par des astronomes de diverses nations. Ce sont ces observations qui ont fourni la valeur moyenne, 8",57, que nous avons indiquÃ©e, nÂº 199, pour la parallaxe horizontale du soleil. Nous allons donner un aperÃ§u de la marche qui a Ã©tÃ© suivie, et dont la premiÃ¨re idÃ©e est due Ã Halley.

Au moment d'un passage, VÃ©nus se trouve deux fois et demie plus rapprochÃ©e de la terre que du soleil,

VS = 21/2VT, ou VS/VT = 2 1/2. (_fig_. 128)

Il en rÃ©sulte, comme le montre la figure, que deux observateurs, placÃ©s en deux endroits de la terre, A et B, suffisamment Ã©loignÃ©s l'un de l'autre, voient

[Illustration: page 299, fig. 128]

VÃ©nus, V, dÃ©crire deux cordes, sensiblement diffÃ©rentes du disque solaire (MN, PQ); Ã un mÃªme instant, par exemple, ces observateurs voient respectivement la planÃ¨te se projeter en deux points diffÃ©rents, V, V". Supposons, pour fixer les idÃ©es, que les lieux d'observation, A et B, soient situÃ©s aux extrÃ©mitÃ©s d'un diamÃ¨tre de la terre, et faisons abstraction du mouvement de rotation de celle-ci. Chaque observateur peut mesurer la corde qu'il voit dÃ©crire Ã l'ombre de la planÃ¨te sur le disque solaire (le mouvement angulaire de la planÃ¨te Ã©tant parfaitement connu, le temps du passage fait connaÃ®tre l'espace parcouru sur le disque). Les deux cordes Ã©tant connues, on trouve aisÃ©ment leur distance V'V". Connaissant cette distance V'V", on dÃ©termine l'angle sous lequel elle serait vue de la terre[148]. On a trouvÃ© 43" Ã peu prÃ¨s pour la valeur de cet angle. (La distance V'V", est trÃ¨s-exagÃ©rÃ©e dans notre figure; en rÃ©alitÃ© elle est vue de la terre sous un angle de 43" environ, tandis que le diamÃ¨tre du disque est vu sous un angle de 32'.)

[Note 148: On sait le temps qu'il faut Ã VÃ©nus, Ã l'Ã©poque de la conjonction infÃ©rieure, pour faire vis-Ã -vis de la terre un chemin angulaire Ã©gal au demi-diamÃ¨tre apparent du soleil: En comparant Ã ce temps la durÃ©e du passage de VÃ©nus pour chaque observateur, on a le rapport qui existe entre la corde qu'il voit dÃ©crire Ã l'ombre et le diamÃ¨tre du disque solaire. Imaginons qu'on construise un cercle reprÃ©sentant ce disque; on pourra y reprÃ©senter proportionnellement les deux cordes MN, PQ, Ã l'aide de leurs rapports au diamÃ¨tre. La distance de ces deux cordes sur la figure Ã©tant comparÃ©e au diamÃ¨tre du cercle, on aurait le rapport de

la distance angulaire des points V, V", vus de la terre, au diamÃ¨tre apparent du soleil; d'oÃ¹ on dÃ©duit cette distance angulaire (43"). Comme cette distance vaut prÃ©cisÃ©ment 5 fois la parallaxe du soleil (V. le texte), on connaÃ®trait cette parallaxe. En faisant des calculs correspondant Ã ces constructions, les astronomes sont arrivÃ©s Ã un rÃ©sultat plus prÃ©cis.]

Cela posÃ©, observons que les triangles semblables VV'V", AVB donnent:

V'V"/AB ou V'V"/2r = VV'/AV = VS/VT.

Or, nous savons que VS/VT = 2 1/2 = 5/2,

donc V'V"/2r = 5/2 ou V'V"/r = 5.

On conclut de lÃ que l'angle de 43" sous lequel la droite V'V" est vue d'une distance Ã©gale Ã celle qui sÃ©pare la terre du soleil est Ã©gal Ã 5 fois l'angle sous lequel le rayon _r_ de la terre serait vu de la mÃªme distance. Mais ce dernier angle n'est autre chose que la parallaxe du soleil; donc la parallaxe du soleil est Ã©gale au 5e de la valeur connue 43"; P = 43"/5, Ã peu prÃ¨s.

