La sphère céleste, le repérage dans le ciel

L'astrométrie

Les distances dans l'univers

Cours donné à Abbadia

Septembre 2017

Jean-Eudes Arlot

Chapitre 1 : La sphère céleste, le repérage dans le ciel, la parallaxe horizontale et les distances, mesurer des angles sur la sphère céleste

Introduction : comment se repérer dans le ciel ?

Lorsque l'on regarde le ciel depuis le sol terrestre, nous voyons une voûte céleste constellée de points brillants (les étoiles) dont certains en mouvement (les planètes), mais nous n'avons pas la sensation de nous mouvoir nous-mêmes dans l'espace. L'idée d'une Terre fixe au centre de l'univers s'impose tout naturellement, mais, à la réflexion, les choses ne sont pas si simples que cela.

Tout d'abord nous devons constater que les étoiles et les planètes ne restent pas fixes sur la voûte céleste. Leurs mouvements proviennent soit du mouvement de la Terre autour de son axe (mouvement diurne), soit du mouvement de la Terre autour du Soleil (mouvement apparent annuel du Soleil et des planètes), soit du mouvement propre de ces astres (insignifiant pour les étoiles mais régulier et très détectable pour les planètes). L'astronomie de position (ou astrométrie) et la mécanique céleste vont nous aider à démêler tous ces mouvements qui se superposent.

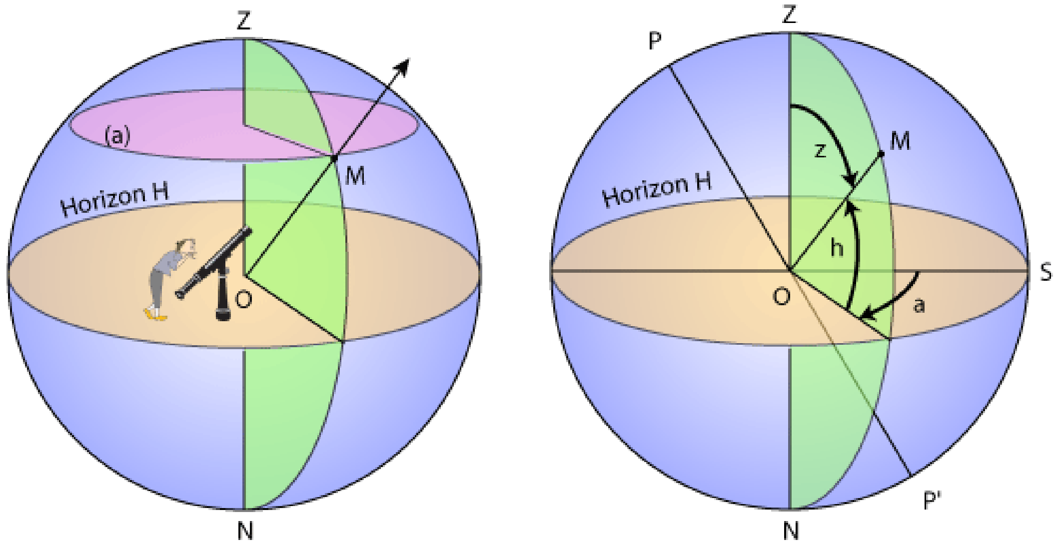
La sphère locale

Enfin, notre perception du ciel est celle d'une sphère : étoiles et planètes sont toutes -apparemment- à la même distance de nous. Notre perception du relief, grâce à nos deux yeux, s'arrête en effet, à quelques dizaines de mètres de nous : au-delà, nous ne percevons plus de relief, donc plus de distances mais seulement des angles.

Nous sommes donc, chacun d'entre nous, le centre d'une sphère sur laquelle nous voyons les corps célestes : on l'appelle la sphère céleste locale et on va mesurer des angles sur cette sphère, puis à partir de ces angles et d'un modèle d'univers, on va en déduire la distance de ces points brillants que nous observons.

Mais comment s'y retrouver ? D'autant plus que cette sphère semble tourner : au-dessus d'un lieu donné, on ne voit pas toujours les mêmes étoiles...

On va procéder comme pour la cartographie de la surface de la Terre : on va tracer des méridiens et des parallèles, choisir un méridien origine et un équateur. Pour cela il y a plusieurs façons d'aborder le problème.

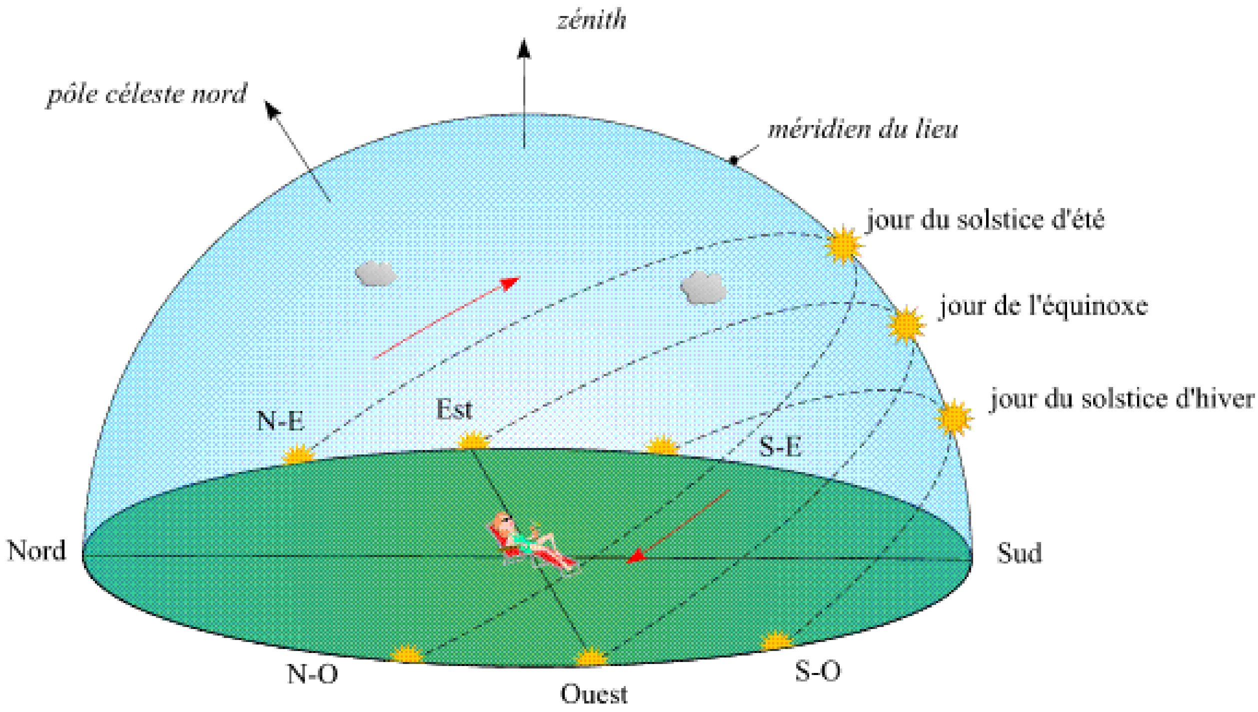


La sphère céleste locale est définie par le plan horizontal (H, l'horizon du lieu) et le zénith (Z)comme pôle de la sphère, l'observateur est en O. Ce repère est appelé repère local ou repère horizontal. Le cercle des hauteurs (a) est aussi appelé Almucantarat. Les deux coordonnées correspondant à la longitude et à la latitude sont l'azimut et la hauteur. La hauteur (d'un astre au dessus de l'horizon) est facile à définir. Pour l'azimut, on a besoin d'un méridien origine : ce sera la direction du Sud. Celle-ci est aussi très facile à déterminer. En effet, les astres se lèvent à l'est, culminent dans la direction du Sud et se couchent à l'ouest.

Le mouvement diurne

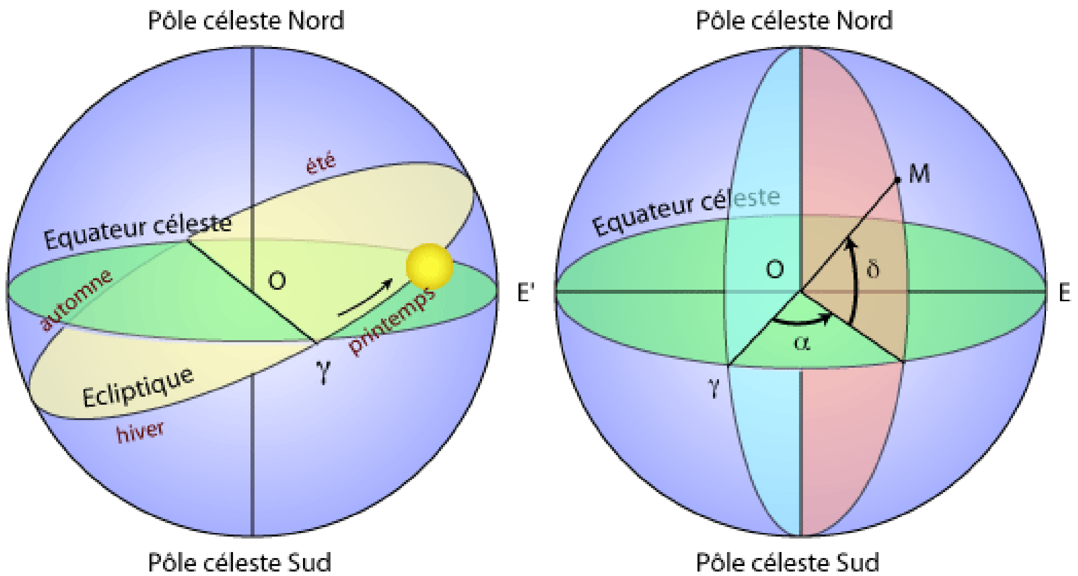
L'inconvénient de la sphère locale est, justement, d'être locale ! Chaque observateur observe ainsi dans un référentiel qui lui est lié et qui diffère des référentiels des autres observateurs. Difficile ainsi de travailler ensemble. Mais pour déterminer un équateur et un pôle dans le ciel, il y a une autre façon aussi simple et plus globale : on remarque tout d'abord que toutes les étoiles semblent tourner sur des petits cercles autour de l'étoile polaire fixe (c'est le mouvement diurne de la Terre). Ainsi, l'équateur terrestre se projette en un grand cercle sur la sphère céleste et dessine un équateur céleste aisé à trouver. Le mouvement de rotation de la Terre autour de son axe apparaît donc de cette façon. On définit ainsi un pôle et un équateur qui sont observables par tous en tous lieux, c'est le repère équatorial.

Il faut donner ici quelques compléments sur le mouvement diurne. C'est le résultat de la rotation de la Terre autour de son axe. Cette rotation, repérée par rapport à une direction fixe (une étoile, par exemple), va durer 23h 56m 4s pour un tour complet (360°). Si on se repère par rapport à la direction du Soleil, il faudra alors 24h pour ramener celui-ci dans la même direction. En effet, durant sa rotation, la Terre s'est déplacée dans son mouvement de révolution autour du Soleil ce qui se traduit par un mouvement apparent du Soleil sur la sphère céleste.



Les coordonnées du repère équatorial

Ayant défini un pôle et un équateur céleste, on peut maintenant compter des angles sur la sphère céleste comme les latitudes sur la Terre. On appelle cet angle une "déclinaison" que l'on compte de -90° à +90° du pôle Sud au pôle Nord. Le pôle Nord est matérialisé par une étoile qui semble fixe : l'étoile polaire.



Les coordonnées équatoriales : ascension droite (α) et déclinaison (δ).Le point intersection γ est appelé le nœud ascendant car c'est en ce point que le Soleil passe au-dessus de l'équateur céleste.

Sur la sphère céleste ainsi définie, les longitudes seront appelées "ascension droite" : il faut donc définir un méridien origine. Comme la sphère céleste semble tourner, cela ne facilite pas le choix d'un méridien origine qui tourne avec la sphère céleste. Mais on peut l'imaginer s'arrêter un instant. Que choisir comme origine ?

L'idée la plus simple serait de prendre une étoile quelconque et de dire que le méridien qui passe par cette étoile est le méridien origine. C'est peut-être parce que l'homme ne vit pas la nuit que ce choix a rarement été fait dans le passé. Notre étoile la plus visible et la plus utile est en fait le Soleil, et c'est lui que nous allons utiliser. Le choix d'un repère sur la sphère céleste ne s'est pas fait seulement pour le plaisir de repérer les étoiles dans le ciel, mais plutôt pour être capable de construire un calendrier en observant les mouvements des astres dans le ciel comme on le verra ultérieurement. C'est le mouvement de rotation de la Terre autour de son axe qui nous désigne l'équateur céleste (mouvement lié à la durée du jour). Ce sera le mouvement apparent du Soleil autour de la Terre qui va nous désigner le méridien origine (mouvement lié à la durée de l'année)

L'écliptique

Sur la sphère céleste équatoriale que nous avons arrêtée, les étoiles sont fixes mais certains astres s'y déplacent : les planètes (autrefois appelés "astres errants"), la Lune et surtout le Soleil, même si ce dernier cache les étoiles près desquelles il passe. Le Soleil décrit un grand cercle sur la sphère céleste en un an : c'est un mouvement apparent dû à la révolution annuelle de la Terre autour du Soleil. On parle ainsi souvent de l'orbite (apparente) du Soleil car, au point de vue cinématique, c'est-à-dire lorsque l'on ne considère pas les forces en jeu (la dynamique), on peut considérer que c'est le Soleil qui tourne autour de la Terre !

Comme la Terre ne tourne pas autour du Soleil dans le plan de l'équateur (l'axe de la Terre est incliné), le grand cercle décrit par le Soleil sur la sphère céleste coupe l'équateur céleste en deux points opposés. Vu de la Terre, le Soleil parcourt ce grand cercle en un an. A l'un des points d'intersection il passe au-dessus de l'équateur et à l'autre il passe dessous. Le premier est appelé noeud ascendant et le deuxième est appelé noeud descendant. Le grand cercle décrit par le Soleil définit le plan orbital de la Terre : c'est l'écliptique.

L'équinoxe

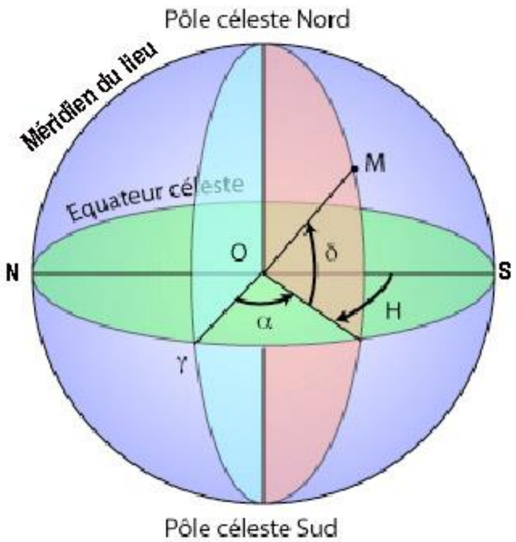
Le noeud ascendant est aussi appelé point vernal, point ♈ ou équinoxe de printemps (le noeud descendant correspond à l'équinoxe d'automne). Le Soleil y passe au 21 mars. C'est le méridien passant par le point vernal qui sera désigné comme méridien origine de la sphère céleste pour le repère équatorial. Les longitudes d'un astre dans un tel système sont appelées "ascensions droites". Elles sont comptées positivement vers l'est de 0 à 24 heures (et non de 0 à 360° bien que ce soient des angles).

Nous avons donc défini un système qui permet de repérer un astre par ses coordonnées (ascension droite et déclinaison) dans le ciel, mais un problème subsiste : pour un observateur en un lieu donné (dont le zénith est Z), ce repère n'est pas fixe par rapport à lui : comment trouver le méridien origine pour calculer une position ?

Les coordonnées du repère local : l'angle horaire

Revenons à notre sphère céleste initiale locale définie par l'horizon et le zénith. Nous sommes à la surface de la Terre et nous regardons le ciel. Comment relier ce repère très simple sur cette sphère céleste (mais uniquement local) au repère équatorial visible de tous les lieux? L'équateur céleste est facilement identifiable, le pôle aussi (l'étoile polaire fixe) mais où est le méridien origine ?

On remarque que le pôle du repère équatorial que nous avons défini précédemment se trouve sur le méridien du repère local (direction Nord-Sud du repère horizontal). On peut donc définir un repère local ayant comme équateur l'équateur céleste et comme méridien origine la direction du Sud (méridien du lieu). Dans ce repère équatorial local, la déclinaison d'une étoile est la même que dans le repère équatorial absolu, c'est à dire indépendant du mouvement de rotation diurne de la Terre. Par contre, la longitude d'un astre sera comptée à partir du méridien du lieu (direction du Sud). On l'appellera l'"angle horaire" (compté en heures dans le sens rétrograde -vers l'ouest-). Dans ce repère, l'angle horaire varie au cours du temps pour un astre fixe puisque la Terre tourne. Il nous faut trouver le lien entre l'angle horaire et l'ascension droite pour qu'une observation locale d'un angle horaire puisse être convertie en ascension droite.



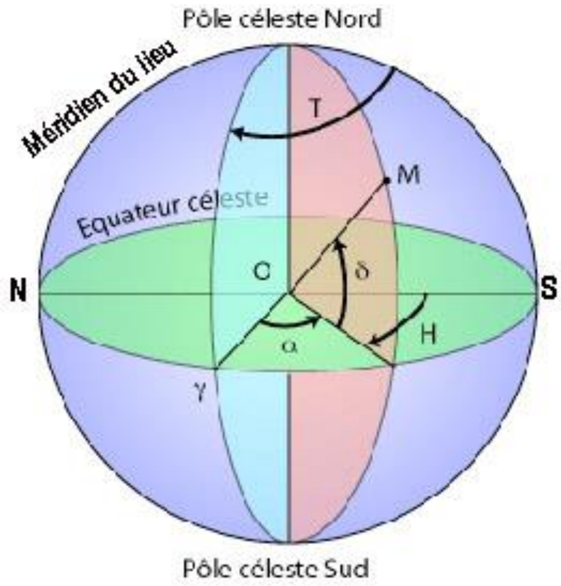
Les coordonnées équatoriales : ascension droite αl et déclinaison δ et l'angle horaire H compté à partir du méridien du lieu NS

Le temps sidéral

Prenons le problème inverse : comment trouver, en un lieu donné, l'angle horaire d'une étoile dont on connaît l'ascension droite et la déclinaison ? Pour cela il nous faut connaître à chaque instant la position de l'origine des ascensions droites c'est-à-dire l'angle horaire du point vernal (équinoxe).

L'angle horaire du point vernal (l'angle séparant le point vernal du méridien du lieu) est une quantité calculable pour un lieu donné : elle est appelée "temps sidéral local" T. Il faut bien noter que le temps sidéral est un angle, pas un temps (appelé temps du fait que l'unité de mesure est l'heure, la minute et la seconde de 0 à 24 heures).
Ainsi pour un lieu donné, on a :
angle horaire H d'une étoile = angle horaire du point γ - ascension droite αde l'étoile
Soit $H = T - \alpha$.
Cette formule est fondamentale pour se repérer dans le ciel et trouver un astre connaissant ses coordonnées équatoriales.
Attention, le temps sidéral est un angle variant avec le temps : il va augmenter de 360° ou 24h d'angle quand la Terre aura fait une révolution autour de son axe, donc en 23h 56m 4s. Le temps sidéral à 1h UTC est donc égal au temps sidéral à 0h , plus l'angle dont aura tourné la Terre en une heure, c'est-à-dire (24h / 23h 56m 4s).
Ainsi, pour n heures de temps universel (ou UTC) écoulé, le temps sidéral aura augmenté de n x (23h 56m 4s/24h) ; de même, n heures de temps sidéral se dérouleront en n x (24h / 23h 56m 4s) heures de temps universel (ou UTC).

Ces formules peuvent s'écrire également :
angle de temps sidéral = durée de temps moyen x 1,0027379
durée de temps moyen = angle de temps sidéral x 0,9972696



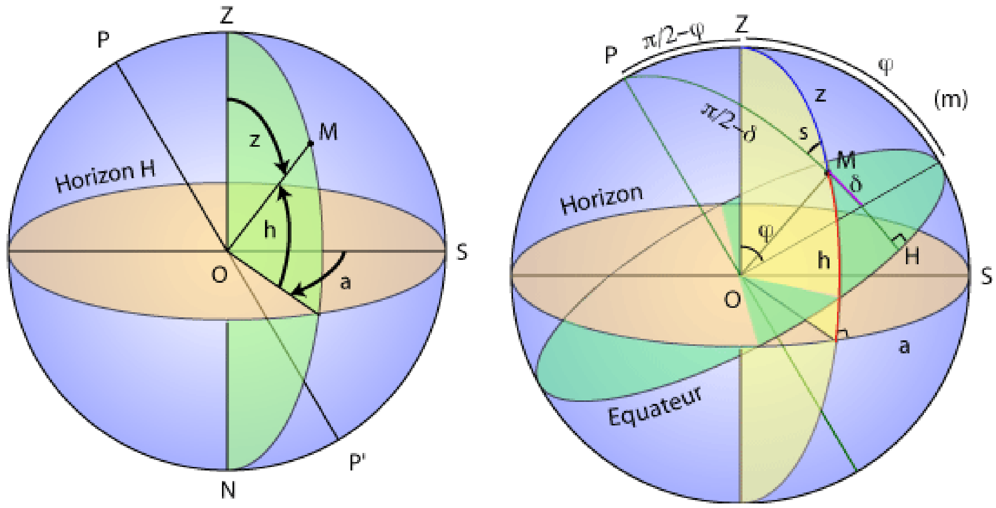
Les coordonnées équatoriales : ascension droite α et déclinaison δ.
H figure l'angle horaire et T le temps sidéral local.

