

La mesure des distances dans le système solaire et dans l'univers

J.-E. Arlot, G. Theureau

Observatoire de Paris/UFE

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 ?

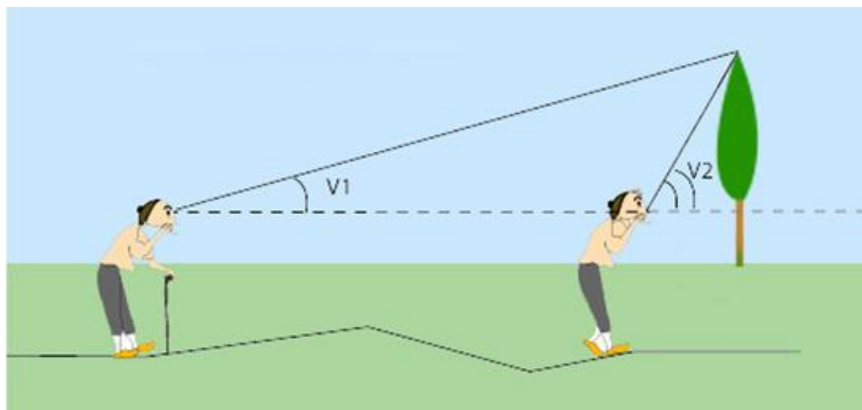
Pour cela, deux notions vont être nécessaires.

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.

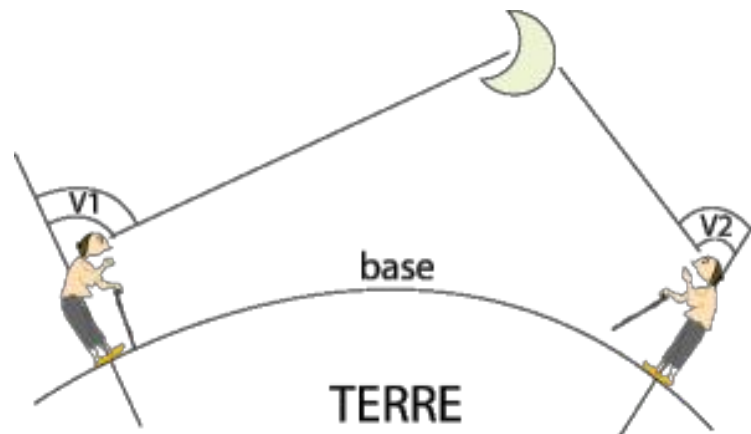


Calcul d'une distance par triangulation

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.

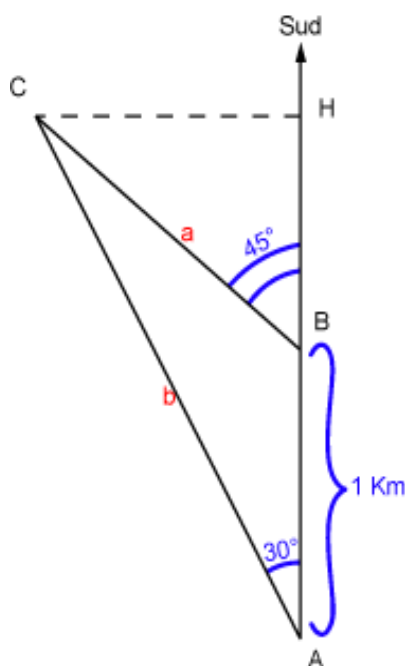
On conçoit bien que cette méthode a ses limites : si l'astre est très loin, la plus grande base terrestre ne pouvant dépasser 12000 kilomètres (le diamètre terrestre), il faut que la différence d'angle de visée entre les deux observateurs soit mesurable avec l'instrumentation dont les astronomes disposent.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



Calcul d'une distance par parallaxe

Calcul d'une distance par triangulation'