APPENDICE.

EXPLICATION DES ALTERNATIVES DE JOUR ET DE NUIT, DES INÃ GALITÃ S DES JOURS ET DES NUITS, ETC., DANS L'HYPOTHÃ SE DU MOUVEMENT RÃ EL DE LA TERRE.

=395=. La rÃ©alitÃ© du double mouvement de la terre devient encore plus Ã©vidente quand on explique dans cette hypothÃ¨se tous les faits, tous les phÃ©nomÃ¨nes dont nous nous sommes occupÃ© dans ce chapitre; les autres raisons que nous avons de croire Ã ce mouvement ont alors toute leur valeur (nÂº 223). Nous ne pouvons entreprendre ici cette explication dÃ©taillÃ©e; cela nous mÃ¨nerait trop loin; nous expliquerons seulement les phÃ©nomÃ¨nes qui nous ont principalement occupÃ©.

Nous avons Ã©tabli que le mouvement diurne du soleil et son mouvement apparent de translation sur une orbite elliptique, peuvent fort bien n'Ãªtre que des apparences dues Ã la rotation de la terre et Ã son mouvement annuel de translation. Nous allons montrer que les alternatives du jour et de la nuit, leurs durÃ©es variables et inÃ©gales, aussi bien que les variations de la tempÃ©rature, s'expliquent parfaitement dans l'hypothÃ¨se d'un mouvement rÃ©el de la terre tel que nous venons de l'indiquer.

=396=. 1Âº ALTERNATIVES DE JOUR ET DE NUIT. _La rotation diurne de la terre autour d'un axe central PP', en face du soleil supposÃ© fixe, explique parfaitement les alternatives de jour et de nuit, telles qu'elles se produisent en chaque lieu de la terre._

Cette proposition est mise en Ã©vidence par l'expÃ©rience suivante. Prenons un globe opaque et une bougie allumÃ©e; maintenons la bougie en place, et faisons tour-

ner le globe autour d'un de ses diamÃ¨tres comme axe; un point quelconque _marquÃ©_ sur le globe est, en gÃ©nÃ©ral, Ã©clairÃ© durant une partie de la rÃ©volution, et reste dans l'obscuritÃ© durant l'autre partie. On peut rÃ©pÃ©ter cette expÃ©rience en donnant successivement Ã l'axe de rotation du globe, par rapport au point Ã©clairant S, l'une des trois positions qu'indiquent les figures 83, 84, 85 ci-aprÃ¨s.

On retrouve ainsi toutes les circonstances qui peuvent se prÃ©senter relativement Ã l'alternative du jour et de la nuit en un lieu de la terre.

Ceux qui tiennent Ã une plus grande prÃ©cision peuvent lire ce qui suit.

=397=. Pour justifier la proposition prÃ©cÃ©dente, il suffit de jeter les yeux sur l'une quelconque des figures 83, 84, 85 ci-aprÃ¨s, reprÃ©sentant chacune une des positions que la terre, dans son mouvement annuel, occupe successivement vis-Ã -vis du soleil S.

Dans la premiÃ¨re position (_fig_. 83), le soleil est dans le plan E'E de l'Ã©quateur terrestre, et la ligne TS qui joint le centre de la terre Ã celui du soleil est perpendiculaire Ã l'axe PP' de rotation de la terre. P est le pÃ´le borÃ©al de la terre; P' le pÃ´le austral.

Dans la deuxiÃ¨me position de la terre (_fig_. 84), le soleil S est manifestement au-dessus de l'Ã©quateur E'E, du cÃ´tÃ© du pÃ´le borÃ©al P; sa dÃ©clinaison Es est borÃ©ale; l'angle PTS de l'axe PP' et de la ligne TS, du cÃ´tÃ© du pÃ´le borÃ©al P, est aigu.

Dans la troisiÃ¨me position (_fig_. 85), le soleil est sous l'Ã©quateur EE', du cÃ´tÃ© du pÃ´le austral P'; la dÃ©clinaison Es est australe; l'angle PTS est obtus.