Le calcul du temps sidéral :

Comment calculer l'angle horaire d'un astre de coordonnées α et δ à une date t pour un lieu dont les coordonnées géographiques sont L et φ
On utilise la formule fondamentale H = TSL - α où TSL est le temps sidéral local, c'est à dire l'angle horaire du point γ.
Comment connaître la valeur de ce temps sidéral local ? En effet, les tables ne fournissent que les valeurs du temps sidéral à Greenwich à 0 h chaque jour. On a donc :
TSL = TS Greenwich - longitude L du lieu
(si la longitude est comptée positivement vers l'ouest)
mais TSL = TS + L (si L compté positivement vers l'est)
Par ailleurs le temps sidéral à une heure donnée N se déduit du temps sidéral à 0 h par la formule suivante :
TSL (N) = TSL (0h) + N x 1,0027379
car le temps sidéral est un angle qui augmente de 360° ou 24h en 23h 56m 4s de temps.
Connaissant TSL, on en déduit l'angle horaire recherché.

Les coordonnées horizontales

Un astre dans le ciel est donc repérable par ses coordonnées ascension droite α et déclinaison δ. Si on revient à la sphère céleste locale définie par le plan horizontal (H), le zénith du lieu Z et la direction du Sud (S), les coordonnées de l'astre seront l'azimut a et la hauteur h, variables en fonction du temps à cause du mouvement diurne de la sphère céleste. Ces quantités sont cependant les plus faciles à mesurer : écart à la direction du sud pour l’azimut et hauteur de l’astre au-dessus de l’horizon pour la hauteur (à noter que l’on considère souvent la distance zénithale –distance de l’astre observé au zénith soit 90° moins la hauteur- plutôt que la hauteur). On passera de α, δ à a et h par une résolution de triangle sphérique.



Les coordonnées locales : azimut a et hauteur h : PZS est le méridien du lieu, S étant la direction du Sud

En savoir plus : résoudre un triangle sphérique

On a vu comment passer du repère équatorial rapporté à l'équinoxe au repère équatorial rapporté au méridien d'un lieu : par l'intermédiaire du temps sidéral qui relie le méridien du lieu à l'équinoxe. Mais comment passer du repère équatorial au repère de coordonnées locales ou horizontales (c'est à dire repérées par rapport à l'horizon du lieu) ?

La figure ci-après montre les deux repères imbriqués : le repère de coordonnées locales horizontales (avec son pôle Z, le zénith du lieu et son équateur, le plan horizontal) dans lequel on mesure l'azimut a (entre la direction du Sud définie par le méridien du lieu (m)-, et la direction de l'astre), la hauteur h de l'astre au dessus de l'horizon (complémentaire de la distance zénithale z) et la latitude du lieu (hauteur du pôle sur l'horizon) ; et le repère équatorial (avec son pôle P, le pôle Nord céleste et son équateur, plan parallèle à l'équateur terrestre) dans lequel on mesure la déclinaison δ et l'angle horaire H (ou l'ascension droite α et le temps sidéral local T).

Dans le repère local on connaît l'azimut a et la hauteur h de l'astre M; z, la distance zénithale est le complémentaire de h ($z = \pi/2 - h$). φ est la latitude du lieu.

On considère le triangle sphérique PZM dont on connaît les arcs PZ = $\pi/2 - \varphi$; ZM = z = $\pi/2 - h$ et les angles PZM = π- a. On cherche la valeur de l'arc PM pour avoir la déclinaison δ car PM = $\pi/2 - \delta$. On cherche aussi l'angle ZPM qui est H, l'angle horaire. On aura ensuite $\alpha = T - H$ où T est le temps sidéral local au moment de l'observation de a et de h (T, angle horaire du point vernal -point ♈ou équinoxe-, varie du fait du mouvement diurne).

De même, connaissant α et δ, on pourra calculer inversement l'azimut a et la hauteur h d'un astre à un instant donné (auquel le temps sidéral sera T) et pour un lieu donné (de latitude φ). On trouvera ainsi la position de l'astre dans le ciel sur la sphère locale.

La connaissance de la latitude φ permet de passer des coordonnées locales aux coordonnées équatoriales horaires d'un astre donné, et inversement. En effet, les relations suivantes :

$\sin \delta = \sin \varphi . \cos z - \cos \varphi . \sin z . \cos a$,

$\cos \delta . \sin H = \sin z . \sin a$,

$\cos \delta . \cos H = \cos \varphi . \cos z + \sin \varphi . \sin z . \cos a$,
permettent de déduire δ et *H de z et a*, et inversement :
$\cos z = \sin \varphi . \sin \delta + \cos \varphi . \cos \delta . \cos H$,
$\sin z . \sin a - \cos \delta \ \sin H$,
$\sin z . \cos a = - \cos \varphi . \sin \delta + \sin \varphi . \cos \delta \ \cos H$,
définissent le passage des coordonnées horaires aux coordonnées horizontales.

Il est par ailleurs utile de savoir calculer l'angle *S*, dit a*ngle à l'astre*, que font entre eux le méridien passant par l'astre et le vertical passant par l'astre.
Pour cela, on appliquera les formules suivantes :
$\sin z . \sin S = \cos \varphi . \sin H$,
$\sin z . \cos S = \sin \varphi . \cos \delta - \cos \varphi . \sin \delta \ \cos H$.
Dans cette formule, *S* est compté positivement pour des directions situées à l'ouest du méridien.

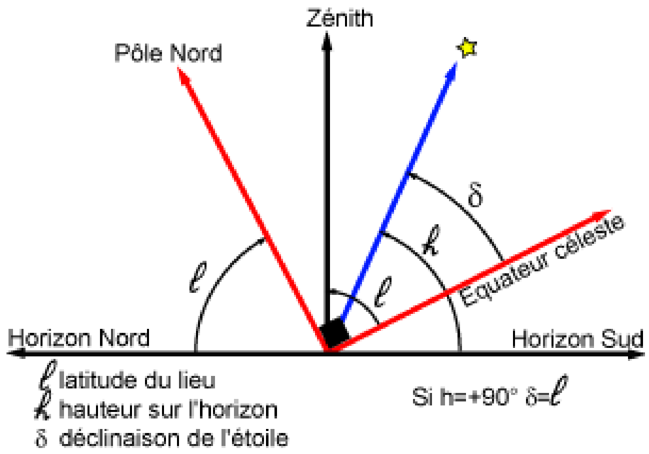
L'observation et la mesure de la position d'un astre dans le ciel

Nous venons de définir un système de coordonnées sur notre sphère céleste qui nous permet, à partir de la donnée de la position d'un astre par son ascension droite et sa déclinaison, de le trouver dans un ciel en mouvement perpétuel.

Mais quand il observe un objet inconnu dans le ciel, comment l'astronome va-t-il pouvoir mesurer pratiquement ses coordonnées ascension droite et déclinaison ? Il y a deux méthodes pour cela : soit faire des mesures « absolues » par rapport à un référentiel local lié à la Terre (mesure de l'azimut ou de l'angle horaire et mesure de la hauteur), soit faire des mesures relatives par « rattachement » à des astres dont on connaît la position dans un référentiel global.

Chapitre 2 - Le passage d'un astre au méridien

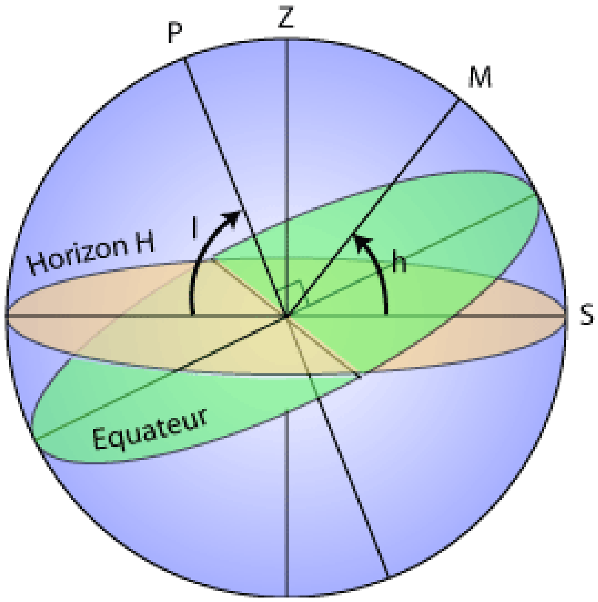
La mesure de coordonnées absolues nécessite la résolution d'un triangle sphérique, calcul complexe lorsqu'on ne dispose pas d'un ordinateur. L'invention de la lunette méridienne a permis d'éviter ce calcul complexe en utilisant un phénomène particulier propre au mouvement diurne de chaque astre, le « passage au méridien ». Chaque astre se lève à l'est (à l'exception des étoiles circumpolaires), culmine dans la direction du sud puis va se coucher à l'ouest. La culmination au sud se nomme « passage au méridien ». A ce moment, on mesure sa hauteur h au-dessus de l'horizon (c'est-à-dire à son point culminant dans le ciel) et on comprend, en regardant les sphères célestes locales et équatoriales que la hauteur mesurée donne directement la déclinaison si on connaît la latitude du lieu d'observation.



On a : *déclinaison* = *h* – 90° + *latitude du lieu*

Le problème peut être inversé : si on connaît la déclinaison de l'astre, on peut en déduire la latitude du lieu : c'est le principe du point en mer.

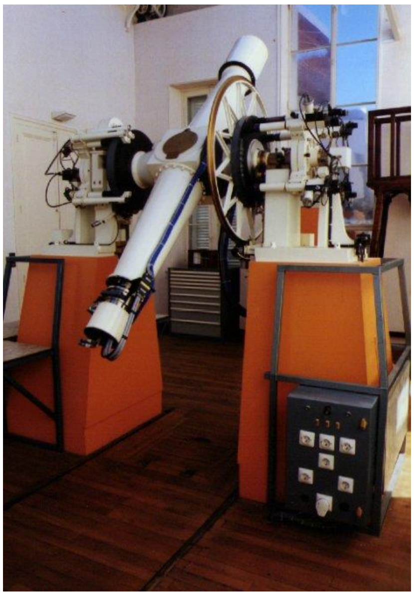
Pour l'ascension droite, il suffit de noter l'heure du passage au méridien. A ce moment l'angle horaire de l'astre observé est nul. Connaissant le temps sidéral local (calculable directement ou à partir du temps sidéral à Greenwich et de la longitude du lieu), on en déduit l'ascension droite de l'astre. On applique la formule H = T – α où l'angle horaire de l'astre passant au méridien est nul. Donc T = α. Comme pour la déclinaison, le calcul de a est très simple. Il n'y a pas de triangle sphérique à résoudre, celui-ci se réduisant à une ligne. Cette méthode a l'inconvénient de nous faire attendre que l'astre passe au méridien et de ne permettre qu'une seule mesure par jour.



La déclinaison est mesurée grâce à la hauteur h *d'un astre lors de son passage au méridien d'un lieu dont la latitude est* l

L'instrumentation : la lunette méridienne

L'instrumentation pour les mesures astrométriques des passages au méridien a évolué au cours du temps. Les instruments anciens ne faisaient que du pointage de visée à l'œil nu. Sont apparus ensuite les instruments optiques à observation visuelle à l'aide d'un micromètre (il fallait noter l'instant du passage de l'astre devant une ligne de visée et lire des cercles gradués pour la hauteur). Un photomètre photoélectrique est venu ensuite mesurer plus précisément l'instant de culmination de l'astre. Enfin, une cible CCD a remplacé le photomètre et une lecture de la cible liée à la vitesse de défilement du ciel a permis de reconstruire une image illimitée du ciel défilant. Un astre était alors observé accompagné d'étoiles proches auxquelles on pouvait se rattacher. On se ramenait au deuxième type d'observation dit « par rattachement » avec l'avantage d'une observation multiple (somme d'images successives) augmentant la précision. C'est le mode de fonctionnement du satellite Gaia. Celui-ci n'observe pas de défilements au méridien mais un défilement continu des grands cercles de la sphère céleste.



La lunette méridienne de l'observatoire de Bordeaux : ce type d'instrument ne mesure que la hauteur sur l'horizon et l'instant du passage d'un astre au méridien (à son point culminant dans la direction du Sud).

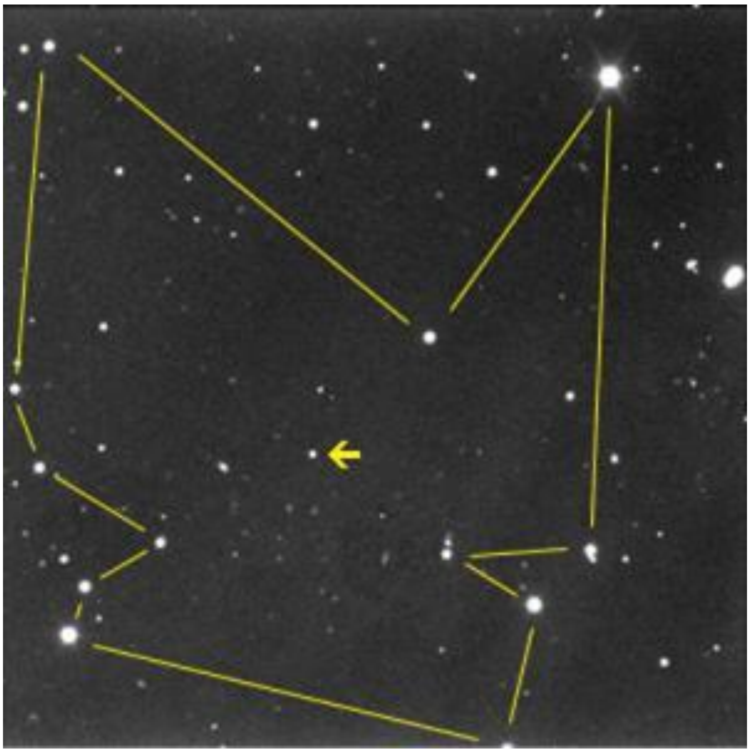
Chapitre 3 – L'astrométrie par rattachement

L'image d'un champ astronomique, d'un morceau de ciel

La technique photographique ou d'imagerie électronique se pratique avec un télescope fournissant l'image d'une partie du ciel, un "champ" dont la dimension est mesurée en angle sur le ciel. Sur l'image obtenue par le télescope, on mesure des distances en millimètres qu'il va falloir transformer en angle sur le ciel. Un millimètre correspondra à un angle d'autant plus petit que la distance focale du télescope utilisé est grande. Le nombre d'étoiles visibles sera d'autant plus grand que le diamètre de l'optique du télescope est grand ou que le récepteur est sensible. Pour étalonner notre champ et trouver la position d'un astre inconnu, nous allons le rattacher aux étoiles du champ dont nous connaissons la position grâce à des catalogues d'étoiles. Ce processus, appelé "réduction astrométrique du champ", va permettre de calculer l'échelle de l'image qui transformera des millimètres en unités d'angle et de déterminer l'orientation qui indiquera les directions Nord et Est par rapport à l'équateur céleste. Cela nous conduira aux positions en ascension droite et déclinaison cherchées.

Photo d'une portion de la sphère céleste couvrant 10 minutes de degrés de côté.

La réduction astrométrique : le rattachement aux étoiles voisines



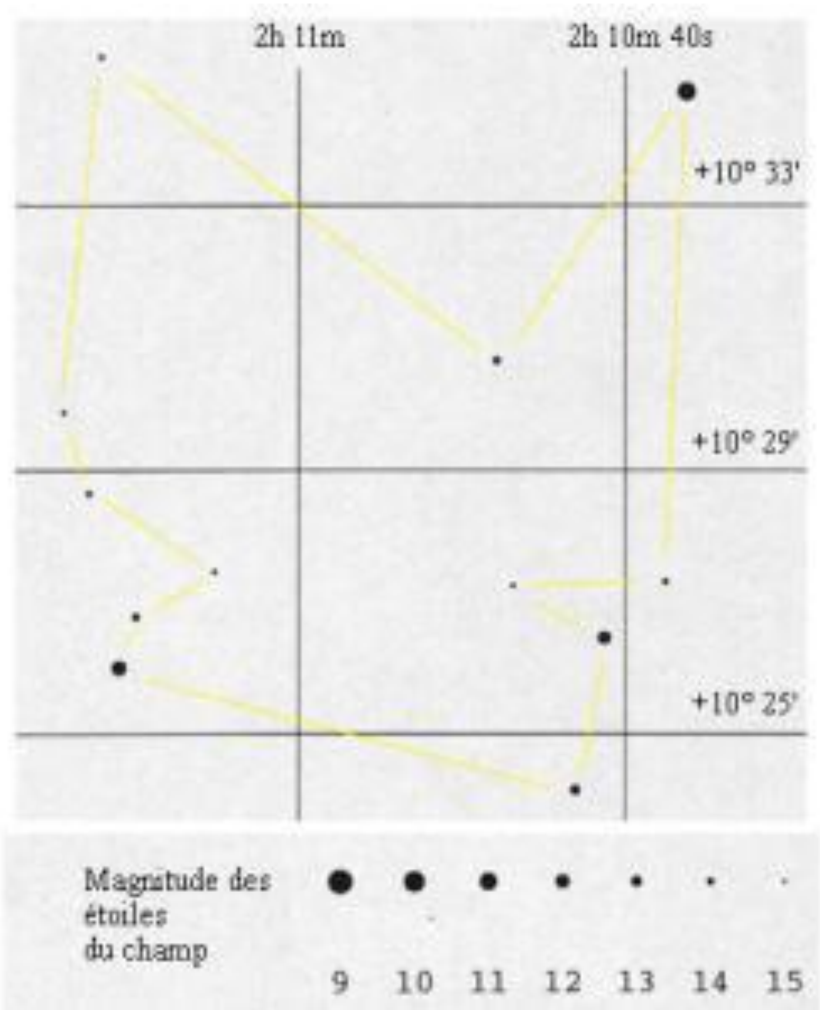
L'astre dont on veut mesurer la position est indiqué par la flèche. Les étoiles du catalogue sont reliées par un trait jaune. On va faire d'abord les mesures en millimètres sur l'image.

Le processus de réduction astrométrique repose sur les principes précédents mais se complique pour plusieurs raisons :

- l'image réalisée est plane alors que l'image d'un morceau de sphère céleste au foyer d'un télescope est sphérique ;
- l'optique du télescope n'est pas parfaite et engendre des déformations du champ ;
- la réfraction atmosphérique rapproche les astres du zénith et les déplace, faussant ainsi leur position.

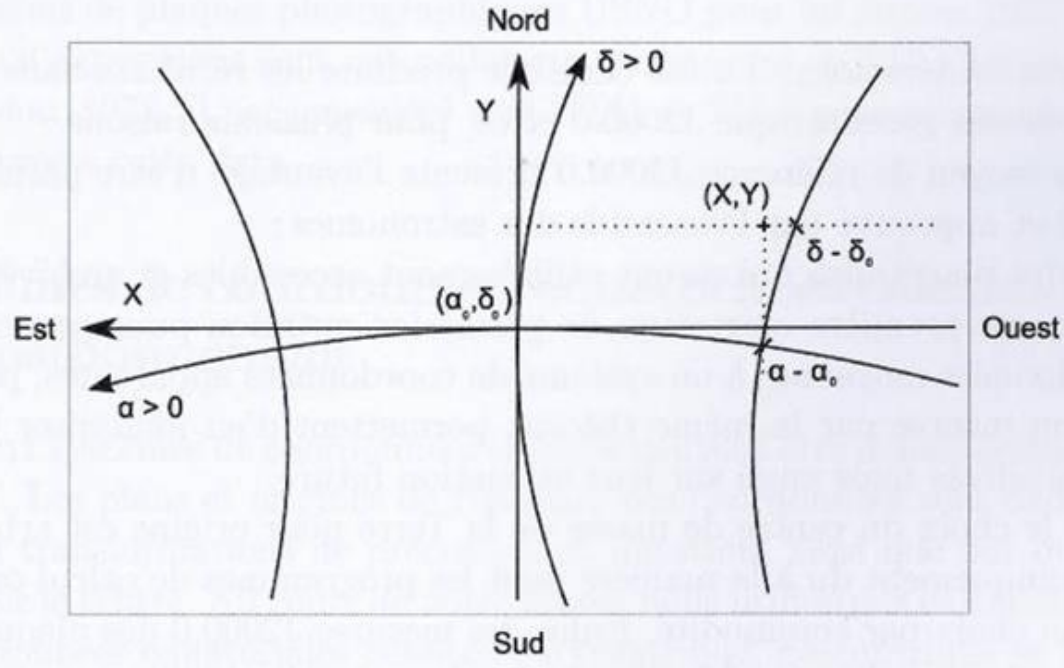
Ces effets sont pris en compte en introduisant des inconnues supplémentaires (en plus de l'échelle et de l'orientation) dans le processus de réduction. Un plus grand nombre d'étoiles de catalogues est alors nécessaire pour étalonner le champ observé. La haute précision astrométrique est à ce prix.