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°



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

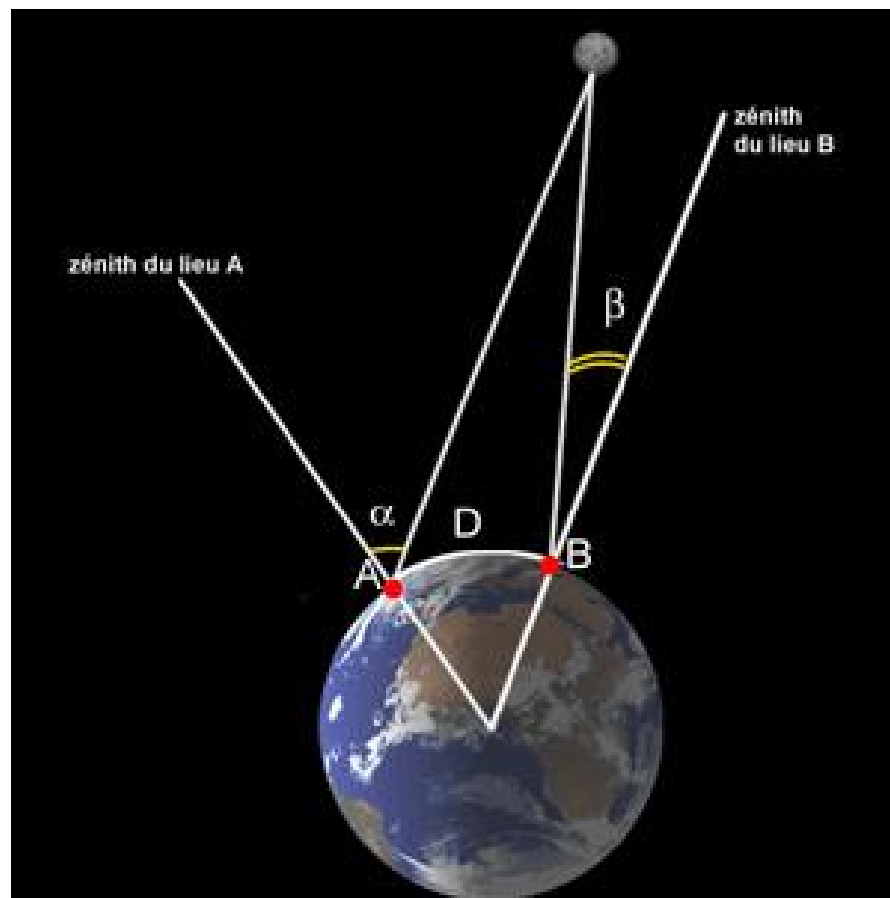
$$\frac{a}{\sin 30^\circ} = \frac{1 \text{ km}}{\sin \hat{C}} \quad \text{où } \hat{C} = 180^\circ - (\hat{A} + \hat{B}) = 180^\circ - 165^\circ = 15^\circ$$

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

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

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.

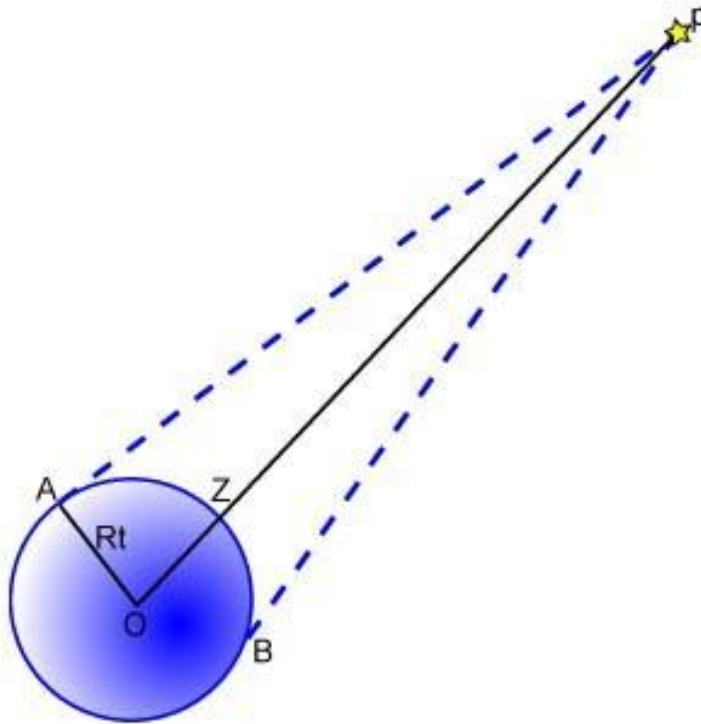


Principe de la mesure de la distance Terre-Lune par triangulation

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.