Ce sont Ã©videmment les seuls cas qui peuvent se prÃ©senter en gÃ©nÃ©ral. Quelle que soit la position de la terre en un jour donnÃ©, on peut concevoir un grand cercle, B'I'BI, perpendiculaire Ã la ligne TS, au point T, et que l'on regarde comme fixe ainsi que TS et PP' durant une rÃ©volution diurne de la terre, c'est-Ã -dire pendant le jour considÃ©rÃ©. Il est clair qu'il fera jour pour un lieu M de la terre quand ce lieu, par l'effet de la rotation diurne, viendra en avant de ce cercle fixe, B'I'BI, par rapport au soleil S, et qu'il fera nuit pour ce lieu quand il passera derriÃ¨re ce cercle B'I'BI. On appelle ce cercle B'I'BI _cercle d'illumination_. Or chaque lieu M de la terre dÃ©crit dans l'espace de vingt-quatre heures un cercle entier tel que ABA'B' perpendiculaire Ã l'axe PP': pendant que le lieu M dÃ©crit l'arc antÃ©rieur B'AB, dans le sens indiquÃ© par ces lettres, il est Ã©clairÃ© par le soleil, il y fait jour; pendant qu'il parcourt l'arc postÃ©rieur BA'B', il est dans l'obscuritÃ©, il y fait nuit. Le mouvement de rotation de la terre explique donc parfaitement les alternatives de jour et de nuit[149].

[Note 149: On peut remarquer, dans la seconde position de la terre, une zone borÃ©ale, IPN, dont chaque point est Ã©clairÃ© durant toute la rÃ©volution actuelle de la terre; chacun de ces lieux jouit pour cette position de la terre d'un jour de plus de vingt-quatre heures. Sur la zone terrestre I'P'N', au contraire, il y a pour cette position de la terre une nuit de plus de vingt-quatre heures. Remarque analogue pour la troisiÃ¨me position. Mais cette remarque doit Ãªtre reportÃ©e au paragraphe suivant.]

2Â° _Les variations pÃ©riodiques qu'Ã©prouvent les durÃ©es des jours et des nuits en un mÃªme lieu de la terre s'expliquent trÃ¨s-bien par le mouvement annuel de translation de la terre autour du soleil S, relativement fixe._

Pour fixer les idÃ©es, considÃ©rons un point M de l'hÃ©misphÃ¨re borÃ©al.

[Illustration: page 302, fig. 83]

En jetant les yeux sur les figures 83, 84, 85, on verra facilement que les variations dans la durÃ©e des jours et des nuit pour ce lieu quelconque M de la terre, sont dues aux variations de la hauteur du soleil, au-dessus ou au-dessous de l'Ã©quateur terrestre; autrement dit, aux variations de la dÃ©clinaison du soleil rÃ©sultant du mouvement de translation de la terre sur son orbite elliptique.

Dans chacun, le cercle PAEP'E'A', que l'on voit de face, est l'intersection de la terre, supposÃ©e sphÃ©rique, par le plan qui passe par le centre, S, du soleil et l'axe de rotation PP', considÃ©rÃ© dans l'une de ses positions successives; _s_ Ã©tant l'intersection de la ligne TS avec cette circonfÃ©rence, l'arc _s_E est la D du soleil, borÃ©ale dans la _fig_. 84, australe dans la _fig_. 85, et nulle dans la _fig_. 83.

1er _cas gÃ©nÃ©ral_. ConsidÃ©rons d'abord cette derniÃ¨re, le soleil Ã©tant dans le plan de l'Ã©quateur, le cercle d'illumination BII'B' coupe le plan SPP' suivant l'axe PP' lui-mÃªme; il rÃ©sulte de lÃ que chaque parallÃ¨le diurne, B'ABA', ayant son centre C sur le cercle d'illumination, est divisÃ© par celui-ci en deux parties Ã©gales B'AB, BA'B'. _A l'Ã©poque oÃ¹ le soleil est dans le plan de l'Ã©quateur quand la dÃ©clinaison est nulle, c'est-Ã -dire Ã chaque Ã©quinoxe_, la durÃ©e du jour Ã©gale celle de la nuit pour tous les lieux de la terre.