Les catalogues d'étoiles ont beaucoup progressé au cours des dernières années et on dispose actuellement d'un "bornage" ou "arpentage" dense du ciel par les étoiles de catalogue.



C'est à partir de cette carte de champ correspondant à l'image précédente (ici extraite du "Guide Star catalogue", un catalogue d'étoiles construit pour permettre le pointage du Télescope Spatial, que l'on identifie les étoiles à utiliser. On a ici les positions en angles sur le ciel.

Afin de corriger le passage de la sphère au plan, on effectuera une projection sphère sur plan (appelée projection gnomonique) comme suit :



Représentation tangentielle (plane) d'un champ sphérique.

On passe alors des coordonnées tangentielles **X** et **Y** aux coordonnées sphériques α et δ par la formule :

$$X = \frac{\cos\delta.\sin(\alpha-\alpha_0)}{\sin\delta.\sin\delta_0+\cos\delta.\cos\delta_0.\cos(\alpha-\alpha_0)}$$

$$Y = \frac{\sin\delta.\cos\delta_0-\cos\delta.\sin\delta_0.\cos(\alpha-\alpha_0)}{\sin\delta.\sin\delta_0+\cos\delta.\cos\delta_0.\cos(\alpha-\alpha_0)}$$

On corrigera ensuite les distorsions du champ en passant des coordonnées mesurées x et y aux coordonnées tangentielles X et Y par la formule :

$$X = ax+by+c+dx^2+ey^2+fxy+\zeta_{(x,y)}$$
$$Y = a'x+b'y+c'+d'x^2+e'y^2+f'xy+\zeta'_{(x,y)}$$

Où a, b, c, … sont les « constantes du champ » que l'on déterminera en écrivant ces équations avec les X, Y et x, y des étoiles de catalogue présentes sur l'image. On limitera le degré de ces équations en fonction du nombre d'étoiles de référence disponibles. Connaissant alors les constantes du champ, il sera aisé de passé des x et y mesurés des corps inconnus aux X et Y tangentiels correspondants puis à α et δ.

Cette méthode dite « de rattachement » dépend bien entendu énormément de la précision astrométrique des étoiles du catalogue de référence utilisé. Le tableau ci-dessous donne la liste des principaux catalogues utilisables avec leur précision et le nombre d'étoiles disponibles. Un grand nombre d'étoiles permet un étalonnage plus fin du champ en augmentant le degré des équations ci-dessus à condition que la précision soit acceptable.

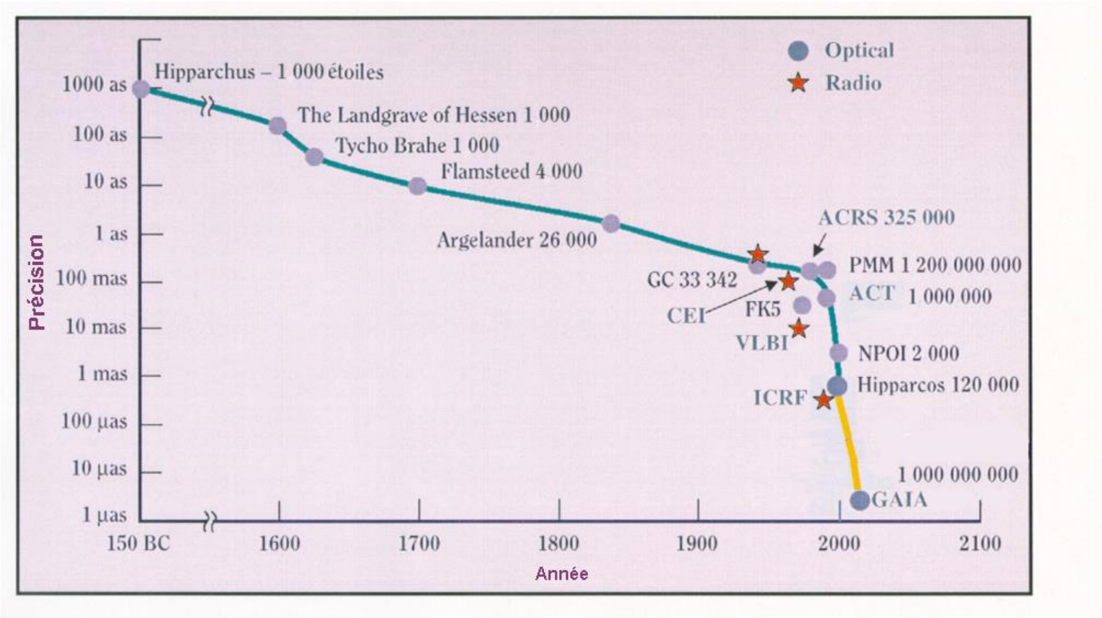
Date	Nom	Nb d'étoiles	Magnitude limite	Précision mas	Précision mvts propres	Origine
1997	Hipparcos	120 000	12.4	< 0.78	< 0.88 mas/an	obs. spatiales
2000	Tycho 2	2 500 000	16	< 60	< 2.5 mas/an	de Tycho et 143 sources
1998	USNO A2	526 280 881				
2001	GSC II	19 000 000		360		Plaques Schmidt
2003	USNO B1	1 billion	21	200		Plaques Schmidt
2004	UCAC 2	48 000 000	7.5 → 16	20 → 70	1 → 7 mas/an	scans
2004	Bright stars	430 000	< 7.5			Hipparcos + Tycho2
2005	Nomad	1 billion				compilation des meilleures données
2003	2MASS	470 000 000	16	60 → 100		Infrarouge K
2015	GAIA	1 billion	20	< 0.01 mas		obs. spatiales

Le satellite Gaia observe par balayage du ciel. Il n'utilise pas de catalogue de départ : il scanne tout le ciel, se rattache aux quasars lointains supposés fixes et construit lui-même son propre système de référence.

Chapitre 4 : Les catalogues d'étoiles, les systèmes de référence et les repères

Précision et exactitude

L'astrométrie sert à mesurer les positions angulaires des astres sur la sphère céleste, les étoiles supposées fixes et les planètes mobiles. Ces mesures sont faites avec une certaine précision qui va en augmentant avec le temps. C'est ainsi que nos connaissances progressent : les étoiles, que l'on voyait fixes lorsque la précision de mesure était faible, deviennent mobiles quand la précision augmente. Ainsi, Hipparque dans l'antiquité ne distinguait pas deux positions distinctes d'un quart de degré et les étoiles semblaient fixes. Seuls les mouvements cumulatifs qui, au bout d'un certain temps, dépassaient le quart de degré, devenaient visibles pour lui. Il fallut ensuite attendre Tycho Brahé au XVIIème siècle pour progresser et avoir une précision de l'ordre de 20 secondes de degré (soit 5 millièmes de degré). Pour lui, le mouvement non uniforme des planètes se dévoilait ouvrant la porte à une révolution dans notre vision de l'univers. La figure ci-après montre cette évolution de la précision.



Lorsque l'on parle de précision de mesure, il est important de distinguer deux notions : la précision et l'exactitude.
La précision de mesure (ou erreur interne) exprime le soin avec lequel les mesures ont été faites et les limites dues à l'instrumentation. Les erreurs sont alors aléatoires et un grand nombre de mesures peut diminuer statistiquement l'erreur finale.
L'exactitude exprime la proximité de la mesure réalisée avec la « réalité ». Ainsi, une mesure très précise peut s'avérer inexacte si l'étalon de mesure utilisé est mauvais. Une erreur systématique peut ainsi être ajoutée. L'exactitude est bien entendu difficile à déterminer. Seule la multiplicité des mesures avec des instrumentations différentes peut éliminer ce type d'erreur.

Repères et systèmes de référence

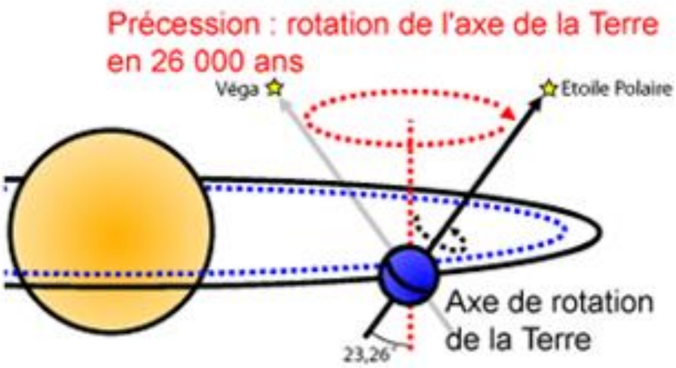
Toute mesure doit se faire par rapport à un repère bien défini, un repère que l'on considérera comme fixe pour ce que l'on mesure. Une mesure astrométrique faite depuis le sol terrestre doit prendre en compte le mouvement de la Terre autour de son axe, autour de la Terre, ces mouvements étant d'ailleurs très complexes. Dans le cas d'une mesure par rattachement, on se repose sur les étoiles utilisées dont les positions sont données dans un catalogue qui concrétise un système de référence. Un système de référence est une construction théorique que l'on doit ensuite concrétiser sous forme d'un repère de référence donné par les catalogues d'étoiles.
Il existe différents systèmes de référence :
- les systèmes de référence cinématiques. Ils considèrent que les étoiles ont des petits mouvements propres aléatoires et que la moyenne de ces mouvements est nulle. Bien évidemment les repères de référence cinématiques dépendront des étoiles utilisées pour les construire.
- les systèmes de référence dynamiques. Ils considèrent les mouvements des astres du système solaire : ces mouvements sont aussi à somme nulle. Le repère ainsi construit va dépendre de la connaissance des mouvements des corps du système solaire.
- les systèmes de référence extra-galactiques. Ils se rattachent à des astres très lointains, les quasars, supposés fixes par rapport à nous dans l'univers.
Les catalogues d'étoiles que nous avons vu précédemment sont des concrétisations de ces systèmes. Ils peuvent bien entendu panacher les systèmes, en particulier parce qu'il n'y a pas beaucoup de quasars dans le ciel et qu'il faut les relier l'un à l'autre.

Les catalogues d’étoiles

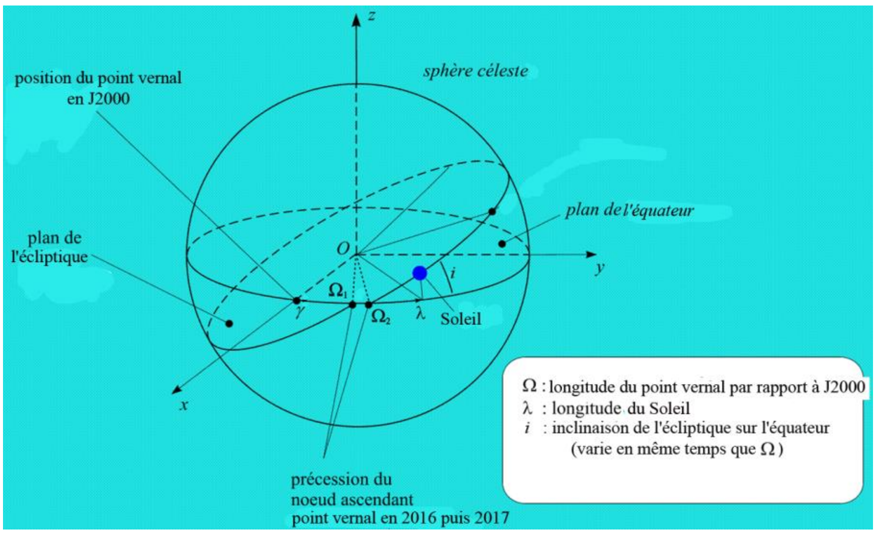
On a vu que l’astrométrie par rattachement permet de déterminer les positions astrométriques d’astres encore inconnus et non répertoriés. La question se pose de savoir comment on a construit les premiers catalogues d’étoiles quand on n’avait rien pour se rattacher ! Une des réponses est : l’utilisation d’une lunette méridienne qui mesure une position par rapport à la Terre elle-même. Voyons comment on passe du repère local à un repère de référence.

Les références du repère équatorial

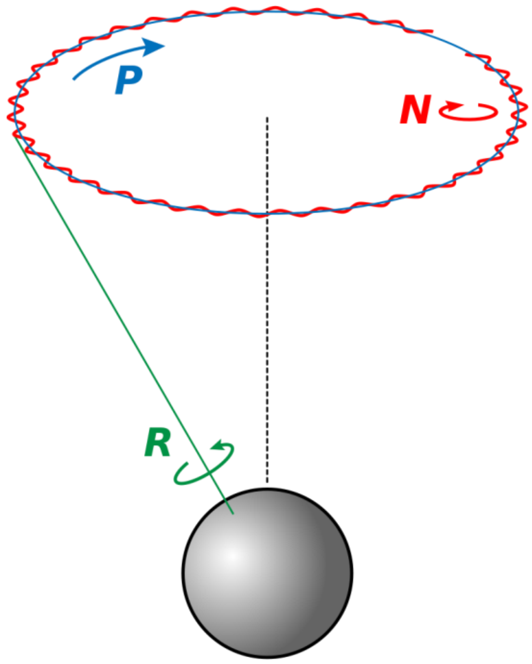
Le repère équatorial repose sur la connaissance du pôle Nord défini par la rotation de la Terre autour de son axe et par le point vernal (équinoxe) défini par le mouvement de la Terre autour du Soleil. Il est donc indispensable de connaître parfaitement le mouvements de la Terre pour y rattacher un repère de référence.
L’axe de rotation de la Terre est incliné de 23° et quelques sur l’écliptique (plan de l’orbite terrestre). Cet axe est dirigé vers l’étoile polaire mais il n’est pas fixe. Il a deux mouvements combinés : d’abord, à l’instar d’une toupie, cet axe tourne tout en restant incliné sur l’écliptique. Cette rotation se fait en 26000 ans si bien que l’étoile polaire va changer. Dans 13000 ans environ, ce sera Véga l’étoile la plus proche du pôle céleste. C’est la précession.



Le résultat est que le point vernal (situé à l’intersection de l’équateur terrestre et de l’écliptique) va avancer tout doucement sur l’équateur céleste. On a vu que les observations de la lunette méridienne sont mesurées à partir du point vernal de l’instant d’observation. Si celui-ci se déplace, des observations faites à des dtaes différentes seront dans des repères différents. Il faut donc modéliser le mouvement du point vernal et ramener nos observations à un point vernal fixé, par exemple, celui du 1 janvier 2000 à 12h, désigné J2000.



On voit bien sur la figure le déplacement du point vernal au cours du temps. Celui dit « J2000 » sera notre référence.
Un deuxième mouvement va affecter notre repère : l'inclinaison i de l'écliptique sur l'équateur terrestre varie aussi. Il n'a qu'une variation périodique autour d'une valeur moyenne. C'est la nutation. Il faut évidemment en tenir compte pour construire notre repère de référence.



Les mouvements de précession P et de nutation N de l'axe terrestre.

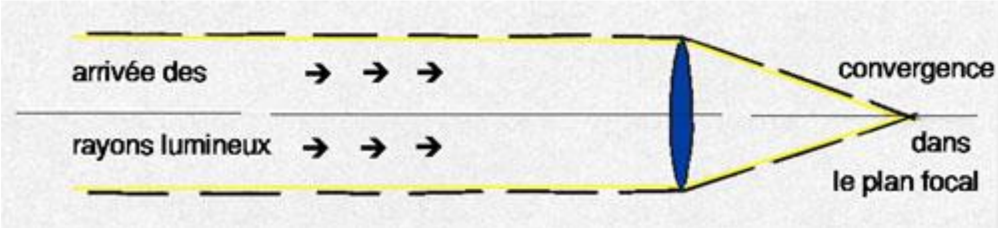
Les causes de la précession et de la nutation proviennent principalement :
- des perturbations gravitationnelles du Soleil et des grosses planètes qui veulent « redresser » l'axe de rotation de la Terre
- le fait que l'axe de rotation de la Terre n'est pas superposé à son axe d'inertie et que l'intérieur de la Terre est fluide.

Chapitre 5 : L'observation astrométrique, le télescope, le récepteur et l'image

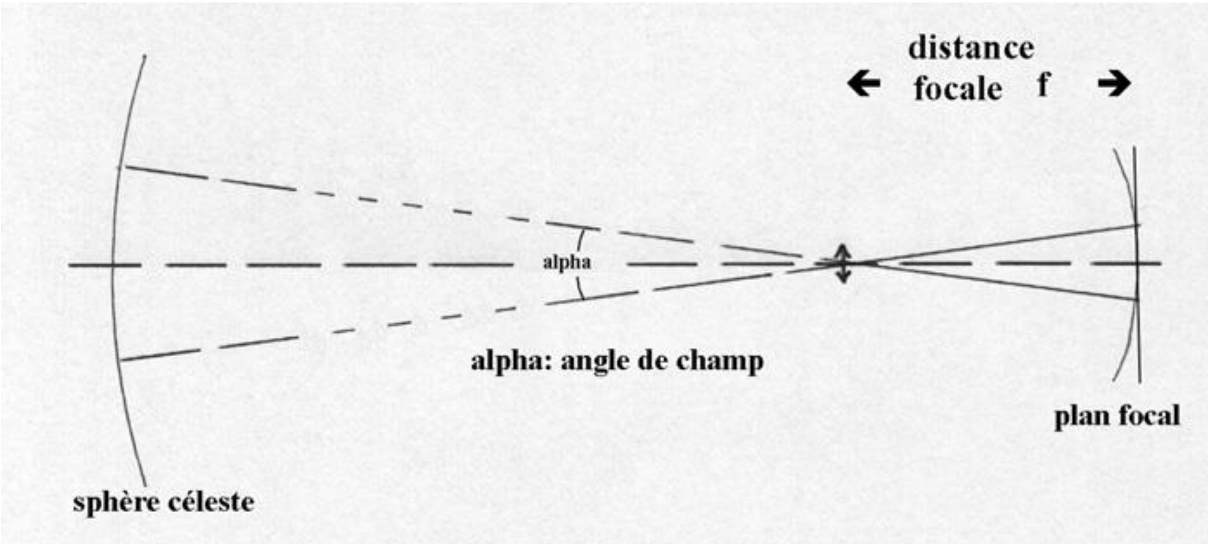
L'instrumentation : lunettes et télescopes

Lunettes et télescopes sont avant tout des collecteurs de lumière qui vont reconstruire l'image d'une portion du ciel dans leur plan focal. Revoyons quelques principes simples d'optique.

Lunettes et télescopes sont des systèmes optiques qui forment dans le plan focal, une image stigmatique d'un objet situé à l'infini, donc d'une fraction du ciel.



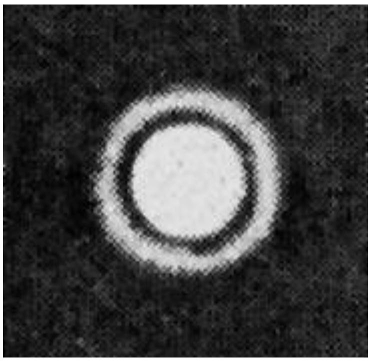
Lunettes et télescopes donnent une image de la sphère céleste qui a la courbure d'une sphère dans le plan focal. A un angle donné sur le ciel va correspondre une distance en millimètres sur l'image du plan focal, ce qui amène à définir un paramètre fondamental de la lunette et du télescope : l'échelle de l'image. La portion de sphère céleste dont l'instrument donne l'image au foyer aura pour rayon la focale de cet instrument. Ainsi un angle d'un radian aura pour image un arc de cercle dont la longueur sera la focale de la lunette ou du télescope.



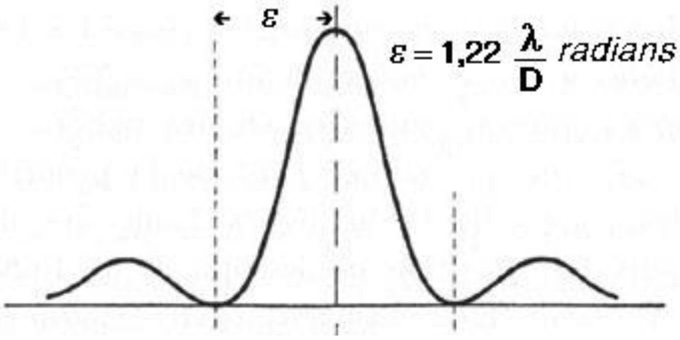
Le deuxième paramètre fondamental d'un instrument est son ouverture, c'est-à-dire le diamètre du miroir du télescope (de l'objectif pour une lunette). On lui associe l'ouverture du faisceau qui est égal au rapport f/D de la focale sur le diamètre. Plus ce rapport est petit, plus la lumière par unité de surface au foyer est grande et donc moins les temps de pose seront longs.