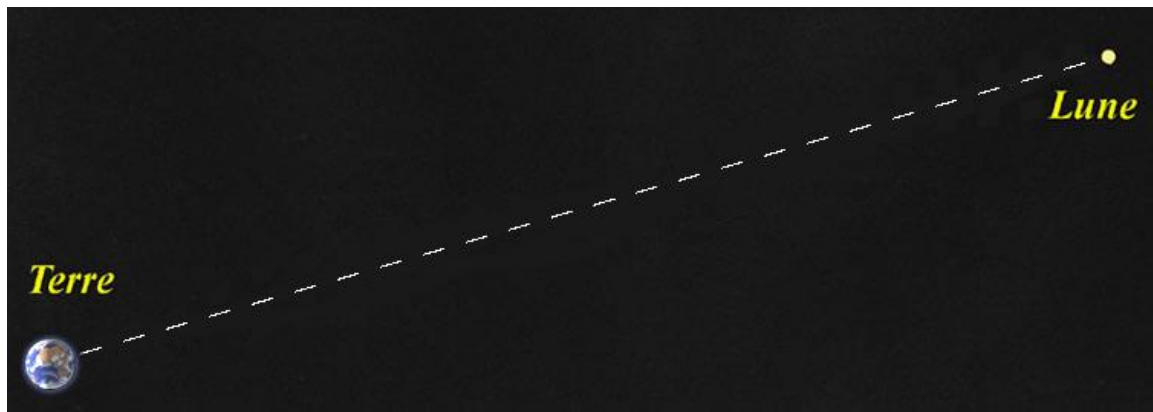
La rotation de la Terre vue du pôle. Par suite de la rotation de la Terre, l'observateur passe du point B au point A. Lorsqu'il est au point Z, l'astre lui apparaît au zénith et lorsqu'il est au point A, à l'horizon

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.



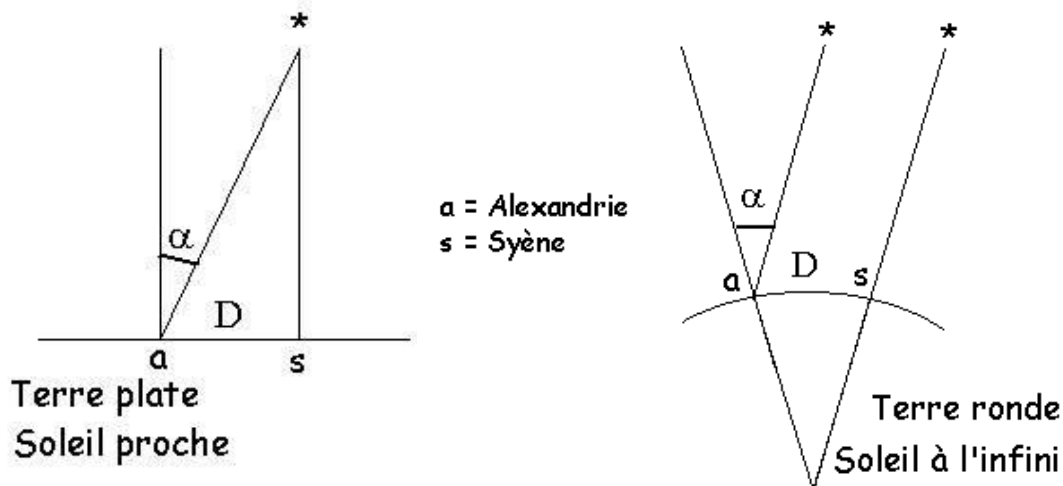
La distance Terre-Lune (distance et taille des astres sont à la même échelle, ce qui montre la difficulté d'une triangulation)