[Illustration: page 103, fig. 84]

2e _cas gÃ©nÃ©ral_ (_fig_. 84). Le soleil est au-dessus de l'Ã©quateur du cÃ´tÃ© du pÃ´le borÃ©al P; la dÃ©clinaison _s_E est borÃ©ale. La figure montre immÃ©diatement que, dans ce cas, pour tout lieu M de l'hÃ©misphÃ¨re borÃ©al, la durÃ©e du jour surpasse celle de la nuit, et que cet excÃ¨s du jour sur la nuit augmente ou diminue avec la ligne CK, par suite avec l'angle ITP = _s_TE = DÃ©clinaison. Ainsi, quand la dÃ©clinaison du soleil est borÃ©ale, le jour dure plus que la nuit pour tout

lieu de l'hÃ©misphÃ¨re borÃ©al, et d'autant plus que cette dÃ©clinaison borÃ©ale est plus grande.

Le contraire a Ã©videmment lieu Ã la mÃªme Ã©poque pour chaque lieu _m_ de l'hÃ©misphÃ¨re terrestre austral.

3e _cas gÃ©nÃ©ral_ (_fig_. 85). Le soleil est au-dessous de l'Ã©quateur DE'; sa dÃ©clinaison E_s_ est australe.

[Illustration: page 304, fig. 85]

La figure montre qu'alors le jour dure moins que la nuit pour chaque lieu M de l'hÃ©misphÃ¨re borÃ©al, et dure d'autant moins que CK est plus grand, ou bien que l'angle ITP, qui mesure la dÃ©clinaison australe E_s_ du soleil, est plus grand.

Ainsi, quand la dÃ©clinaison du soleil est australe, le jour dure moins que la nuit sur l'hÃ©misphÃ¨re borÃ©al, et d'autant moins que cette dÃ©clinaison australe est plus grande.

Or ces conclusions sont identiquement celles que nous avons dÃ©duites de la considÃ©ration du mouvement annuel apparent du soleil.

Il reste maintenant Ã montrer comment le mouvement de translation de la terre, dans son orbite elliptique dont le soleil occupe constamment un des foyers, fait varier la dÃ©clinaison du soleil.

Pour cela, il est bon de remarquer: 1Â° (_fig_. 84) que l'angle PTS de la ligne ST avec le segment TP de la ligne des pÃ´les, qui va au pÃ´le borÃ©al, est aigu quand la dÃ©clinaison, _s_E, du soleil est borÃ©ale; et rÃ©ciproquement; que, de plus, la dÃ©clinaison, _s_E, est alors le complÃ©ment de l'angle PTS; 2Â° (_fig_. 83) que si la dÃ©clinaison est nulle, PTS = 90Â°. et enfin (_fig_. 85) que la dÃ©clinaison E_s_, Ã©tant australe, l'angle PTS est obtus, et rÃ©ciproquement; la dÃ©clinaison, E_s_, Ã©tant alors Ã©gale Ã PTS--90Â°.

Ã tudier les variations de la D revient donc Ã Ã©tudier celles de l'angle PTS.

Soit T_(1)T_(2)T_(3)T_(4) (_fig_. 87) l'orbite de la terre dont le soleil S occupe un foyer; elle est tracÃ©e dans le plan de l'Ã©cliptique cÃ©leste, Soit SN l'axe de l'Ã©cliptique, et SO la direction fixe Ã laquelle l'axe PP' de la terre, mobile avec celle-ci, doit rester sensiblement parallÃ¨le durant tout le mouvement annuel de la terre (l'angle NSO = 23Â° 28')[150]; soient T_(2)T_(4) l'intersection du plan NSO avec celui de l'Ã©cliptique auquel il est perpendiculaire, et T_(1)T_(3) une perpendiculaire Ã T_(2)T_(4), menÃ©e sur l'Ã©cliptique; T_(1)T_(3) est perpendiculaire au plan NSO, et par suite aux deux lignes fixes SN et SO. Supposons que la terre, T, se meuve sur l'ellipse dans le sens T_(1)T_(2)T_(3)T_(4) Ã partir de T_(1). Dans la 1re position T_(1)