Un autre paramètre important caractérisant un instrument est le champ disponible en pleine lumière. Ce champ est caractérisé en angle sur le ciel et en millimètres dans le plan focal. Les instruments à grand champ ont été construits spécialement pour cela.

Le dernier paramètre fondamental d'un instrument est son pouvoir de résolution (ou résolution angulaire), c'est-à-dire la taille angulaire du plus petit objet mesurable. Par exemple, si deux points distants d'une seconde de degré sont les points les plus proches vus par la lunette ou le télescope comme deux points distincts dans le plan focal, alors le pouvoir de séparation de l'instrument est d'une seconde de degré.
Qu'est-ce qui limite ce pouvoir ? Pour l'expliquer il faut faire appel au phénomène de diffraction : l'ouverture de l'instrument (taille de l'objectif ou du miroir) fait écran au faisceau infiniment large et fait office de pupille d'entrée. Elle va diffracter le faisceau et on va obtenir dans le plan focal une image différente de l'objet dont elle provient. Pour un objet ponctuel situé à l'infini et une pupille d'entrée circulaire, l'image aura la forme suivante (tache d'Airy ou tache de diffraction) :



Tache d'Airy, image d'une source ponctuelle, apparaissant au foyer d'un télescope

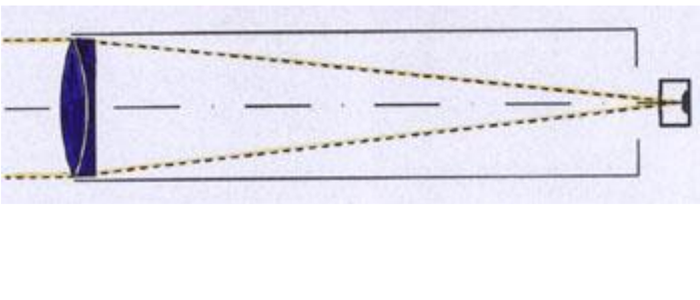


Coupe de la tache d'Airy dans le plan focal

On constate que pour augmenter le pouvoir de résolution d'un instrument il suffit d'augmenter son diamètre. Un instrument de 30cm d'ouverture a un pouvoir de résolution (grandeur ε de la figure ci-dessus) de 0,46 seconde de degré, un instrument de 1 mètre : 0,14 seconde de degré et un instrument de 8 mètres : 0,017 seconde de degré, pour une longueur d'onde de 0,55 micromètre (visible). Cette résolution est cependant théorique car l'atmosphère la limite. Son agitation étale la tache d'Airy. On caractérise cette agitation par le "seeing" (turbulence) du ciel au moment de l'observation. Les meilleurs sites d'observation situés en haute montagne n'atteignent que 0,5 seconde de degré au mieux. Deux solutions sont possibles pour augmenter malgré cela la résolution angulaire : l'optique adaptative qui compense l'agitation atmosphérique ou l'utilisation d'un télescope spatial observant en dehors de l'atmosphère terrestre.

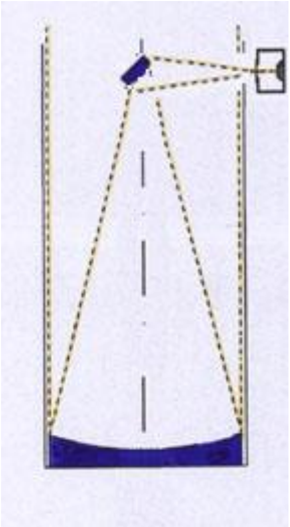
La lunette (ou réfracteur)

La lunette est l'instrument astronomique le plus ancien : il comporte un objectif formant l'image dans le plan focal. Cet objectif est formé de deux lentilles collées : une lentille convergente et une lentille divergente de façon à optimiser, pour une longueur d'onde définie, la concentration de lumière dans le plan focal (une lentille unique forme des images pour chaque longueur d'onde dans des plans focaux différents puisqu'on fait appel à la réfraction des rayons lumineux dans le verre). Les lunettes n'ont pas pu dépasser un diamètre d'un mètre pour des raisons techniques. La position du plan focal par rapport à l'objectif dépend de la longueur d'onde de la radiation considérée seulement dans le cas d'un réfracteur.



Le télescope (ou réflecteur)

Le télescope est composé de miroirs et fonctionne par réflexions : il n'a donc pas l'inconvénient des lunettes et les images se forment toutes dans le même plan. On dit qu'il est achromatique. Un miroir nécessite seulement le travail d'une seule surface de verre alors qu'un objectif de lunette nécessite le travail de quatre surfaces. Il existe principalement deux types de montages optiques différents pour les télescopes pour le miroir secondaire qui renvoie l'image et modifie la focale de l'instrument.



Télescope à montage Newton :

le miroir primaire parabolique concave focalise les rayons lumineux au foyer de l'instrument, renvoyé en dehors du tube du télescope, sur le côté, grâce à un miroir plan.

Télescope à montage Cassegrain :

l'objectif est constitué d'un miroir primaire parabolique concave et d'un miroir secondaire hyperbolique convexe. Il focalise les rayons lumineux au foyer de l'instrument, situé derrière le miroir primaire percé d'un trou.

Les lunettes, depuis une cinquantaine d'années ont été supplantées par les télescopes. Les raisons de cette évolution sont multiples :
- d'abord l'achromaticité que nous avons abordée ci-dessus;
- ensuite, dans une lunette, la lumière traverse le verre de la lentille alors que dans un télescope, le verre, poli, ne sert que de support à une couche réfléchissante. Il faut donc que le verre d'une lentille soit très homogène, ce qui est très difficile à réaliser pour des lentilles d'un diamètre supérieur à un mètre;
- pour cette même raison que la lumière traverse le verre de la lentille, certaines longueurs d'onde du spectre sont arrêtées par le verre : une lunette est complètement aveugle dans l'infrarouge;
- enfin, on ne sait pas fabriquer des lentilles dont la focale soit du même ordre de grandeur que le diamètre. Les lunettes sont donc toujours des instruments de visée de grande longueur. Or une lunette astronomique doit pouvoir prendre, dans l'espace, des positions très diverses : ainsi, les contraintes mécaniques sur un instrument de grande longueur (flexions en particulier) interdisent un réglage précis et permanent de l'instrument, sans cesse à revoir. Au contraire, les télescopes, plus compacts, se déforment moins au cours d'une nuit d'observation. De plus, on sait aujourd'hui construire des télescopes dont les miroirs ont une focale voisine de leur diamètre. Ce sont des télescopes très ouverts, ce qui veut dire, rappelons-le, que le faisceau de lumière qui converge au foyer, a un angle important. Plus cet angle est important, plus la quantité de lumière reçue au foyer est élevée, donc plus faibles seront -à temps de pose équivalent- les objets observables. Et en astronomie, voir des objets faibles, signifie souvent voir loin...

<u>La monture des télescopes et des lunettes</u>

Les télescopes et les lunettes sont en général des instruments lourds qui doivent :

- pointer un objet céleste avec une précision de la minute de degré;

- avoir une stabilité telle que les déplacements incontrôlés du télescope ne doivent pas dépasser le dixième de seconde de degré;
- suivre les objets célestes dans leur mouvement diurne, c'est-à-dire compenser le mouvement apparent des corps célestes dû à la rotation de la Terre autour de son axe.

Pour pouvoir pointer un corps céleste, le télescope doit avoir deux degrés de liberté, l'un autour d'un axe parallèle à l'axe de rotation de la Terre et l'autre de part et d'autre du plan équatorial perpendiculaire à cet axe. Ainsi, le télescope pointera naturellement en angle horaire et en déclinaison. Le télescope sera alors dit « à monture équatoriale ».
La stabilité du télescope viendra d'une construction mécanique parfaite et d'un équilibrage parfait autour des axes de rotation quelle que soit la position du télescope.
Le suivi du mouvement apparent diurne des corps célestes sera assuré par un mouvement de rotation autour de l'axe nord-sud tel que le télescope effectuerait un tour complet en 23h 56m 4s (rotation sidérale de la Terre).
L'adoption de la monture équatoriale permet d'assurer simplement ce suivi. Par contre, pour les très grands télescopes modernes, la monture équatoriale ne peut assurer une stabilité suffisante eu égard au poids de l'instrument. On adopte alors la monture altazimutale (à l'instar des canons·) qui donne comme degré de liberté du télescope une rotation autour de l'axe vertical et une rotation au dessus du plan horizontal. Le suivi du mouvement apparent diurne des corps célestes est assuré par un ordinateur qui effectue en permanence la conversion de l'angle horaire et de la déclinaison en azimut et en hauteur sur l'horizon (résolution d’un triangle sphérique).

L'instrumentation : le récepteur

L’observation visuelle est restée longtemps la seule méthode d’observation du ciel avec un inconvénient majeur : l’impossibilité de conserver l’observation. Avec la photographie, on pouvait conserver l'observation après coup, l'analyser et la mesurer tranquillement. Il y eut d'abord les réfracteurs (type "carte du ciel") bientôt supplantés par les télescopes de Schmidt à plus grand champ. Ces instruments servirent à cartographier systématiquement le ciel. Les plaques photographiques conservées de nos jours sont toujours utiles. Elles ont été numérisées et le ciel entier est accessible via Internet sur le site du « Digital Sky Survey » à l’adresse : http://www.adsabs.harvard.edu/.

Aujourd'hui, on utilise des récepteurs électroniques CCD (à transfert de charges) qui fournissent directement des images numériques aisément analysables et mesurables. Les détecteurs CCD sont beaucoup plus sensibles que la plaque photographique, permettant d’avoir accès à des astres très peu brillants avec les mêmes télescopes.

L'instrumentation : l'observation depuis l'espace

Le télescope spatial.

Examinons maintenant le cas très particulier du télescope spatial dont le nom exact est Hubble Space Telescope (HST) du nom du célèbre astronome américain qui le premier comprit que l'univers est en expansion. Un télescope en orbite hors de l'atmosphère est évidemment une bonne réponse à un certain nombre de contraintes inhérentes à l'observation astronomique au sol.

La plus importante est la capacité à s'affranchir totalement et définitivement de la présence de l'atmosphère. Rien n'est jamais aussi parfait que l'élimination de la cause d'un ennui. Ici, on tire bénéfice de cette situation à trois niveaux. Pas de turbulence, donc pouvoir de résolution égal au pouvoir théorique. Pas d'atmosphère, donc pas de rayonnement parasite en infrarouge. Et encore, pas d'atmosphère, donc pas d'extinction atmosphérique (absorption d'une partie de

la lumière par les molécules des gaz composant l'atmosphère); la notion d'observation au méridien n'a plus de sens ici. Une observation peut durer aussi longtemps qu'il le faut.
Deuxième avantage, le fait que d'un même endroit, on ait accès à tout le ciel, à toute époque de l'année.
Le fait d'être en apesanteur permet également de s'affranchir de nombreux ennuis secondaires dont nous n'avons pas parlé, tels que les déformations des structures métalliques qui limitent, elles aussi, les performances des très grands instruments.
Enfin, le fait d'être dans un vide parfait a aussi de nombreux avantages vis-à-vis des problèmes d'oxydation des composants de toute nature. Les équipements ont une espérance de vie très grande.
Mais il y a aussi de graves reproches.
-, le coût d'un tel instrument. Nombreux sont ceux qui pensent que ce sera le seul et unique télescope de ce type. Or on ne fait pas d'astronomie avec un seul télescope.
- le manque de souplesse d'utilisation. Ce télescope fonctionne sur un programme précis établi à l'avance. Il est en effet indispensable de minimiser au maximum les dépointages de l'instrument. Dans l'espace, tout dépointage se fait au moyen de rétrofusées qui consomment du gaz dont on comprendra facilement que la quantité soit forcément limitée. Si l'on peut imaginer un dépointage non programmé pour observer un phénomène non prévu, ce mode de fonctionnement ne peut être qu'exceptionnel.
Pour les observations "à la limite" ou nécessitant des décisions "sur le tas", rien ne remplace la présence d'une personne. A de telles circonstances, le télescope spatial est mal adapté.
Enfin, ce ne sera jamais un télescope à tout faire. Combien de travaux importants et ne nécessitant pas de grands moyens d'observation seraient sacrifiés sans les télescopes au sol.
Donc quels que soient les avantages réels et irremplaçables de ce télescope, il ne peut être question d'abandonner l'effort de développement aussi bien de nouveaux équipements, que de nouvelles générations de collecteurs au sol. Les Américains, eux-mêmes, l'ont bien compris et ne cessent d'imaginer de nouveaux instruments pour les observatoires terrestres.

Les satellites astrométriques

Aujourd'hui, les observations les plus précises sont faites par des satellites artificiels hors de l'atmosphère terrestre. La meilleure cartographie du ciel a été obtenue par le satellite astrométrique Hipparcos qui a mesuré les positions et les mouvements propres de plus de 100 000 étoiles avec une précision de l'ordre de quelques millièmes de seconde de degré.

Le lancement d'un nouveau satellite astrométrique (GAIA cf ci-dessus) en 2014 va révolutionner l'astrométrie. Il va observer un milliard d'étoiles avec une précision de quelques millionièmes de degré. Il sera ainsi possible de déterminer les parallaxes d'un très grand nombre d'étoiles et d'avoir une vision « en relief » de la galaxie. En outre, le catalogue d'étoiles de référence permettra une réduction astrométrique des observations des corps du système solaire avec une précision inégalée.

Chapitre 6 : Les distances dans le système solaire, historique, l’Unité Astronomique

Introduction

L'astronome observe essentiellement des angles sur un ciel, que l'on appelle la sphère céleste. Tout paraît se situer à la même distance de l’observateur, la Lune, le Soleil, les planètes et les étoiles… Pourtant, tous les astres ne sont pas à la même distance de nous. De même, la Terre paraît plate et immobile : l’est-elle vraiment ? Comment, à partir de simples mesures d'angles, va-t-on pouvoir mesurer la taille de la Terre, son mouvement dans l’espace et la distance qui la sépare des astres du ciel?

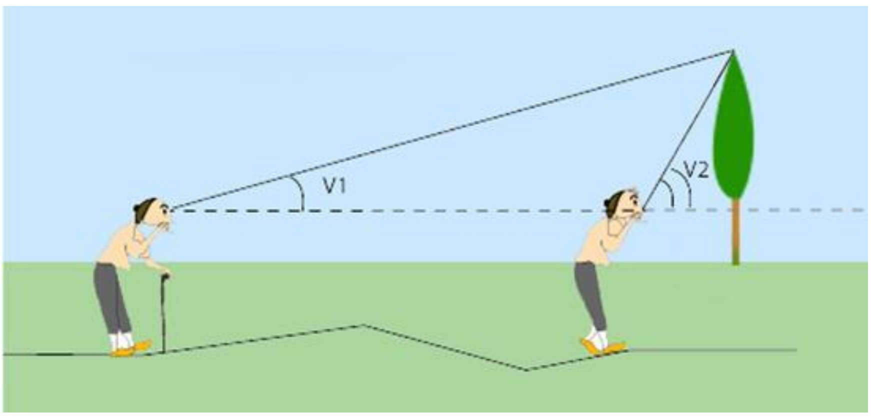
Pour cela, deux notions vont être nécessaires.

La première est la notion de parallaxe : si deux observateurs voient un même objet sous deux angles différents, c'est que l'objet n'est pas à l'infini. La différence de vue ne dépend que de la position des observateurs et de la distance de l'objet observé. C'est le phénomène de relief, créé par notre cerveau à partir des images différentes reçues par nos deux yeux. Plus la distance de l'objet est grande, plus la distance entre les deux observateurs (entre les deux "yeux" qui observent) doit être grande.

La triangulation

Commençons par essayer de mesurer la distance d'un objet situé sur la Terre. C'est ainsi que l'on pourra cartographier la surface terrestre de proche en proche.

La méthode pour mesurer une distance est celle de la triangulation : on voit un objet dans une certaine direction (visée n°1) et si on se déplace d'une distance appelée "base", on voit l'objet dans une direction différente (visée n°2). Dans le triangle "objet - visée n°1 - visée n°2", on connaît un côté et deux angles : on peut calculer les autres côtés et déterminer la distance de l'objet. Cet effet est appelé "parallaxe" en astronomie.

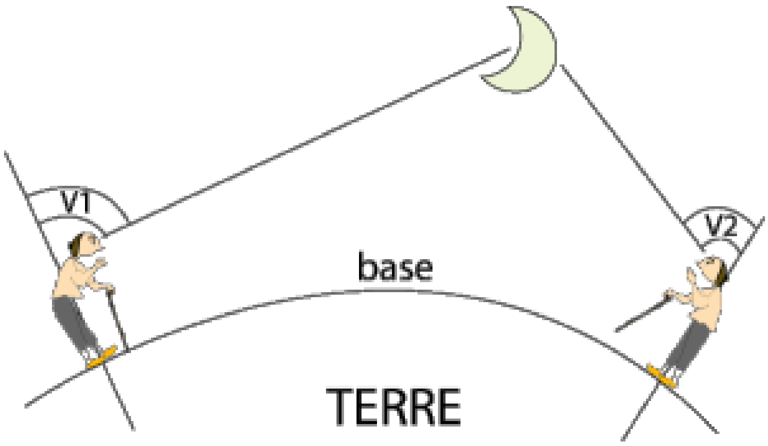


Calcul d'une distance par triangulation

La parallaxe en astronomie

Pour calculer la distance d'un corps céleste à la Terre, on va procéder de la même façon. Depuis deux lieux sur Terre, on va mesurer l'angle de vue d'un astre et, connaissant la base, calculer la distance.

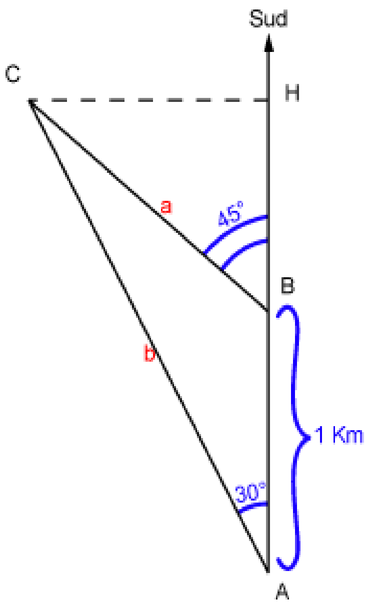
On conçoit bien que cette méthode a ses limites : si l'astre est très loin, la plus grande base terrestre ne pouvant dépasser 12000 kilomètres (le diamètre terrestre), il faut que la différence d'angle de visée entre les deux observateurs soit mesurable avec l'instrumentation dont les astronomes disposent. Jusqu'au XVIIème siècle, même la distance de la Lune n'était pas accessible par cette méthode.



Calcul d'une distance par parallaxe

<u>Calcul d'une distance par triangulation'</u>

On désire mesurer la distance CH entre un bâtiment C et une route ABH de direction Nord-Sud sur laquelle se déplace un observateur qui ne peut mesurer que des angles ou des distances sur la route. D'une position A, l'observateur mesure un angle d'azimut 30° entre la bâtiment C et la direction du Sud. D'une position B située un kilomètre plus loin sur la route, l'observateur va mesurer un azimut de 45°



$$\frac{a}{\sin\hat{A}} = \frac{b}{\sin\hat{B}} = \frac{c}{\sin\hat{C}}$$

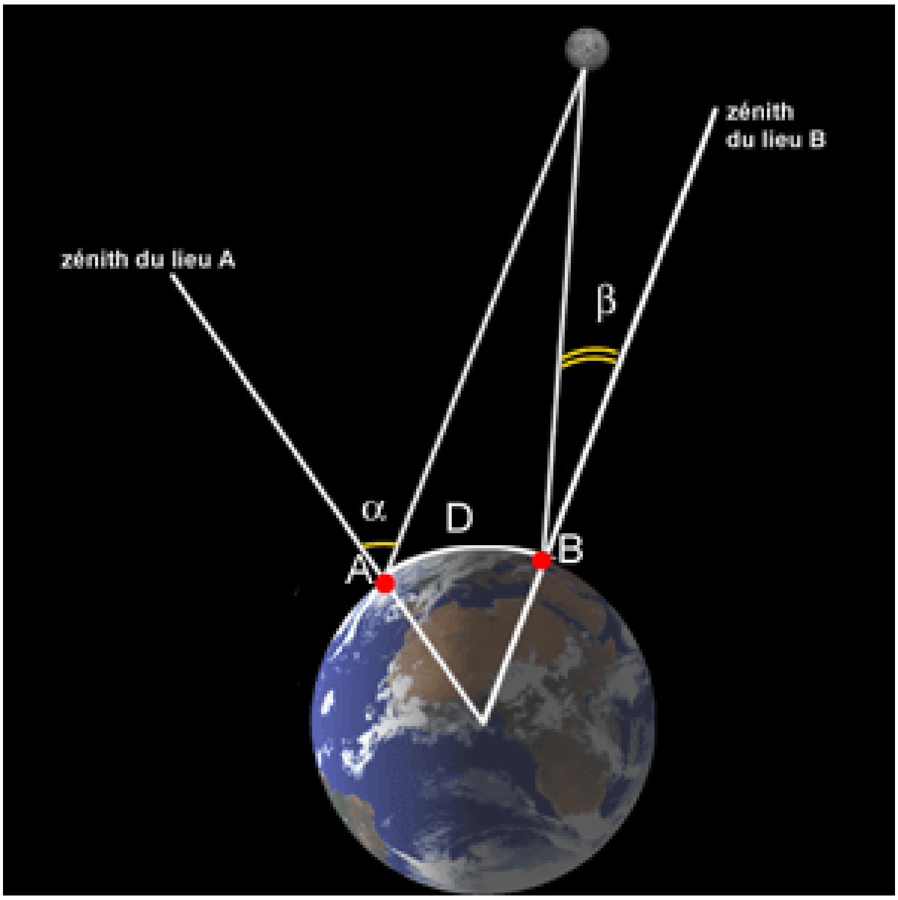
$$\frac{a}{\sin 30°} = \frac{1\ \text{km}}{\sin\hat{C}} \quad \text{où} \quad \hat{C} = 180° - (\hat{A} + \hat{B}) = 180° - 165° = 15°$$

$$\Rightarrow a = \frac{\sin 30°}{\sin 15°}\text{km} \ \Rightarrow \ \text{CH} = a\cos\hat{B} = a\cos 45°$$

$$\Rightarrow \text{CH} = 1366\text{m}$$

La mesure par la parallaxe

L'image ci-dessous montre le principe de détermination de la distance Terre-Lune par la parallaxe (on connaît D et le rayon terrestre et on mesure α et β). Comme nous l'avons vu précédemment, il est impératif de disposer d'instruments capables de mesurer une différence entre les angles α et β. Cela limite la distance à la Terre mesurable.