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 fautive : 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

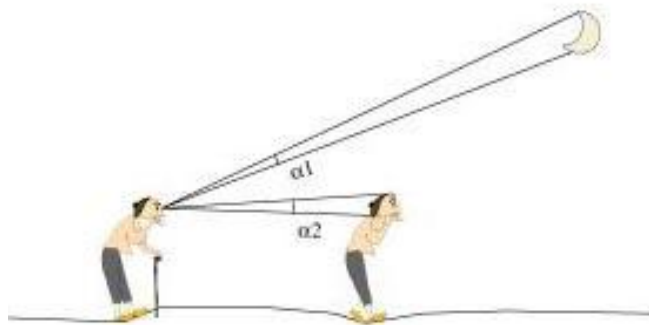
Comment mesurer la Terre et constater qu'elle est ronde ? Sa rotondité est facilement compréhensible et deux faits avaient amené les astronomes de l'antiquité à admettre cette rotondité. D'abord, lors de l'observation des éclipses de Lune, l'ombre de la Terre sur la Lune est circulaire. Mais cette constatation 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 donné (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 α_1 et α_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...

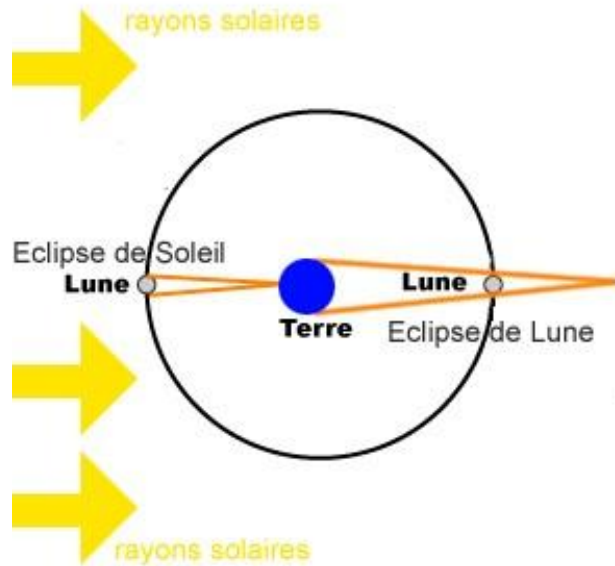
Par contre, si $\alpha_1 = \alpha_2$, alors distances et tailles sont liées entre elles grâce au théorème de Thalès.



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.

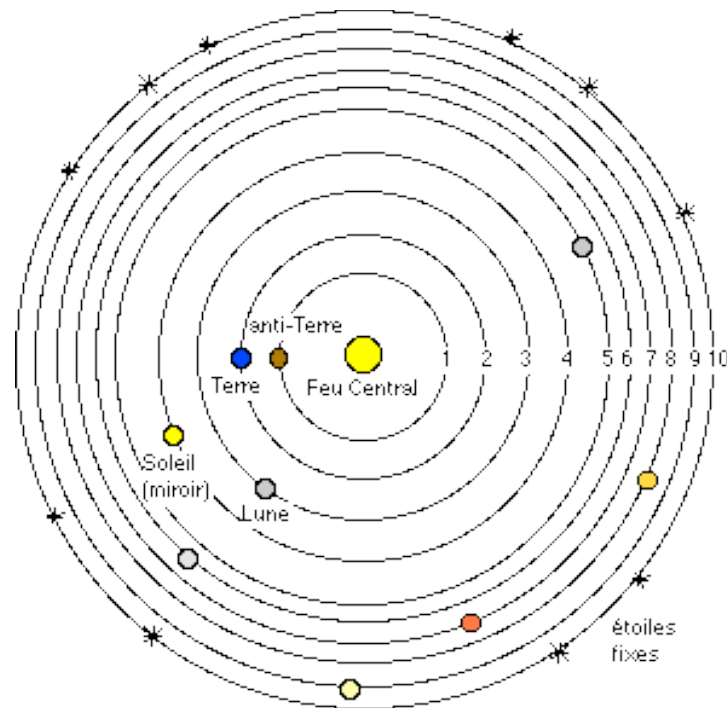
Rappel historique : pourquoi l'héliocentrisme ?