l'angle OST_(1) Ã©tant droit, son supplÃ©ment PT_(1)S l'est aussi; le soleil est dans un plan perpendiculaire Ã l'axe PP', c'est-Ã -dire dans le plan de l'Ã©quateur; alors D = 0, et le jour Ã©gale la nuit pour toute la terre; c'est l'Ã©poque d'un Ã©quinoxe, celui du printemps, comme nous allons le voir. En effet, la terre continuant Ã se mouvoir sur l'arc d'ellipse T_(1)T_(2), le rayon vecteur ST se meut sur le quadrant T_(1)TT_(2); or la gÃ©omÃ©trie montre qu'alors, partant de la valeur OST_(1) = 90Â° pour aller Ã la valeur OST_(2) = 90Â° + NSO = 90Â° + 23Â°28', l'angle OST, toujours obtus, augmente continuellement[151]; il en rÃ©sulte que son supplÃ©ment PTS, _toujours_ _aigu_, diminue continuellement de PT(1)S = 90 Ã PTS(2) = 90Â° â€ (23Â° 28') = 66Â° 32'. Il en rÃ©sulte que la dÃ©clinaison _s_E = 90Â° â€ PTS (_fig._ 84), constamment borÃ©ale, va en augmentant de 0 Ã 23Â° 28', maximum qu'elle atteint quand la terre arrive en T(2).

[Note 150: La direction de l'axe de rotation de la terre n'est pas constante; mais le changement de direction que nous avons indiquÃ© nÂº 231 est si lent, que nous pouvons, sans inconvÃ©nient sensible quand nous suivons la terre dans une de ses rÃ©volutions autour du soleil, considÃ©rer la direction de cet axe comme ne variant pas durant cette rÃ©volution.]

[Illustration: 305, Fig. 87]

[Note 151:

[Illustration 305, Fig. 86]

Soit SO (_fig._ 86) une ligne oblique au plan MN, ayant pour projection sur ce plan, ST(4); menons, dans le plan, T(1)T(3) perpendiculaire Ã T(2)T(4). Comme le plan projetant OST_(4) est perpendiculaire au plan MN, T(1)T(3) est perpendiculaire au plan OST(4) et par suite Ã SO; OST(1) est droit ainsi que OST(3). Nous voulons comparer entre eux les angles que fait SO avec les lignes qui passent par son pied dans le plan MN. Le plus petit de ces angles est par hypothÃ¨se OST(4); supposons-le Ã©gal Ã 90Â° â€ 23Â° 28' = 66Â° 32'. ConsidÃ©rons les diverses lignes ST qui s'Ã©loignent de ST(4) dans l'angle droit T(4)ST(1); du point O abaissons OD perpendiculaire Ã MN, et du point D une perpendiculaire DI Ã chacune de ces lignes ST. Si on mÃ¨ne OI, chaque ligne OI sera perpendiculaire Ã ST. Cela posÃ©, Ã mesure que la ligne ST s'Ã©loignera de ST(4) vers ST, dans l'angle T(4)TT(1), l'angle DSI du triangle rectangle DSI, Ã hypothÃ©nuse fixe SD, augmentant, son complÃ©ment SDI diminue; d'oÃ¹ il rÃ©sulte que le cÃ´tÃ© SI diminue continuellement de SD Ã O. En mÃªme temps dans chaque triangle OIS, Ã hypotÃ©nuse constante OS, rectangle en I, le cÃ´tÃ© SI diminuant, le cÃ´tÃ© OI augmente et avec lui l'angle aigu opposÃ© OSI ou OST; donc de la position ST_(4) Ã ST(1) (ou Ã ST(3), ce qui revient au mÃªme) ces angles OST augmentent de 66Â° 32' Ã 90Â°; et _vice versa_, de ST(1) Ã ST(4) ou de ST(3) Ã ST(4), ces angles OST diminuent de 90Â° Ã 66Â° 32'. Par suite, les angles OST pour les

lignes situÃ©es dans l'angle T(2)ST(3) ou T(1)ST(2) Ã©tant les supplÃ©ments de ceux que nous venons de considÃ©rer, on peut dire que de la position ST(1) Ã la position ST(2) les angles OST, toujours obtus, augmentent de 90Â° Ã 90Â° + 23Â° 28'; de la position ST(2) Ã la position ST(3), ces angles toujours obtus diminuent de 90Â° + 23Â° 28' Ã 90Â°.]