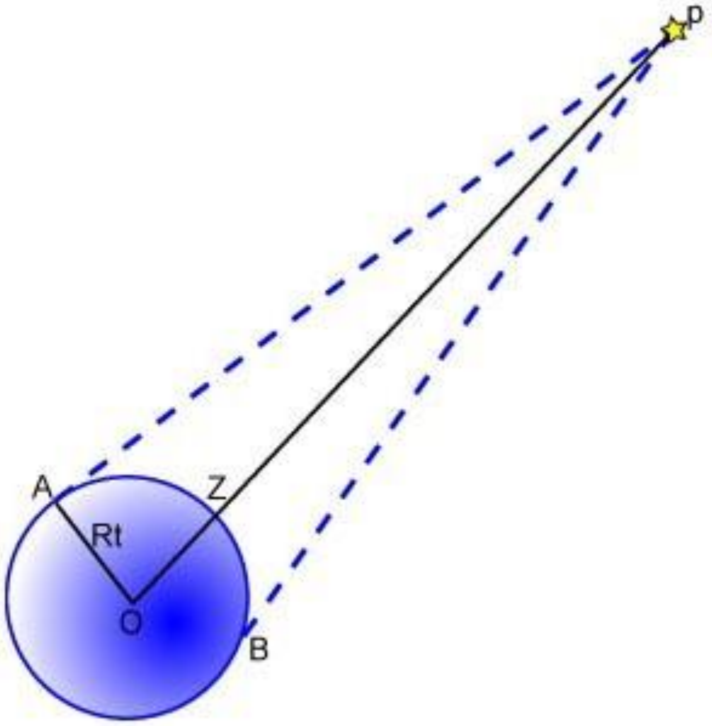


Principe de la mesure de la distance Terre-Lune par triangulation

La parallaxe horizontale

On a vu précédemment que triangulation ou parallaxe utilisait le même principe pour déterminer la distance d'un objet éloigné sans avoir à y aller et sans mesurer directement la distance à l'objet. On remarque que la précision de la mesure dépend de la longueur de la base. Il faut pouvoir mesurer les angles avec suffisamment de précision. Pour un astre pas trop éloigné, il suffit de se déplacer sur la surface de la Terre -ou mieux de faire deux observations simultanées à partir de deux lieux éloignés sur la surface de la Terre- pour en déterminer la distance. C'est tout à fait faisable pour la Lune qui est proche avec nos instruments de mesure actuels.

On remarque alors que le mouvement diurne de rotation de la Terre autour de son axe déplace chaque observateur au cours de la journée. Ce déplacement va modifier l'angle sous lequel on voit un astre à distance finie par rapport à l'angle de vue depuis le centre de la Terre qui ne bouge pas. C'est la parallaxe diurne. La distance séparant deux positions d'un observateur peut servir de "base" pour mesurer une distance. Cependant, une telle base a une valeur limite maximale : c'est le diamètre terrestre.



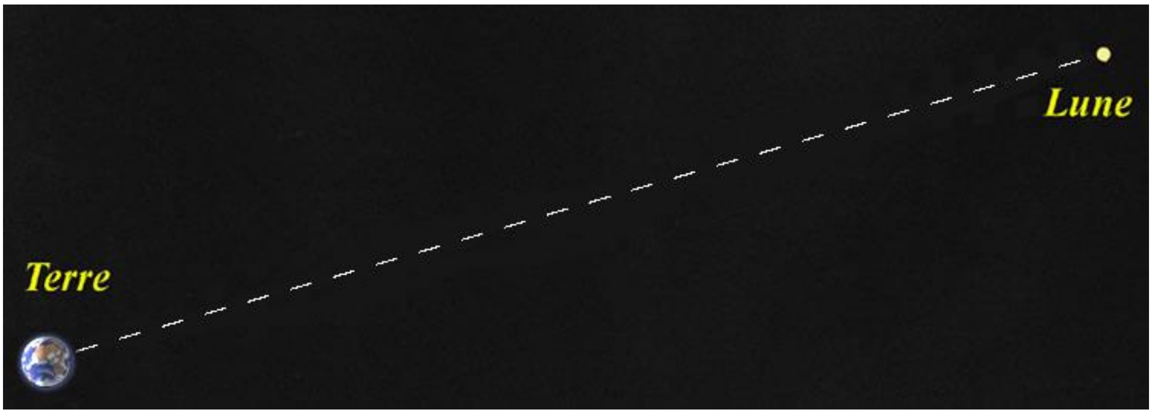
La rotation de la Terre vue du pôle. Par suite de la rotation de la Terre, l'observateur passe du point B au point A. Lorsqu'il est au point Z, l'astre lui apparaît au zénith et lorsqu'il est au pont A, à l'horizon

On appellera "parallaxe horizontale d'un astre", la valeur maximale de la parallaxe diurne de cet astre. Elle sera atteinte pour un astre observé à l'horizon. Cette valeur est donc l'angle sous lequel un observateur situé sur l'astre en question voit le rayon terrestre. La connaître est équivalent à connaître la distance entre cet astre et la Terre.

On verra plus loin que le déplacement de la Terre autour du Soleil va servir de base pour la parallaxe annuelle.

Mesure de la distance Terre-Soleil et Terre-Planètes

La méthode de triangulation précédente devrait pouvoir être appliquée à tous les corps du système solaire. Mais pour le Soleil, c'est très difficile : il n'est pas facile à observer et il est beaucoup plus loin que la Lune (400 fois, voir figure). Pour le Soleil et les objets du système solaire éloignés, on ne peut pas appliquer simplement la méthode des parallaxes car les mesures précises d'angles ont des limites : il faut prendre en compte la réalisation des mesures pour laquelle la grandeur de la base n'est pas forcément suffisante. Le principe de la parallaxe et du calcul de triangulation est simple mais il n'est pas applicable aux astres éloignés. Nous verrons que nous aurons besoin d'un nouveau modèle théorique pour mesurer certaines distances et en déduire celles qui ne sont pas accessibles directement à la mesure. Les lois de Kepler et la mécanique céleste seront nécessaires pour la détermination des distances dans le système solaire.



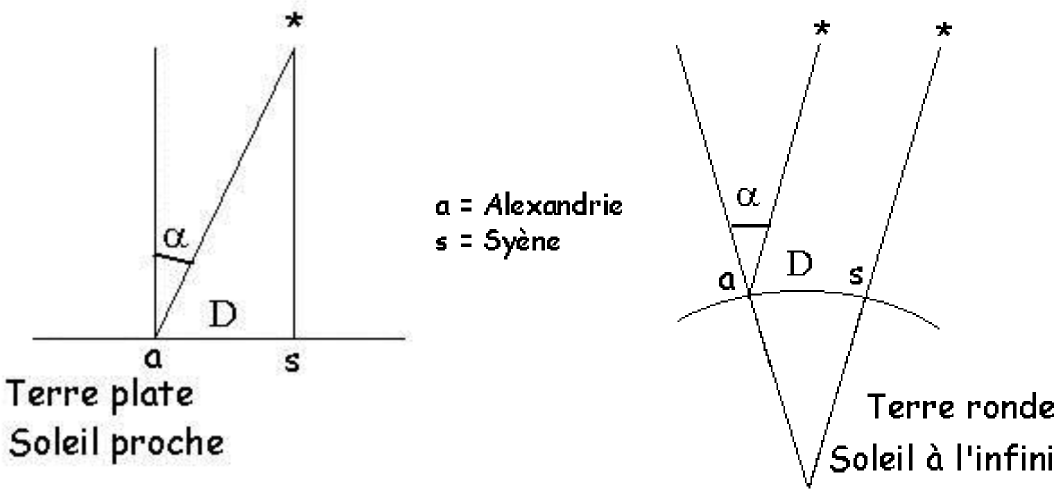
La distance Terre-Lune (distance et taille des astres sont à la même échelle, ce qui montre la difficulté d'une triangulation)

La nécessité d'un modèle théorique en astronomie

Le principe de mesure de distance présenté dans la section précédente n'est pas suffisant pour connaître toutes les distances dans le système solaire, loin de là. En effet, ce principe appliqué avec des hypothèses erronées conduit à des résultats faux.

Ce type de mesure a tout d'abord été réalisé dans l'antiquité. Anaxagore (4ème siècle avant J.-C.) calcule une taille d'environ 60 kilomètres pour le Soleil, ce qui le met à 6500 kilomètres de la Terre. Il a donc fait un calcul sur une base fausse : il a supposé la Terre plate et le Soleil proche. Pour calculer les distances dans le système solaire, il faut donc avoir de bonnes hypothèses, c'est-à-dire un modèle théorique de ce que l'on cherche à mesurer.

Premier modèle 'à gauche ci-dessous), la Terre est plate et le Soleil proche. La triangulation donne un Soleil à 6300 km de la Terre. Deuxième modèle, la Terre est ronde et le Soleil très loin. Le calcul donne un rayon de 6300 km pour la Terre. C'est Eratosthène qui le premier a effectué ce calcul avec des bonnes hypothèses entre Alexandrie et Syène en Egypte.



Principe des premières mesures de la taille de la Terre : le Soleil n'est pas à l'infini, mais il est suffisamment loin pour que la valeur ainsi obtenue soit très proche de la réalité

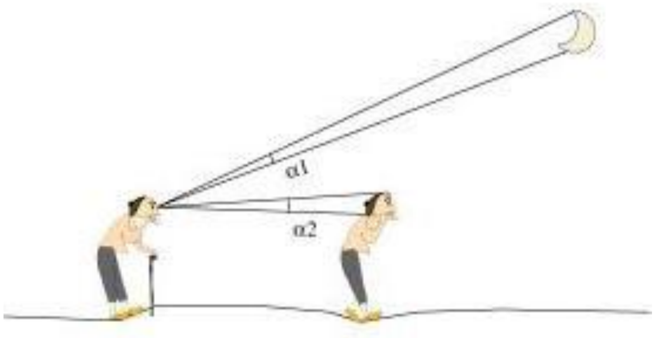
La mesure de la Terre

Comment mesurer la Terre et constater qu'elle est ronde ? Sa rotondité est facilement compréhensible et deux faits avaient amené les astronomes de l'antiquité à admettre cette rotondité. D'abord, lors de l'observation des éclipses de Lune, l'ombre de la Terre sur la Lune est circulaire. Mais cette constatation pouvait aussi bien signifier que la Terre était plate avec une forme de disque. C'est la disparition progressive des navires sous l'horizon qui suggère bien que la Terre est ronde.

La première mesure du rayon de la Terre a été faite par Eratosthène (vers 285-194 avant J.C.) durant l'antiquité grecque. Il avait constaté que les rayons du Soleil étaient parallèles, du moins que le Soleil était très loin sinon à l'infini. Il avait constaté que le jour du solstice, à midi, les objets n'avaient pas d'ombre à Syène (aujourd'hui Assouan) et que l'on pouvait observer le Soleil au fond d'un puits. Ce phénomène n'avait pas lieu à Alexandrie 800 km plus au Nord. Eratosthène mesura donc l'ombre portée d'un bâton à Alexandrie le jour du solstice . Il lui fallait aussi mesurer la distance Alexandrie-Syène (5000 stades) ce qui n'allait pas de soi à cette époque. Cette mesure n'était pas interprétée comme un calcul de triangulation prouvant que le Soleil était proche car il fallait se déplacer dans la direction Nord-Sud pour constater un changement de direction du Soleil. Une mesure à la même heure solaire locale (la seule disponible à l'époque) pour des lieux situés sur une ligne Est-Ouest n'aurait rien donnée (d'où la supposition que les rayons du Soleil étaient parallèles). Eratosthène ne se trompa que d'un centième sur la taille de la Terre.

Passage d'un angle apparent à une distance

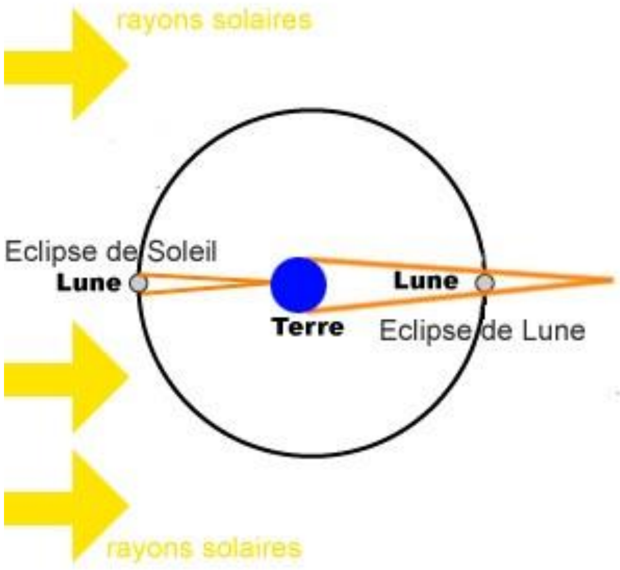
Si les deux angles $\alpha 1$ et $\alpha 2$ sont égaux, peut-on en déduire que la dimension de la Lune et celle de la tête du deuxième personnage est la même ? Non, bien sûr...
Par contre, si $\alpha 1=\alpha 2$, alors distances et tailles sont liées entre elles grâce au théorème de Thalès.



La mesure de la distance Terre-Lune par les éclipses

La première mesure de la taille de la Lune et de la distance Terre-Lune a été réalisée dans l'antiquité au moyen de l'observation des éclipses. L'observation des éclipses de Lune montre la largeur de l'ombre de la Terre sur la Lune et on voit que le rayon de l'ombre de la terre est de 2,5 diamètres lunaires au niveau de la Lune. Or, lors d'une éclipse de Soleil, la surface terrestre est au sommet du cône d'ombre puisque la zone de la Terre dans l'ombre est petite (les diamètres apparents de la Lune et du Soleil sont quasi-identiques). L'ombre de la Lune s'est donc rétrécie d'un diamètre lunaire après la distance Terre-Lune.

Il doit en être de même pour l'ombre de la Terre sur la Lune. Donc la Terre fait 2,5+1=3,5 diamètres lunaires. Connaissant le diamètre terrestre on en déduit le diamètre lunaire en kilomètres. L'angle selon lequel on voit la Lune étant d'un demi-degré (1/110 radian), la distance Terre-Lune est donc de 110 diamètres lunaires soit 60 rayons terrestres soit 384 000 km.



Principe de la mesure de la taille de la Lune et de la distance Terre-Lune grâce aux éclipses

Les lois de Kepler

L'observation du ciel n'est pas suffisante pour bien appréhender les distances des astres et comprendre le mécanisme de leur mouvement. L'observation va permettre de valider les principes théoriques qui ne seront tout d'abord que des suppositions. Les lois que Képler va énoncer seront validées par l'observation.

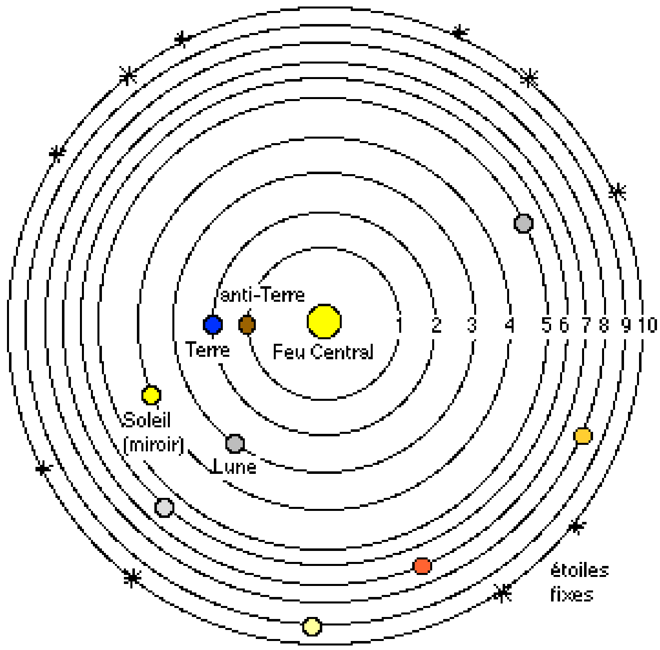
Rappel historique : pourquoi l'héliocentrisme ?

Jusqu'à Copernic et Galilée, on suppose la Terre immobile au centre de l'univers. Effectivement, aucune observation ne peut mettre en évidence un mouvement de la Terre dans l'espace. Copernic et Galilée vont supposer le mouvement des planètes autour du Soleil. Kepler va énoncer des lois pour ce mouvement, lois qui ne découlent que de l'observation du mouvement des astres. Ces lois ne représentent qu'une description cinématique de ce mouvement sans faire d'hypothèses sur la nature des forces en jeu.

Kepler (1571-1630) est le disciple de Tycho Brahe (1546-1601) auquel il succède comme astronome de l'empereur d'Allemagne Rodolphe II. Tycho Brahe est principalement un observateur de positions précises mais s'il effectue de très bonnes observations, en revanche, il n'est pas convaincu par les théories héliocentriques de Copernic (1473-1543). Il pense toujours que la Terre est au centre du système solaire. Kepler va utiliser les observations de Tycho Brahe pour énoncer ses lois. Kepler est convaincu que Copernic a raison, ce qui sera définitivement admis après Galilée (1564-1642) en 1610 grâce à l'utilisation d'une lunette astronomique et à l'observation des satellites de Jupiter.

Kepler énonce ses deux premières lois en 1609 et sa troisième loi en 1619.

De la Terre plate aux orbites elliptiques autour du Soleil



Le monde selon Philolaos (-470 à -400)

Il a fallu plus de deux mille ans pour comprendre que les planètes avaient des orbites elliptiques autour du Soleil. La progression des connaissances ne fut pas régulière, loin de là! On doit la première démarche scientifique de recherche d'une représentation de l'univers à Thalès (625-547 avant J.-C.). Il fonda, au 6ème siècle avant notre ère, l'école des philosophes ioniens à Milet. La Terre était alors supposée de forme géométrique plate. L'un des disciples de Thalès, Anaximandre (610-547 avant J.-C.), supposa une Terre cylindrique habitée sur sa partie supérieure plane. C'est à cette époque que la notion de sphères célestes supportant les corps célestes apparaît : cette notion perdurera jusqu'au Moyen Âge.

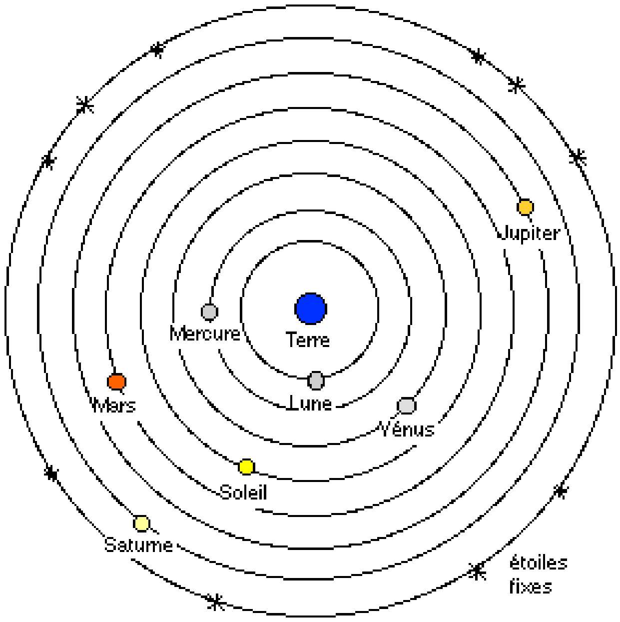
Vers la même époque, à l'école de Pythagore (570-480 avant J.-C.) on affirma la sphéricité de la Terre, celle du Soleil et de la Lune en étant un indice. Toutes les formes et les mouvements célestes se devaient d'être parfaits, donc sphériques ou circulaires : le philosophe pythagoricien Parménide (-543, -449) fut le premier à exprimer la sphéricité de la Terre ainsi que le fait que la Lune était éclairée par le Soleil.