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 6^{ème} 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.

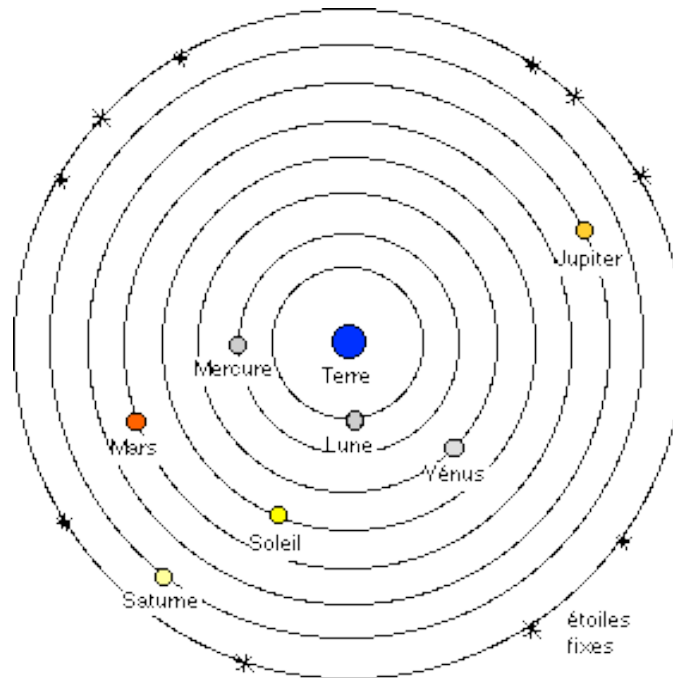
Vers la même époque, à l'école de Pythagore (570-480 avant J.-C.) on affirma la sphéricité de la Terre, celle du Soleil et de la Lune en étant un indice. Toutes les formes et les mouvements célestes se devaient d'être parfaits, donc sphériques ou circulaires : le philosophe pythagoricien Parménide (-543, -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 entre 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 considéra 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 4^{ème} 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 3^{ème} 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 $7^{\circ} 10'$ 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.

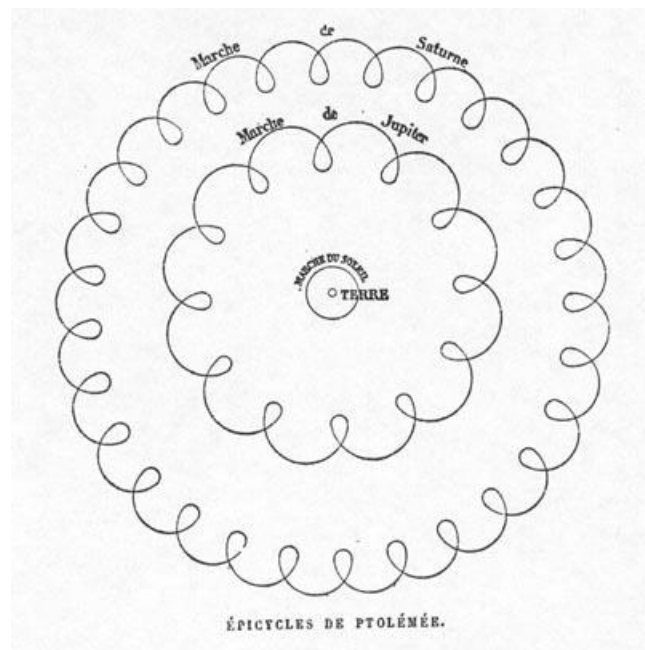
A la même époque vécut Aristarque de Samos (310-230 avant J.-C.), dont l'œuvre est attestée par très peu de traces écrites. Il fut sans doute un des premiers à estimer (avec une remarquable précision) la distance Terre-Lune. Aristarque est par ailleurs crédité (mais le seul témoignage écrit en est une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