Durant le mouvement de la terre sur l'arc T(1)TT(2) le soleil doit donc nous paraÃ®tre s'Ã©lever de plus en plus au-dessus de l'Ã©quateur du cÃ´tÃ© du pÃ´le borÃ©al[152], jusqu'Ã ce que sa D, toujours borÃ©ale, atteigne un maximum de 23Â° 28'. La saison qui s'Ã©coule alors est donc le printemps; durant cette saison, le jour, constamment plus long que la nuit pour les habitants de l'hÃ©misphÃ¨re borÃ©al, doit augmenter continuellement avec la D du soleil jusqu'Ã un maximum qu'il atteint alors que la terre arrive en T(2). Cette derniÃ¨re position de la terre est donc celle qui correspond au solstice d'Ã©tÃ©. La terre continuant Ã se mouvoir sur l'arc T(2)T(3), le rayon vecteur se mouvant dans le quadrant T(2)ST(3), l'angle OST, toujours obtus, diminue depuis la valeur OST(2) = 90Â° + 23Â° 28' jusqu'Ã OST(3) = 90Â°; son supplÃ©ment PTS, toujours aigu, augmente depuis son minimum 90Â° â€ 23Â° 28' = 66Â° 32' jusqu'Ã 90Â°. La dÃ©clinaison _s_E (_fig._ 84) du soleil, toujours borÃ©ale, diminue depuis 23Â° 28' jusqu'Ã 0Â°, valeur qu'elle atteint quand la terre arrive on T(3), oÃ¹ l'angle PT(3)S = 90Â°.

[Note 152: C'est l'Ã©quateur terrestre ou contraire qui s'abaisse au-dessous du rayon vecteur TS.] Durant ce mouvement de la terre sur l'arc d'ellipse, T(2)TT(3), le soleil, toujours situÃ© au-dessus du plan de l'Ã©quateur terrestre, du cÃ´tÃ© du pÃ´le borÃ©al P, doit nous paraÃ®tre s'abaisser continuellement jusqu'Ã ce qu'il se retrouve de nouveau sur l'Ã©quateur alors que la terre arrive en T(3). Durant cette pÃ©riode du mouvement de la terre, les jours, pour les habitants de l'hÃ©misphÃ¨re borÃ©al, constamment plus longs que les nuits, diminuent avec la dÃ©clinaison du soleil, et l'excÃ¨s du jour sur la nuit s'annule alors que la terre arrive en T(3) (_fig._ 87). La saison qui vient de s'Ã©couler est donc celle que nous avons nommÃ©e l'_Ã©tÃ©_, et la terre arrivant en T(3), on est Ã l'Ã©quinoxe d'automne. La terre continuant son mouvement sur l'arc T(3)TT(4), l'angle OST passant de OST(3) = 90Â° Ã OST(4) = 90Â° â€ NSO = 90Â° â€ 23Â° 28' reste toujours aigu; son supplÃ©ment PTS, _toujours obtus_, varie dans cet intervalle de PT(3)S = 90Â° Ã PT(4)S = 90Â° + 23Â° 28'. Le soleil passe au-dessous de l'Ã©quateur; car sa dÃ©clinaison _s_E = PTL â€ 90Â° (V. la _fig._ 85) devient nÃ©gative ou australe et varie de 0Â° Ã â€ 23Â° 28', valeur qu'elle atteint quand la terre arrive en T(4).