Le monde d'Aristote

Aristote (384-322 avant J.-C.), disciple de Platon, précepteur d'Alexandre le Grand, peut sans doute être considéré comme le plus grand savant de l'Antiquité. Son oeuvre colossale, composée de plusieurs dizaines de volumes, abordera aussi bien l'astronomie, la physique que la botanique ou la médecine. Aristote va en particulier développer un modèle physique, fondé sur l'observation et la perception intuitive des phénomènes, dont l'influence sera déterminante pour les siècles à venir. Sa conception de l'Univers est basée sur 3 dogmes fondamentaux :

1. la Terre est immobile au centre de l'Univers
2. il y a séparation absolue ente le monde terrestre imparfait et changeant et le monde céleste parfait et éternel (la limite étant l'orbite de la Lune)
3. les seuls mouvements célestes possibles sont les mouvements circulaires uniformes.

La Terre immobile est faite des quatre éléments eau, air, terre et feu. Aristote pense même avoir "démontré" l'immobilité de la Terre avec un argument basé sur le fait que si la Terre était en mouvement nous devrions en ressentir directement les effets. Pour ce qui est de la mécanique céleste, Aristote considérera un système de sphères centrées sur la Terre. La sphère extérieure est celle des fixes. Ce système présentait cependant un défaut majeur, qui sera mis en évidence au siècle suivant. S'il rendait en effet compte à peu près correctement des mouvements des planètes, il ne pouvait expliquer leurs variations d'éclat au cours de l'année, car dans ce modèle les planètes étaient supposées à une distance constante de la Terre. Certes, Aristote aurait pu invoquer une variation intrinsèque de l'éclat des planètes, mais cela était incompatible avec son dogme sur la perfection et l'immuabilité des cieux.



Le système d'Aristote

Les premières mesures

Il semble qu'au 4ème siècle avant notre ère, Héraclide du Pont (388-310 avant J.-C.) envisagea que la sphère des fixes était immobile et que la Terre tournait autour de son axe, ce qui expliquerait le mouvement diurne des étoiles (mais les sources écrites sont ici très ténues et incertaines).

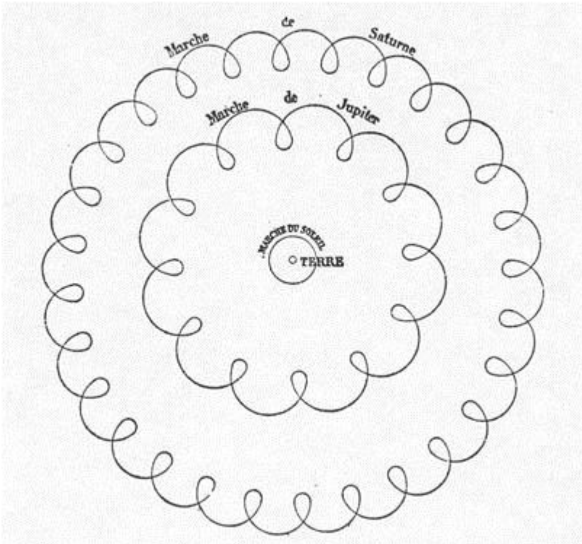
Au 3ème siècle avant notre ère Eratosthène (284-192 avant J.-C.) fit la première mesure précise du rayon terrestre : il utilisa le fait que l'ombre portée d'un bâton à midi faisait 7° 10' le jour du solstice à Alexandrie alors qu'elle était nulle (le Soleil était au zénith) 800 kilomètres plus au sud à Syène sur le tropique du Cancer. Ce fut le premier calcul mathématique de mesure dans le système solaire. Il trouva ainsi 6500 kilomètres pour le rayon terrestre, soit une valeur remarquablement correcte.

A la même époque vécut Aristarque de Samos (310-230 avant J.-C.), dont l'œuvre est attestée par très peu de traces écrites. Il fut sans doute un des premiers à estimer (avec une remarquable précision) la distance Terre-Lune. Aristarque est par ailleurs crédité (mais le seul témoignage écrit en est une phrase d'un manuscrit d'Archimède) pour avoir proposé un modèle héliocentrique du monde.

Au 2ème siècle avant notre ère vécut Hipparque (-190, -120), peut-être le plus grand astronome de l'Antiquité. Hipparque fut avant tout un grand observateur ce qui était rare à cette époque. Hipparque mis en évidence le phénomène de précession des équinoxes, qu'il estima être de 36 secondes d'arc par an (la vraie valeur est de 50 secondes). Hipparque calcula également assez précisément la longueur de l'année tropique : 365 jours 5 heures 55 minutes 12 secondes (la vraie valeur était 365 jours 5 heures 48 minutes 46 secondes).

L'univers de Ptolémée

L'astronomie grecque va connaître son apogée au 2ème siècle de notre ère avec l'astronome alexandrin Claude Ptolémée (100-170). Ptolémée va faire la synthèse de tous les travaux de ses prédécesseurs (en particulier Hipparque) et va les parachever en proposant un système physique et mathématique du ciel qui restera incontesté pendant près de 14 siècles. Tous les travaux astronomiques de Ptolémée sont quasiment regroupés dans un seul ouvrage majeur, la "grande syntaxe mathématique", plus connu sous le nom que lui donnèrent les Arabes : l'Almageste. L'Almageste reprend dans ses grandes lignes la vision aristotélicienne du monde physique, avec les mêmes dogmes et principes : dichotomie Terre/Univers, immobilité de la Terre, etc.

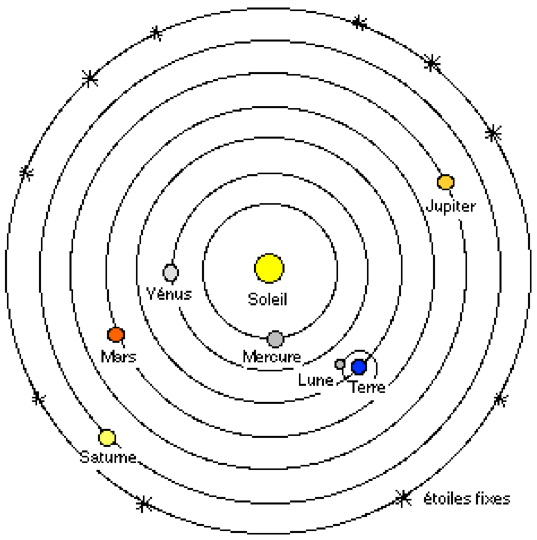


ÉPICYCLES DE PTOLÉMÉE.

L'héliocentrisme de Copernic

Nicolas Copernic (1473-1543), un chanoine et astronome polonais, va remettre en cause le modèle géocentrique du monde de Ptolémée et d'Aristote dans un ouvrage publié l'année de sa mort : le "De Revolutionibus orbium caelestium". Cet ouvrage propose un modèle héliocentrique du monde, dans lequel tous les mouvements planétaires sont centrés sur le Soleil. Mais surtout, ce que Copernic va affirmer c'est que la Terre n'est ni immobile, ni au centre du monde. Elle est en effet animée de 2 mouvements : l'un autour de son axe en 24h (qui remplace le mouvement de la sphère des fixes des Grecs anciens) et l'autre autour du Soleil en un an, faisant de la Terre une planète comme les autres. Contrairement à ce que l'on croit parfois, Copernic ne va pas démontrer l'héliocentrisme, car il faudra attendre plus de 150 ans pour avoir une preuve du mouvement de la Terre. L'argument de Copernic est que son modèle est plus simple, plus logique et plus "harmonieux" que celui de Ptolémée (même si dans le détail le fonctionnement mathématique du système copernicien est assez complexe).

Le De Revolutionibus, malgré son côté fondamentalement révolutionnaire, fut reçu avec relativement d'indifférence par les savants de l'époque. La théorie de Copernic ne permettait pas de construire de bonnes éphémérides parce que Copernic commettait la même erreur que tous ses prédécesseurs, les mouvements étaient supposés circulaires.

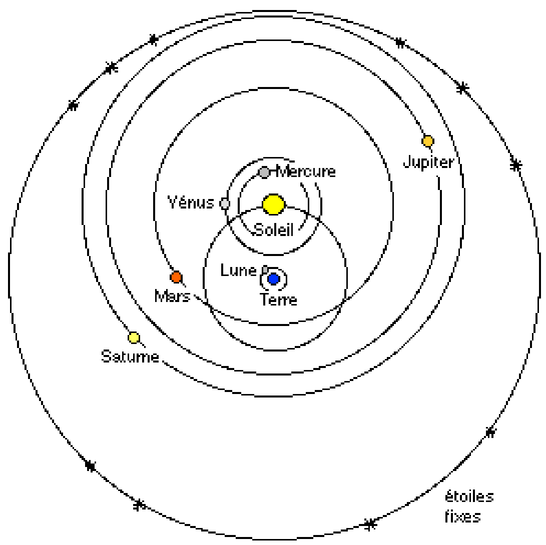


Le système héliocentrique de Copernic

Le géo héliocentrisme de Tycho-Brahe

Tycho Brahe (1546-1601) fut avant tout un observateur hors pair. Il construisit ses instruments lui permettant d'atteindre une précision de mesure inégalée (2 minutes de degré). Il effectua des observations continues du Soleil, de la Lune, des planètes et des étoiles pendant trente ans et constata les erreurs des tables d'éphémérides de l'époque. Il observa la supernova de 1572 ce qui sera le point de départ de la remise en cause de l'immuabilité de la sphère des fixes d'Aristote et de Ptolémée. Il observa une comète en 1577 et, là aussi, il prit en défaut les théories d'Aristote : la comète n'appartenait pas au monde sublunaire et son orbite coupait celles des autres planètes. Il ne put mesurer de parallaxe annuelle des étoiles, ce qui lui fit adopter le système géo héliocentrique.

Giordano Bruno (1548-1600) était plus un philosophe qu'un astronome (il croyait à l'astrologie) mais il introduisit une vision du monde fondée sur un univers infini qui tranchait avec les idées admises alors. Il défendit aussi l'idée de la pluralité des mondes habités autour des étoiles et celle que la Terre n'était pas le centre de l'univers, pas plus que le Soleil. Il se heurta violemment à l'Inquisition, ce qui n'était pas prudent à l'époque.



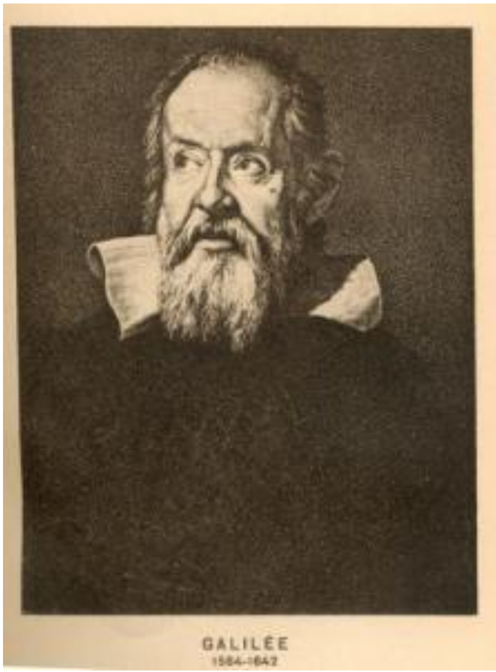
Le système astucieux de Tycho Brahe

Les orbites elliptiques autour du Soleil

Johannes Kepler (1571-1630), très grand calculateur et mathématicien, eut la chance de prendre la suite de Tycho Brahe dont il analysa les observations. Kepler fut capable d'en déduire les orbites des planètes et d'énoncer les lois qui portent son nom et qui caractérisent ces orbites. Il introduisit pour la première fois la notion d'orbite elliptique, rompant avec les sacro-saints mouvements circulaires uniformes érigés en dogme par les Grecs. Kepler montra par ailleurs que les plans des orbites planétaires passaient par le Soleil et non par la Terre, ce qui contredisait un des postulats du géocentrisme.

Galilée (1564-1642) était d'abord un physicien et il étudia la mécanique et la dynamique des corps en mouvement. Galilée établit la loi de l'inertie (tout corps non soumis à une force extérieure est animé d'un mouvement rectiligne uniforme et se trouve dans un référentiel que l'on nomme aujourd'hui "galiléen"). C'est à la fin de l'année 1609 et au début de 1610 qu'il a l'idée de braquer une lunette d'approche récemment inventée et qu'il a construit lui-même vers le ciel. Ses découvertes seront nombreuses et vont bouleverser la vision de l'univers de l'époque. Il observa des taches sur le Soleil, des cratères sur la Lune, les phases de Vénus, une multitude d'étoiles dans la Voie lactée et des satellites autour de Jupiter. Cette dernière découverte donnait le coup de grâce au géocentrisme. Il adhéra aux idées de Copernic et à l'héliocentrisme sans pouvoir le démontrer et ne considéra pas le géo héliocentrisme qui nous semble aujourd'hui être une étape incontournable dans l'élaboration d'un modèle d'univers.

Ainsi, au début du XVIIème siècle, on avait une vision de l'univers assez proche de la réalité. Cependant, on ignorait complètement comment les mouvements observés pouvaient se faire. Il faudra attendre Newton et la gravitation universelle et la mécanique céleste pour pouvoir décrire tous ces mouvements par des théories dynamiques et non plus de simples modèles cinématiques.



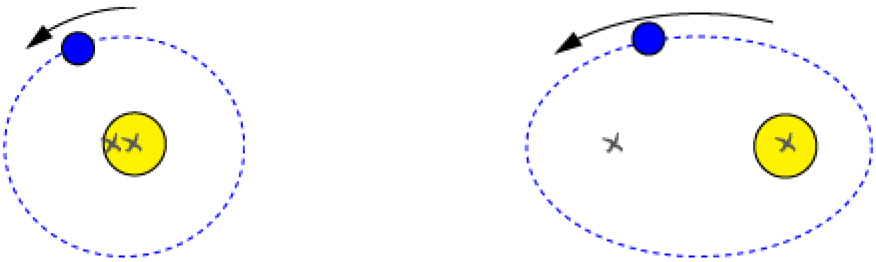
GALILÉE
1564-1642

KÉPLER
1571-1630

La première loi de Kepler

Chaque planète décrit, dans le sens direct, une ellipse dont le Soleil occupe l'un des foyers.

Jusqu'alors, on n'avait considéré que le cercle comme trajectoire possible des corps célestes. Ce sont les observations précises de Tycho Brahe qui ont permis de revenir sur ce postulat. L'ellipticité des orbites des planètes est très faible. La différence entre le cercle et l'orbite de la Terre est infime : si on veut la représenter sur une feuille de papier, la différence entre le cercle et l'ellipse tient dans l'épaisseur du trait de crayon ! Heureusement le Soleil n'est pas au centre de l'ellipse, mais au foyer qui est décentré et la deuxième loi de Kepler donne un moyen de mesurer cette ellipticité.



Le Soleil ,occupe le foyer de l'orbite elliptique d'une planète ou d'un astéroïde

La deuxième loi de Kepler

Les aires décrites par le rayon vecteur planète-Soleil sont proportionnelles aux temps employés pour les décrire.

La signification de cette loi est claire : les planètes ne tournent pas avec une vitesse uniforme ; elles vont plus vite quand elles sont près du Soleil et plus lentement quand elles en sont loin. Cela est particulièrement observable pour les comètes dont les orbites sont, contrairement à celles des planètes, très excentriques (très allongées). C'est cette variation de vitesse que Kepler a observé grâce aux observations de Tycho-Brahé.

La troisième loi de Kepler

Le cube du demi grand axe "a" d'une orbite d'une planète, divisé par le carré de la période de révolution sidérale "T" est une constante pour toutes les planètes du système solaire.

C'est-à-dire :

a^3/T^2 = constante ou bien $n^2 a^3$ = constante

(n étant le moyen mouvement = $2\pi/T$)

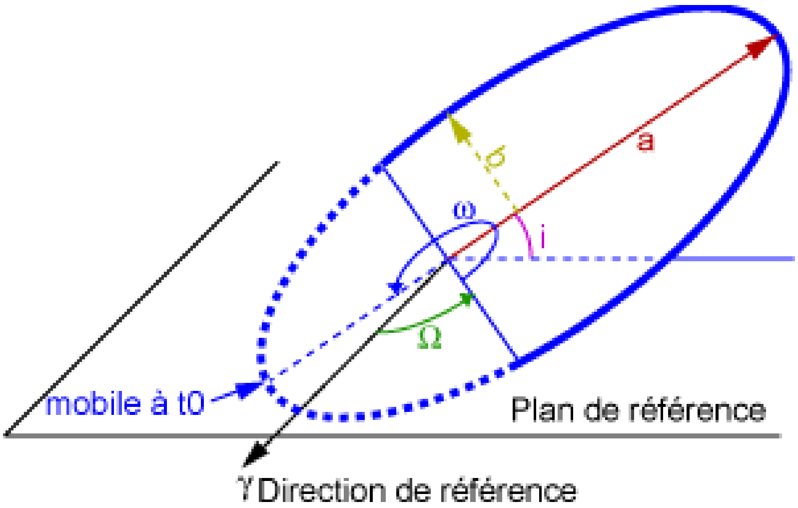
Cette loi relie les planètes entre elles et montre qu'il suffit de connaître une seule distance dans le système solaire pour les connaître toutes. En fait, cette loi provient de la masse prépondérante du Soleil dans le système solaire. On verra que la loi de la gravitation engendre une force proportionnelle aux masses en jeu. Dans le cas du système solaire, les masses des planètes sont négligeables devant celle du Soleil et la constante ci-dessus est le produit de la masse solaire et de la constante de la gravitation.

Kepler ne pouvait pas démontrer ses lois : il lui manquait les principes fondamentaux de la mécanique ainsi que la loi de Newton, c'est-à-dire les fondements de la dynamique, qui, appliqués aux astres, forment la mécanique céleste. Kepler introduit la notion de trajectoire elliptique qui va complètement modifier la modélisation du système solaire.

Les paramètres de l'ellipse

Pour définir une trajectoire elliptique, on a besoin de six paramètres :

- le demi-grand axe a
- l'excentricité e telle que $e^2=(a^2-b^2)/a^2$ où b est le demi-petit axe
- l'inclinaison i sur un plan de référence (équateur ou écliptique)
- la longitude du noeud ascendant sur le plan de référence (point où le mobile passe au dessus du plan de référence)
- la longitude du périastre (point de la trajectoire le plus proche du corps central) comptée à partir du noeud ascendant ou d'une direction fixe (équinoxe)
- l'instant de passage du corps au périastre t_0 ou l'anomalie moyenne $M=n(t-t_0)$où $n=2\pi/T$ avec T période de révolution définie par la 3ème loi de Kepler (qui dit que $n^2\ a^3$ est une constante connue).



Comment repérer une ellipse dans l'espace.

Les distances dans le système solaire et la troisième loi de Kepler

Ayant vu comment les astronomes mesurent les distances aux astres lointains -mais pas trop-, comment va-t-on concrètement mesurer le système solaire tout entier? Le Soleil est bien trop loin pour qu'une mesure de parallaxe nous en donne sa distance. Les lois de Kepler vont nous donner les rapports des distances des planètes au Soleil et il suffira de connaître une seule distance entre les planètes pour les connaître toutes.

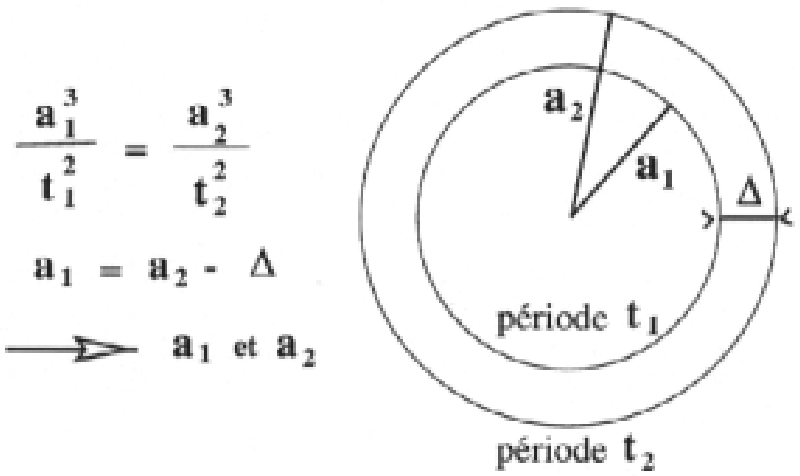
La première loi de Kepler énonce que les orbites des planètes autour du Soleil sont des ellipses.