Au 2^{ème} 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

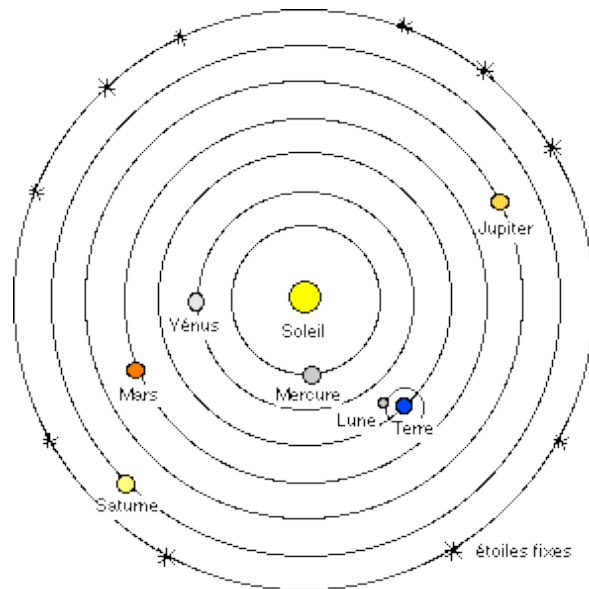
L'astronomie grecque va connaître son apogée au 2ème siècle de notre ère avec l'astronome alexandrin Claude Ptolémée (100-170). Ptolémée va faire la synthèse de tous les travaux de ses prédécesseurs (en particulier Hipparque) et va les parachever en proposant un système physique et mathématique du ciel 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.



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.

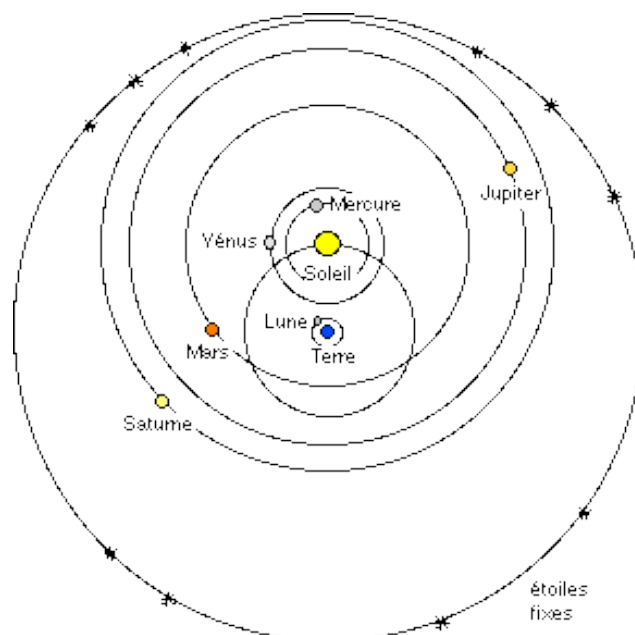


Le système héliocentrique de Copernic

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.