Durant ce mouvement de la terre de T(3) en T(4), le soleil doit donc nous sembler s'abaisser au-dessous de l'Ã©quateur, _e'e_, du cÃ´tÃ© du pÃ´le austral, P'. Pour les habitants de l'hÃ©misphÃ¨re borÃ©al, le jour dure moins que la nuit, et sa durÃ©e

diminue Ã mesure que la dÃ©clinaison australe augmente pour atteindre son maximum, alors que la terre arrive en T(4) (_fig._ 87).

Cette derniÃ¨re Ã©poque du mouvement de la terre est donc le solstice d'hiver, et la saison qui vient de s'Ã©couler est l'automne.

Enfin la terre allant de T_(4) en T_(1), l'angle OST augmentant de 90Â° â€ 23Â° 28' Ã 90Â°, son supplÃ©ment PTS diminue de 90Â° + 23Â° 28' Ã 90Â°, et la dÃ©clinaison toujours australe varie de â€ 23Â° 28' Ã 0Â°.

Le soleil doit nous sembler se rapprocher de l'Ã©quateur terrestre, _e_'_e_, pour y arriver alors que la terre est revenue en T_(1). Le jour constamment moindre que la nuit, augmente nÃ©anmoins de son minimum Ã douze heures, valeur qu'il atteint quand la terre est revenue en T_(1) Ã l'Ã©poque d'un nouvel Ã©quinoxe du printemps. On vient de passer l'hiver.

Les variations pÃ©riodiques des durÃ©es du jour et de la nuit s'expliquent donc trÃ¨s-bien par le mouvement de la terre autour du soleil.

Nous n'avons pas besoin d'insister sur toutes les autres parties de la discussion que nous avons faite Ã propos de la durÃ©e du jour Ã la mÃªme Ã©poque pour des lieux diffÃ©rents de la terre.

Il suffit de jeter les yeux sur les _fig._ 84 et 85 pour voir que les mÃªmes consÃ©quences dÃ©duites du mouvement du soleil rÃ©sultent de celui de la terre. Plus la latitude borÃ©ale d'un lieu est Ã©levÃ©e, plus la ligne TC et la ligne CK sont grandes pour la mÃªme position de l'axe PP', c'est-Ã -dire Ã la mÃªme Ã©poque de l'annÃ©e[153]. Donc plus la latitude borÃ©ale d'un lieu, est Ã©levÃ©e, plus la durÃ©e du jour Ã une Ã©poque donnÃ©e de l'annÃ©e diffÃ¨re de celle de la nuit.

[Note 153: CK = TC. tang. ITP; ITP est fixe dans cette comparaison; TC varie avec la latitude.]

On remarque le jour de plus de vingt-quatre heures pour les lieux de la zone terrestre IPN (_fig._ 84), et la nuit de plus de vingt-quatre heures pour les lieux de la zone I'P'N'. Les limites de cette zone, Ã partir du pÃ´le, varient avec l'angle ITP jusqu'Ã 23Â° 28'.

[Illustration: 308, CARTE DES PRINCIPALES CONSTELLATIONS VISIBLES au dessus de l'Horizon DE PARIS]

6Â° _Les variations pÃ©riodiques de la tempÃ©rature gÃ©nÃ©rale qui ont lieu pour chaque lieu de la terre d'une saison Ã l'autre s'expliquent trÃ¨s-bien par le mouvement de la terre autour du soleil._

En effet, ces variations de la tempÃ©rature nous ont paru rÃ©sulter des variations de la dÃ©clinaison du soleil telles que nous les avons dÃ©duites du mouvement ap-

parent du soleil; mais, ainsi que nous venons de le constater, ces variations de la dÃ©clinaison s'expliquent aussi bien par le mouvement de la terre autour du soleil; il rÃ©sulte de lÃ que les variations de la tempÃ©rature s'expliquent aussi par le mouvement rÃ©el de la terre.

FIN.

Paris.--ImprimÃ© par E. THUNOT et Ce, rue Racine, 26.

End of Project Gutenberg's Leçons de cosmographie, by Adrien Guilmin

Sources et licence

Texte : https://www.gutenberg.org/ebooks/22917. Domaine public (texte redistribue sans la marque Project Gutenberg). Mise en forme : liregratuitement.com. Tout ce que nous ajoutons reste libre.