La deuxième loi de Kepler est la loi des aires. Plus simplement, elle indique les planètes vont plus vite sur leur orbite quand elles sont près du Soleil.

La troisième loi de Kepler nous fournit les rapports entre les distances au Soleil de toutes les planètes et il suffit ainsi de connaître une seule distance dans le système solaire pour connaître toutes les autres. Elle s'énonce ainsi :

le rapport a^3/T^2 est constant pour toutes les planètes du système solaire où a est le demi grand axe de l'orbite et T la période de révolution autour du Soleil. La figure ci-dessous montre ce qui se passe si les orbites sont des cercles, connaissant la distance Δet les périodes t_1 et t_2.

La première loi de Kepler énonce le fait que les orbites sont des ellipses et on ne pourra donc pas assimiler les distances Soleil-Terre et Soleil-Vénus aux demi-grands axes a_T et a_V des orbites de la Terre et de Vénus. On passe du demi grand axe "a" à la distance Soleil-planète (rayon vecteur) "r_P" par la formule :
$r_P = a (1 - e \cos E)$ où e est l'excentricité de l'ellipse et E caractérise l'emplacement de la planète sur son orbite elliptique (E est appelé "anomalie excentrique).



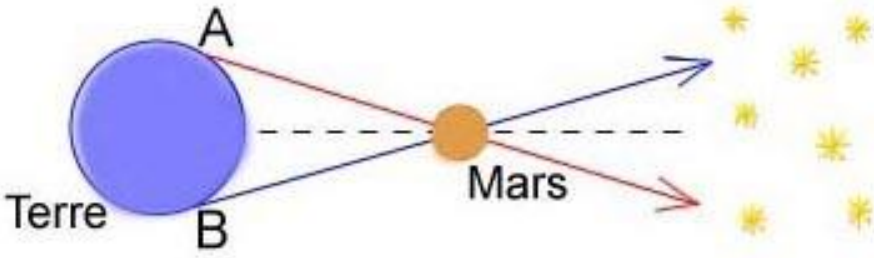
La mesure du système solaire : distance Terre-Mars

Pour mesurer le système solaire, il nous suffit donc de mesurer une distance entre la Terre et la planète la plus proche. Dès le XVIIème siècle, on s'est tourné vers Mars et Vénus qui passent régulièrement à une distance pas trop grande de la Terre.

Pour comprendre comment on va mesurer leur distance à la Terre, voyons concrètement comment en déterminer la parallaxe.

On a vu qu'il fallait mesurer un angle de visée d'un astre par rapport à une direction fixe, connue des deux observateurs, même éloignés et sans contact. Cette direction fixe va être fournie par un astre situé à proximité de l'astre dont on veut mesurer la distance, mais situé suffisamment loin pour pouvoir être considéré comme étant à l'infini. Cela revient à dire que sa parallaxe est nulle : quel que soit le lieu de la Terre d'où on l'observe, on le voit toujours dans la même direction. On va donc utiliser les étoiles pour laquelle la parallaxe diurne est négligeable. On a appliqué cette méthode à la planète Mars dès le XVIIème siècle mais la visée des étoiles était difficile et on a cherché un autre astre et une méthode plus facile.

Pour la planète Mars, seul le principe de la parallaxe avec un calcul utilisant une base connue (dépendant des lieux d'observation sur Terre) va nous permettre de calculer la distance Terre Mars.

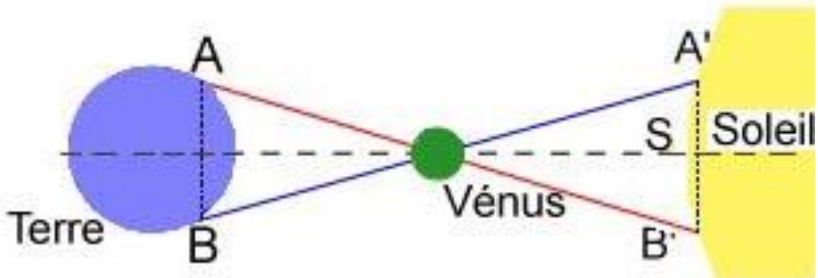


Cas de la planète Mars : celle-ci n'apparaît pas devant les mêmes étoiles selon le lieu d'observation sur Terre

La mesure du système solaire : distance Terre-Vénus

La planète Vénus, passant régulièrement devant le Soleil, a apporté une bonne solution. Lors d'un tel passage, le disque solaire est un repère sur lequel la planète Vénus va apparaître à des endroits différents pour des observateurs différents. C'est le principe de la parallaxe.

Pour Vénus, on se sert du Soleil comme référence pour calculer la parallaxe. A la différence du calcul de la parallaxe pour la planète Mars, le Soleil n'est pas à l'infini : il a lui aussi une parallaxe et il nous faut connaître le rapport des distances du Soleil à Vénus et à la Terre. Cela nous est fourni par les lois de Kepler. On connaît la distance AB, l'angle en V (Vénus), par l'observation, ainsi que le rapport VA/VA' (par la troisième loi de Kepler), on en déduit VT, VS et TS (S au centre du Soleil et T au centre de la Terre), d'où la distance Terre-Soleil et l'unité astronomique. Le problème se complique du fait que A et B bougent (rotation de la Terre autour de son axe), ainsi que T et V (révolution de la Terre et de Vénus autour du Soleil) et que le problème n'est pas plan (S, V, T, A, B, A', B' ne sont pas dans le même plan...).



Cas de la planète Vénus : la projection de son disque sombre sur le disque solaire lors d'un passage n'est pas la même pour deux observateurs terrestres

La détermination des distances dans le système solaire aujourd'hui

Quelles techniques applique-t-on aujourd’hui pour améliorer notre connaissance des distances dans le système solaire et calculer la valeur de la distance Terre-Soleil appelée « unité astronomique »? En fait, nous n’observons plus les passages de Vénus et ne faisons plus de mesures de parallaxe, parce que les techniques d'observation ont évoluées et d'autres types mesures sont apparues. Par contre, le principe de la troisième loi de Kepler qui relie entre elles toutes les distances du système solaire est toujours valable.

Première constatation: il faut mesurer la distance d'une planète à la Terre: les astéroïdes, petites planètes tournant autour du Soleil sur des orbites plus elliptiques que celle de la Terre vont s'y prêter à merveille. Ils s'approchent en effet de la Terre plus que Mars ou Vénus. L'astéroïde Eros, découvert en 1898, s'est approché à seulement 20 millions de kilomètres de la Terre en 1931 alors que Mars ne s'en approche qu'à 55 millions de kilomètres et Vénus à 37 millions. Des campagnes d'observation d'Eros eurent lieu en 1900 et 1931 et ont conduit à une bien meilleure valeur de l'unité astronomique que celles obtenues jusqu'alors.

Plus récemment, en 1970, des tirs radar ont été effectués sur Mars et ont fourni la distance Terre-Mars avec une très haute précision. Enfin, les sondes spatiales Viking, posées sur Mars ont aussi permis de déterminer directement cette distance.

La table ci-dessous récapitule les différentes valeurs de l'unité astronomique obtenues depuis le XVIIème siècle. La parallaxe est l’angle sous lequel on voit le rayon terrestre depuis le Soleil.

Evolution de la mesure de la distance Terre-Soleil

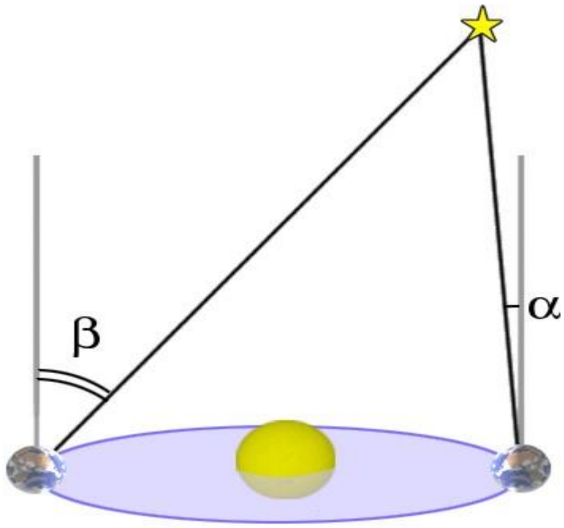
Planète cible	**méthode**	**date**	**parallaxe**	**distance Terre-Soleil**
Mars	astrométrie	1672	9,5 à 10	130 à 140
Vénus	passage	1761	8,3 à 10,6	125 à 160
Vénus	passage	1769	8,5 à 8,9	145 à 155
Mars	astrométrie	1862	8,84	149
Flora	astrométrie	1875	8,87	148
Vénus	passage	1874-82	8,790 à 8,880	148,1 à 149,7
Mars	astrométrie	1885	8,78	150
Eros	astrométrie	1900	8,806	149,4
Eros	astrométrie	1930	8,790	149,7
Mars	radar	1970	8,79415	149,5978
Mars	Viking	2000		149,597870691

Note: la parallaxe est donnée en secondes de degré et la distance Terre-Soleil en millions de kilomètres.

Les indicateurs de distances au-delà du Système Solaire

Les distances des étoiles proches et la parallaxe annuelle

Le principe de la parallaxe et les lois de Kepler sont donc suffisants pour nous permettre de mesurer le distance Terre-Vénus et, à partir de là, toutes les distances des planètes au Soleil.



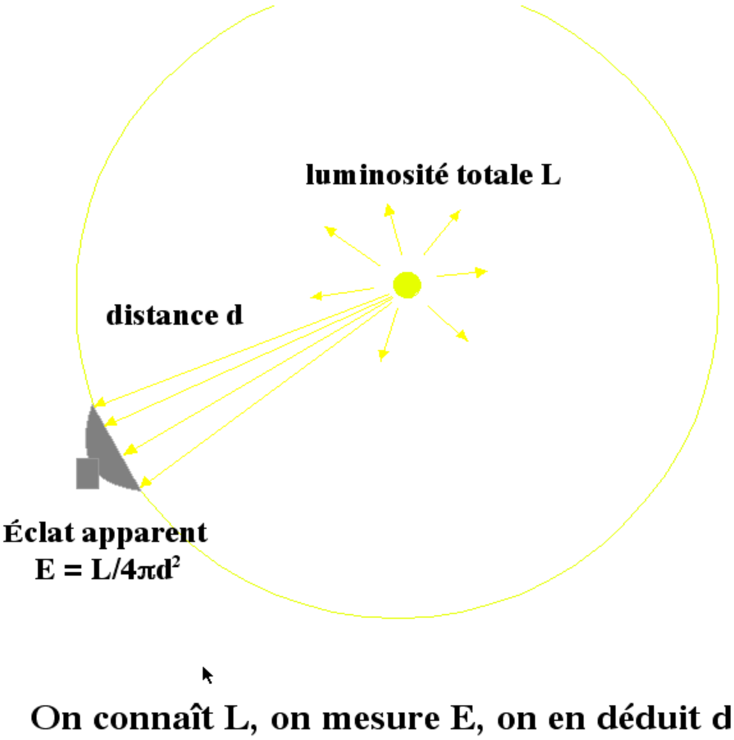
Mesure de la distance Terre-étoile grâce à la parallaxe due au mouvement de la Terre autour du Soleil

Comment, maintenant, avoir accès aux distances des étoiles? Ce qui est difficile pour les planètes devient impossible pour les étoiles: il nous faut une "base" bien plus large que la taille de la Terre utilisée avec la parallaxe diurne pour une triangulation. Ce sera le mouvement de la Terre autour du Soleil que nous allons utiliser. On va utiliser la parallaxe annuelle, c'est-à-dire les différentes positions de la Terre sur son orbite pour mesurer les différences de direction apparente avec une base suffisamment grande (la base procurée par les différentes positions de la Terre sur son orbite atteint 300 millions de kilomètres). Si la différence d'angle est d'une seconde de degré, on dira que l'étoile est à une distance de 1 parsec de la Terre. Ainsi, par définition, si Π est la parallaxe annuelle exprimée en secondes d'arcs, $1/\Pi$ sera la distance en parsecs.. Très peu d'étoiles ont une parallaxe mesurable depuis la Terre. Les satellites astrométriques (Hipparcos, puis Gaia), en augmentant la précision de mesure de cette parallaxe, permettent d'obtenir la distance à la Terre de beaucoup plus d'étoiles que depuis le sol terrestre.

Cette mesure repose donc aussi sur la triangulation et la parallaxe mais à 6 mois d'intervalle. Elle repose aussi sur la connaissance de cette unité fondamentale qu'est l'unité astronomique, liée à la distance Terre-Soleil.

Les distances photométriques

Nous venons de voir qu'au-delà du Système Solaire, les seules mesures réellement « géométriques » de distances sont les mesures de parallaxes annuelles des étoiles, mais on ne peut les mesurer que pour les quelques étoiles les plus proches du soleil (une centaine de milliers d'étoiles, quand même, depuis la mission du satellite astrométrique HIPPARCOS, avec une portée de ~3000 années de lumière). On utilise donc des méthodes indirectes, appelées "indicateurs de distance". Ces méthodes font appel en général à des distances "photométriques", c'est à dire que l'on mesure un éclat apparent et qu'on le compare à ce que l'on connait de la luminosité intrinsèque de l'objet.



On ne reçoit d'une étoile de luminosité L que la partie du rayonnement (a priori isotrope) interceptée par notre instrument situé à la distance d de la source lumineuse, soit un flux ou éclat apparent égal à $E=L / 4\ \pi\, d^2$

La construction de l'échelle des distances repose sur une succession d'étapes où chacune est calibrée sur la précédente: les mesures de parallaxe permettent d'obtenir la distance des étoiles les plus proches, ces mêmes étoiles servent à estimer les distances d'autres étoiles ou amas d'étoiles plus éloignés, où sont présentes certaines catégories d'objets suffisamment brillants pour être observés et reconnus dans d'autres galaxies, qui à leur tour par une morphologie ou des caractéristiques physiques particulières permettent de deviner la distances de galaxies encore plus lointaines etc...
Le principe de base de la mesure des distances consiste en l'utilisation de «chandelles standards» que l'on sait reconnaître à distance et dont on a calibré la luminosité. Il s'agit donc de choisir une catégorie d'astres:

- dont on a toutes les raisons de penser qu'ils ont tous la même luminosité
- que l'on peut aisément identifier par l'observation d'un ou plusieurs paramètres indépendants de la distance
- qui sont suffisamment lumineux pour qu'on puisse les observer très loin

On distingue principalement deux grandes classes d'indicateurs, primaires et secondaires, selon qu'il sont basés sur des propriétés d'étoiles individuelles ou d'objets bien connus de notre Voie Lactée, ou qu'il dépendent de propriétés globales des galaxies... Les premiers donnent accès aux distances à l'intérieur de notre propre Galaxie et jusqu'aux quelques quarante galaxies les plus proches, les seconds atteignent des échelles beaucoup plus grandes et concernent plusieurs milliers d'objets. Les pages suivantes vont détailler quelques unes des

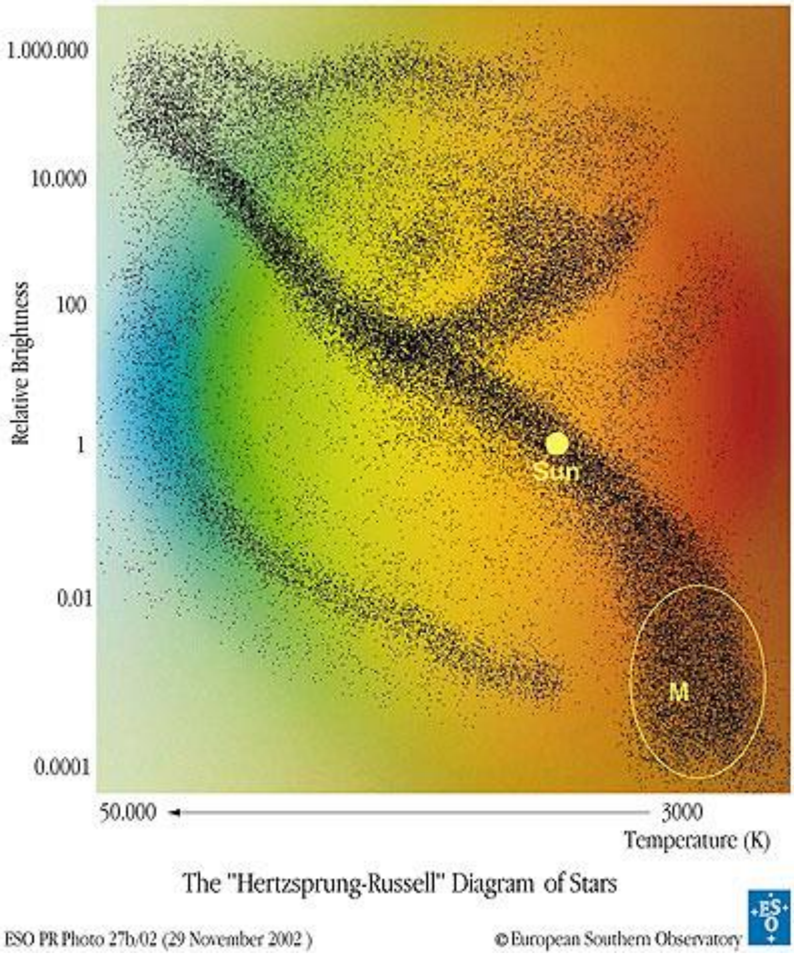
méthodes les plus utilisées en matière d'estimation des distances, mais avant de continuer, il nous faut faire une digression sur la notion de magnitude.
La magnitude apparente d'un astre est une mesure de son éclat apparent, c'est à dire de la puissance reçue par unité de surface sur le miroir d'un télescope, dans une échelle logarithmique. L'échelle des magnitudes a été construite de manière à ressembler aux « grandeurs » d'Hipparque, un astronome grec du 2ième siècle avant J.C., qui fit un premier catalogue d'étoiles classées selon leur brillance (de 1 pour les plus brillantes à 6 pour les plus faibles). Si E est l'éclat apparent, on exprime la magnitude apparente comme « $m \sim -2.5 \log(E)$ ». La magnitude absolue se réfère à la luminosité totale L de l'objet étudié ($M \sim -2.5 \log(L)$). Par définition, il s'agit de la magnitude apparente qu'aurait l'objet si il était situé à 10 parsecs de nous. Enfin, on appelle module de distance la quantité $\mu = m - M = 5 \log d - 5$, où d est la distance exprimée en parsecs (pc).

Les propriétés statistiques des étoiles

Le diagramme de Hertzsrung-Russel

En 1911, E. Hertzsprung traçait un diagramme couleur-magnitude pour des étoiles appartenant à un même amas stellaire. Deux ans plus tard, H. Russel construisait un diagramme similaire en représentant la luminosité des étoiles dont il connaissait la distance par leur parallaxe en fonction de la température déduite d'une classification spectrale des étoiles. Ces deux astronomes mettaient en fait en évidence une relation très importante entre la luminosité intrinsèque et la température superficielle des étoiles. Le diagramme de Hertzsprung-Russel devint rapidement un élément incontournable de l'étude de l'évolution et de la physique stellaire.

On observe que dans ce diagramme les étoiles ne se répartissent pas au hasard, mais peuplent au contraire des zones bien définies. Ainsi, on distingue: la séquence principale, une longue bande diagonale qui s'étend des étoiles chaudes et massives jusqu'aux étoiles froides de faible masse; au-dessus, les deux branches des géantes et des super géantes; et en-dessous, une sorte de cimetière d'étoiles, la zone des naines blanches. Lorsqu'une étoile naît, à partir de la contraction d'un nuage de gaz, et que les premières réactions thermonucléaires commencent en son coeur, elle se trouve sur la séquence principale. L'étoile évolue ensuite vers les branches des géantes ou des super géantes, ses couches externes se refroidissant et s'étendant dans le milieu interstellaire. La rapidité de son évolution dépend essentiellement de sa masse et de sa composition chimique initiale. L'étoile finit sa vie, soit de manière violente, en explosant en une supernova, laissant derrière elle un résidu très dense sous forme de trou noir ou d'étoile à neutron, soit de manière calme en expulsant lentement son enveloppe sous forme de nébuleuse planétaire, son coeur devenant ce que l'on appelle une naine blanche, un type d'étoile très compact et très chaud (~10000 degrés, ce sera le cas par exemple de notre Soleil); La zone des naines blanches se trouve en bas à gauche du diagramme...



Le diagramme Hertzsrung-Russel. Sur l'axe vertical est portée la luminosité en unités de masse solaire, sur l'axe horizontal on trouve la température en Kelvins. Sont indiquées les positions du Soleil et celles des étoiles les moins massives et les plus froides (classe M)

La parallaxe spectroscopique

La couleur d'une étoile est par définition la différence de magnitude entre les mesures observées dans deux filtres. On utilise par exemple les mesures dans le bleu (filtre B de Johnson) et dans le visible (filtre V de Johnson): on parle alors de l'indice de couleur (B-V).
Le type spectral est déterminé par les familles de raies d'absorption que l'on trouve dans le spectre de l'étoile. Les étoiles sont classées selon la séquence OBAFGKM. Dans une étoile chaude de type B par exemple, les raies de l'hydrogène sont les plus intenses et l'on peut voir aussi les raies de l'hélium (HeI) et de l'hélium une fois ionisé (HeII). Dans une étoile plutôt froide de type K ou M, ce sont les raies du calcium ionisé qui sont prépondérantes et on y observe de nombreuses bandes moléculaires... La signature de ces éléments, tout comme la mesure de l'indice de couleur, nous donnent une estimation relativement précise de la température superficielle de l'étoile.
La classe de luminosité, quant à elle, est définie à partir de la largeur des raies observées dans le spectre de l'étoile. Les super géantes, de classe I, ont par exemple les raies les plus fines, les naines de la séquence principale, de classe V, ont les raies les plus larges.
Si l'on est capable de déterminer avec précision la température d'une étoile, à partir de sa couleur ou de son type spectral, et que l'on peut lui affecter une classe de luminosité, le diagramme de Hertzsprung-Russel nous donne alors un moyen de déterminer sa distance. Pour une super géante bleue comme Rigel (β Orion), de type spectral B8 et de classe de luminosité Ia, avec une température de surface de 11500 degrés, on trouvera par exemple une magnitude absolue visuelle de -7, ce qui, confronté à la mesure de sa magnitude apparente de

0.14, lui confère une distance d'environ 268 parsecs, soit pas loin de 900 années de lumières. On appelle ce type de mesure de distance, une parallaxe spectroscopique.

Les étoiles variables

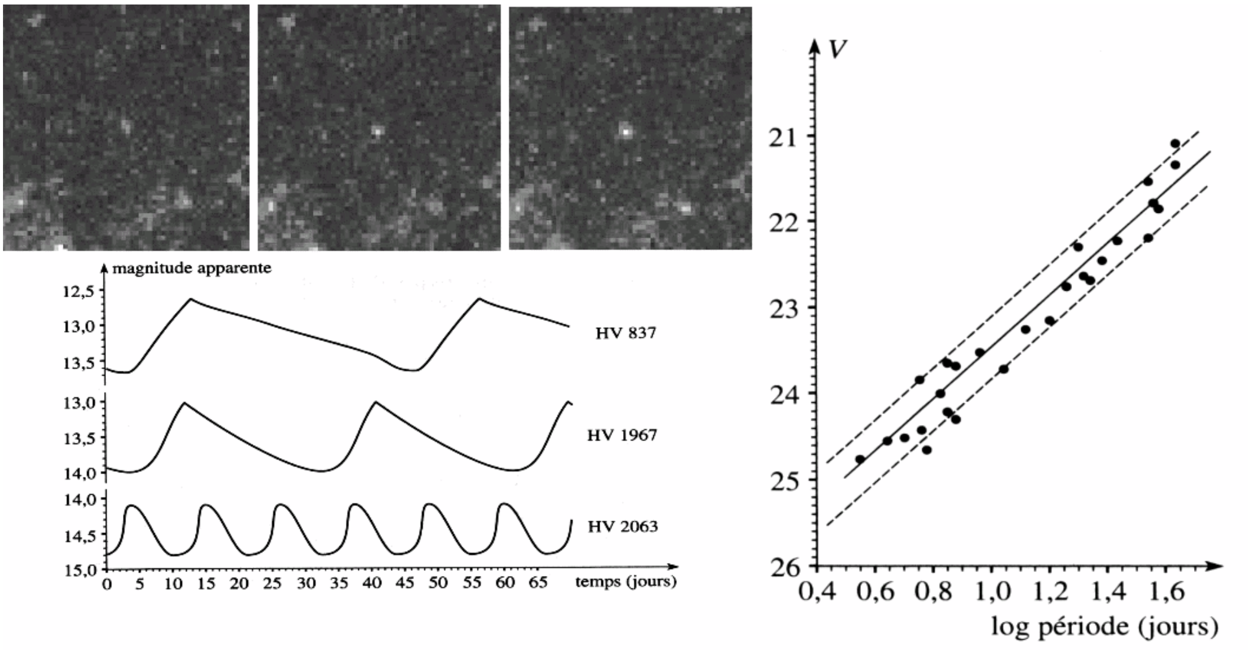
Les étoiles variables RR-Lyrae

Les étoiles variables RR-Lyrae constituent un groupe très homogène et ont toutes à peu près la même magnitude absolue moyenne (de l'ordre de 0.6 mag en bande V). Ce sont des étoiles vieilles que l'ont trouve près du centre galactique, dans le halo, ou dans les amas globulaires. Elles occupent une place très caractéristique dans le diagramme magnitude-couleur de Hertzsprung-Russel (HR), dans une zone très pauvre en étoiles au niveau de ce que l'on appelle la branche horizontale (et que l'on observe dans les amas évolués). C'est en utilisant les RR-Lyrae comme indicateurs de distance que Harlow Shapley détermina la distribution des amas globulaires dans notre Galaxie et mesura pour la première fois la distance du Soleil au centre de la Voie Lactée situé dans la direction du Sagittaire. Il montra que les amas globulaires sont répartis dans un halo sphérique autour d'un disque plat que l'on voit par la tranche. Les distances qu'il mesura pour les amas globulaires (jusqu'à 100.000 al pour l'amas d'Hercule) lui donnèrent pour la Galaxie le diamètre record de 300.000 al (soit trois fois trop grand). Mais il négligeait à l'époque le phénomène d'absorption par le gaz et les poussières interstellaires, qui diminue l'éclat perçu et nous fait croire la source plus éloignée qu'elle n'est en réalité.
Les RR-Lyrae ont une période de pulsation qui varie de 1.5 à 24 heures, et ont une magnitude absolue constante de l'ordre de 0.5 à 1 magnitude (moyenne ~ 0.6 mag en bande V).

Les étoiles variables Céphéides

Les étoiles céphéides sont des étoiles pulsantes dont la luminosité varie périodiquement au cours du temps. Elles tiennent leur nom de l'étoile δ Céphée découverte en 1784 par John Goodricke. En étudiant les céphéides du Petit Nuage de Magellan, c'est Henrietta Leavitt qui découvrit en 1912 que la période de variation de leur éclat était en corrélation avec leur magnitude apparente : plus la céphéide est lumineuse, plus sa période est longue (<M> = a logP + b). La mesure de la période P permet donc de déterminer la magnitude absolue <M> et donc la distance par comparaison avec la magnitude apparente moyenne. Quand en 1924 Edwin Hubble mesura pour la première fois les distances des galaxies du Groupe Local, M31, M33 et NGC6822, il utilisa la relation période-luminosité des céphéides.

Les étoiles variables de type céphéide ont une période de pulsation qui s'échelonne de 1 jour à 50 jours. Ces étoiles ont l'avantage d'être intrinsèquement très lumineuses et donc de pouvoir être observées relativement loin (~ 80 millions d'années de lumière avec le Télescope Spatial Hubble). Leur mécanisme de pulsation est de plus physiquement bien connu, ce qui en fait un indicateur de distances très fiable. Ces étoiles sont observables essentiellement dans les galaxies spirales ou irrégulières où il existe des populations stellaires jeunes.



En haut, la même céphéide observée à trois date différentes. En bas la courbe de lumière (éclat en fonction du temps) pour trois céphéides de périodes différentes. A droite, la relation période-luminosité pour les étoiles du Petit Nuage de Magellan (l'axe vertical représente des magnitudes apparentes dans le visible).

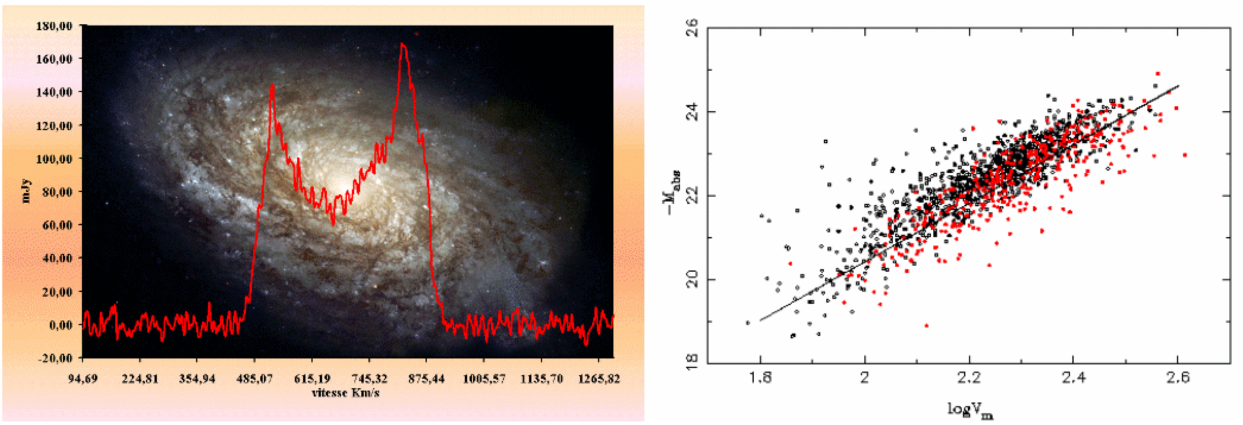
Les supernovae

Le phénomène de supernova résulte de l'explosion globale d'une étoile. Elles sont donc très brillantes, puisque c'est toute l'énergie contenue dans l'étoile qui est libérée en une fois. Il existe deux catégories de supernovae: celles de type I qui résultent comme les novae d'un transfert de masse entre les deux composantes d'un système binaire, et celles de type II, qui correspondent à la fin de vie normale d'une étoile de masse supérieure à 9 masses solaires, dont le coeur s'effondre en une étoile à neutrons ou un trou noir et dont les couches externes sont expulsées violemment. Les supernovae de type Ia sont les indicateurs primaires à plus longue portée, puisqu'elles permettent d'atteindre des distances cosmologiques, soit presque 10 milliards d'années de lumière ! Mais elles sont rares. Elles sont caractérisées par leur spectre qui ne comporte dans le visible, ni les raies de l'hydrogène, ni celles de l'hélium. Leur magnitude absolue est remarquablement constante au maximum d'éclat, évaluée dans le visible à $M_v \sim -19.48$ mag.

Les propriétés globales des galaxies

La relation de Tully-Fisher, du noms des deux astronomes qui l'on découverte en 1977, relie la vitesse maximale de rotation d'une galaxie spirale à sa luminosité ou à son diamètre intrinsèque. Cette loi empirique prend la forme suivante: $M = a \log V_{max} + b$, où les coefficients a et b sont appelés respectivement la pente et le point-zéro de la relation. La mesure du maximum de la vitesse de rotation observée permet alors d'estimer la magnitude absolue, et par comparaison avec l'éclat apparent mesuré, d'en déduire la distance. C'est une relation de type masse-luminosité qui rend compte du fait que:

- plus une galaxie est massive, plus elle tourne vite
- plus une galaxie est massive, plus elle contient d'étoiles et plus elle est lumineuse.



A gauche, le spectre radio montrant la raie 21-cm de l'hydrogène neutre (dont on déduit la vitesse de rotation du gaz dans le disque), superposé à une image optique de la même galaxie. A droite, le diagramme de Tully Fisher où l'on voit la magnitude absolue en fonction du logarithme de la vitesse de rotation.

La vitesse de rotation est mesurée à partir de l'émission du gaz contenu dans le disque. Cette mesure se fait essentiellement soit à partir d'une courbe de rotation de la galaxie obtenue en spectroscopie optique (analyse de la raie Hα de l'hydrogène en émission), soit à partir du spectre radio autour de 1420 MHz (analyse de la raie 21-cm de l'hydrogène neutre). Ce critère permet d'atteindre une précision de 15 à 25 % sur les distances. On obtient une bonne calibration de la relation Tully-Fisher en utilisant les étoiles céphéides qui ont été observées par le Télescope Spatial Hubble dans une bonne trentaine de galaxies spirales proches. Il existe aujourd'hui des mesures de vitesse de rotation pour environ 16600 galaxies de notre univers proche.

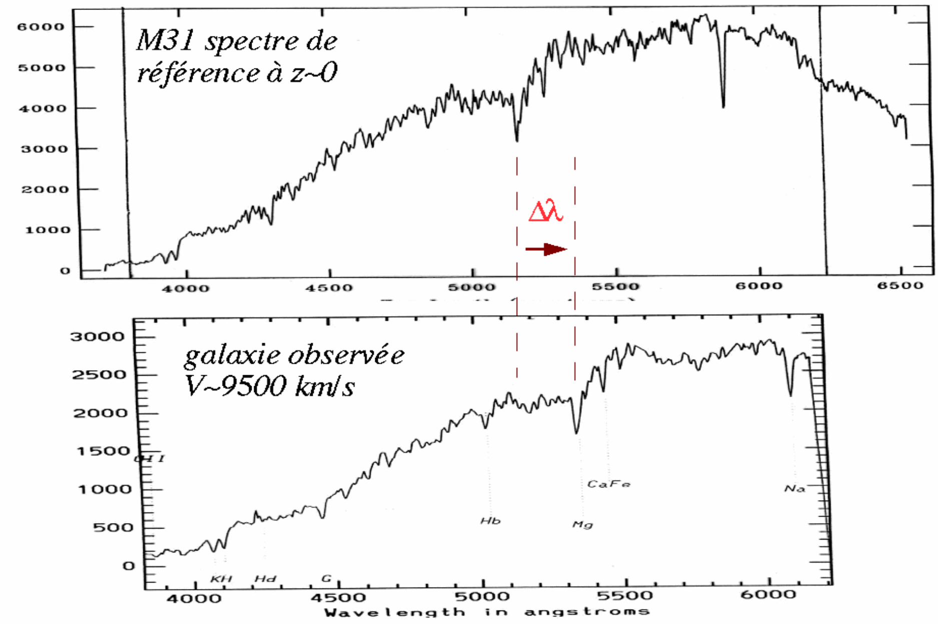
Il existe une relation similaire pour les galaxies elliptiques, pauvres en gaz et composées principalement d'étoiles: c'est la relation de Faber-Jackson, découverte en 1976. Elle relie la luminosité intrinsèque d'une galaxie elliptique (mais aussi d'une galaxie lenticulaire ou du bulbe d'une galaxie spirale) à la dispersion des vitesses des étoiles mesurées en son coeur. Cette dispersion centrale des vitesses est mesurée à partir de l'élargissement de certaines raies d'absorption dans le spectre optique des galaxies. Ce type de mesure est disponible pour environ 4000 galaxies.

Ces deux critères de distance très utilisés ont une portée de l'ordre de 500 millions d'années de lumière.

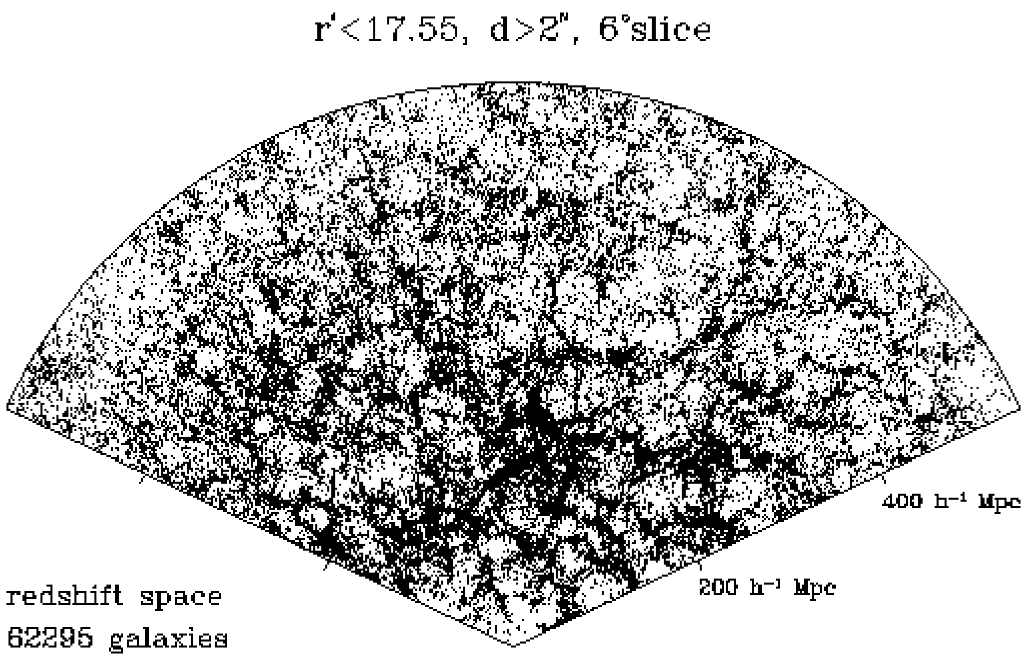
La mesure du décalage vers le rouge et la loi de Hubble

Le plus utilisé des estimateurs de distance reste certainement la loi de Hubble. En 1929, analysant les raies dans les spectres des galaxies, Edwin Hubble montra que les spectres sont systématiquement décalés vers le rouge et découvrit que le décalage est proportionnel à la distance des galaxies. L'interprétation de ce décalage spectral observé (le redshift $z = \Delta\lambda / \lambda$) comme un effet Doppler ($V \sim cz$, où c est la vitesse de la lumière), nous donne une mesure de la vitesse radiale (le long de la ligne de visée) de la galaxie. Plus une galaxie est loin de nous, plus elle s'éloigne vite: notre univers est donc en expansion. A la même époque, on découvrait que le concept d'un univers évolutif, en expansion, est contenu dans les équations de la relativité générale.

La mesure du redshift $z = V/c = \Delta\lambda/\lambda$



Les mesures modernes du taux d'expansion H_0 (ou constante de Hubble) donnent une valeur comprise entre 50 et 70 km/s/Mpc. Les mouvements particuliers des galaxies étant de l'ordre de quelques centaines de km/s, la vitesse radiale observée n'est un bon indicateur de la vitesse cosmologique qu'au-delà d'une certaine distance, quand ces mouvements deviennent négligeables devant l'expansion (au-delà d'une centaine de millions d'années de lumière). Inversement, la proportionnalité entre vitesses et distances ($V = H_0 . d$) n'est valable que dans l'univers proche (pour des distances inférieures à 5 milliards d'années de lumière) où les effets de la courbure de l'espace ne se font pas sentir. Ce sont donc ces fameux décalages vers le rouge qui ont permis les premières cartographies 3D de notre univers et la découverte des grandes structures: amas, filaments, bulles et grands murs que l'on observe jusqu'à des échelles de quelques centaines de millions d'années de lumière.



Une tranche d'univers vue par le grand relevé de redshifts Sloan Digitalized Sky Survey. L'observateur est au sommet du triangle. Nous observons des grandes *structures jusqu'aux limites du catalogue à près de 2 milliards d'années de lumière de nous.*

Conclusion

Au terme de cette revue des méthodes de détermination des distances dans l'univers, on peut se demander pourquoi nous mesurons toutes ces distances avec des méthodes indirectes compliquées, alors que le décalage vers le rouge seul pourrait finalement faire l'affaire ? Et bien parce que lorsque l'on mesure de manière indépendante la distance et la vitesse radiale des galaxies, on peut accéder à d'autres paramètres d'importance cosmologique comme:
-la mesure du taux d'expansion de l'univers
-l'estimation de son âge (dans le cadre d'un modèle)
-la mesure des mouvements particuliers des galaxies, la distribution de la masse totale et la proportion de matière noire à différentes échelles
-la densité moyenne de l'univers et la courbure de l'espace à grande échelle, qui nous renseignent sur son devenir...

Annexe : la définition de l'unité astronomique.

On a vu l'importance de la distance Terre-Soleil ou « unité astronomique » pour la mesure des parallaxes annuelles, base des mesures des distances dans l'univers. La complexité du mouvement de la Terre (et de la Lune) autour du Soleil, a amené les astronomes à définir l'unité astronomique autrement que par le demi-grand axe de l'orbite de la Terre (ou de l'orbite du centre de gravité du système Terre-Lune). En effet, ce demi-grand axe n'étant connu qu'avec la précision actuelle des observations, il était difficile de l'utiliser comme « unité ».
L'unité astronomique a donc d'abord été définie comme le demi-grand axe d'une orbite que décrirait autour du Soleil une planète de masse négligeable, non perturbée, dont le moyen mouvement est égal à k radians par jour, k étant la constante de Gauss, les unités de temps et de masse étant comme suit.
unité de temps : le jour, égal à 86400 secondes du Système International.
unité de masse : la masse du Soleil 1,9889 x 1030 kg (définition de 1992).
La constante de Gauss a alors pour valeur: 0,017 202 098 95.
La distance Terre-Soleil étant mesurée avec de plus en plus de précision, l'Union Astronomique Internationale a décidé, en 2012, de définir l'unité astronomique comme suit :
1 ua = 149 597 870 700 mètres.
Il est à noter que l'inconnue sur la mesure de la distance Terre-Soleil est désormais transférée sur la détermination de la constante de la gravitation universelle (cf. le cours de mécanique céleste).