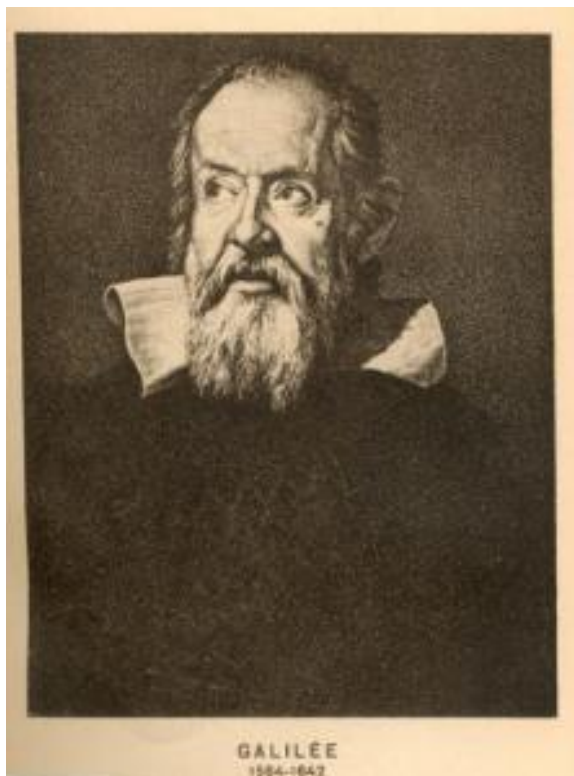
Le système astucieux de Tycho Brahe

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.



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 :

$$a^3/T^2 = \text{constante} \text{ ou bien } n^2 a^3 = \text{constante}$$

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

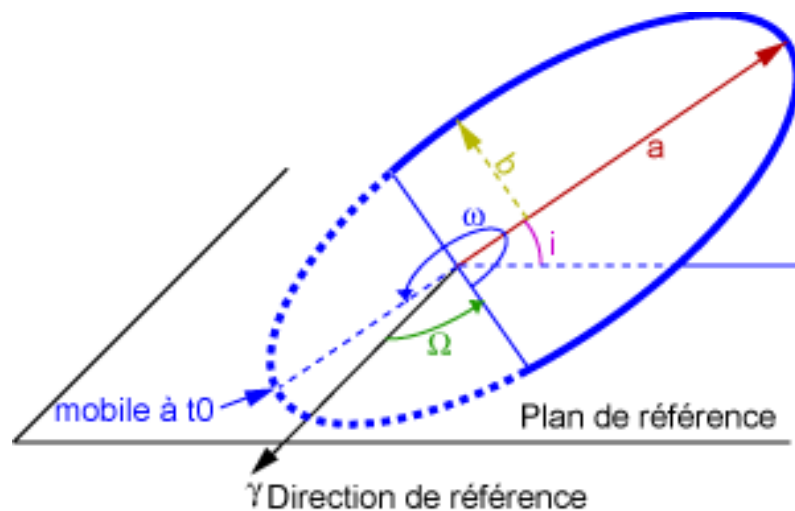
Cette loi relie les planètes entre elles et montre qu'il suffit de connaître une seule distance dans le système solaire pour les connaître toutes. En fait, cette loi provient de la masse prépondérante du Soleil dans le système solaire. On verra que la loi de la gravitation engendre une force proportionnelle 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.

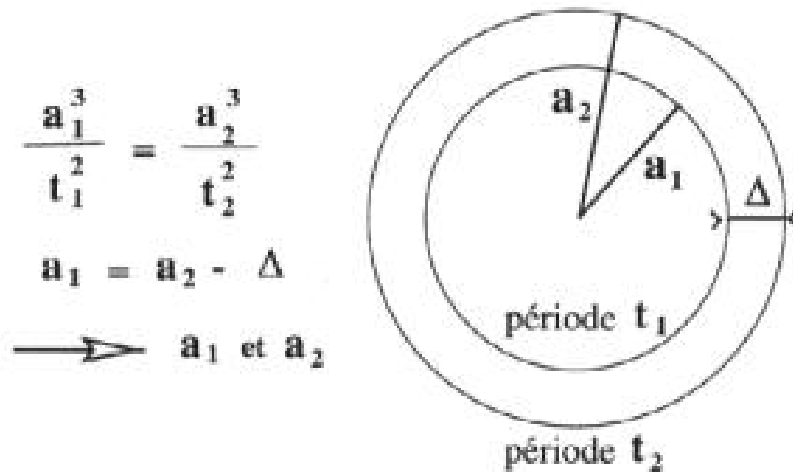
La deuxième loi de Kepler est la loi des aires. Plus simplement, elle indique les planètes vont plus vite sur leur orbite quand elles sont près du Soleil.

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 Δ et 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").



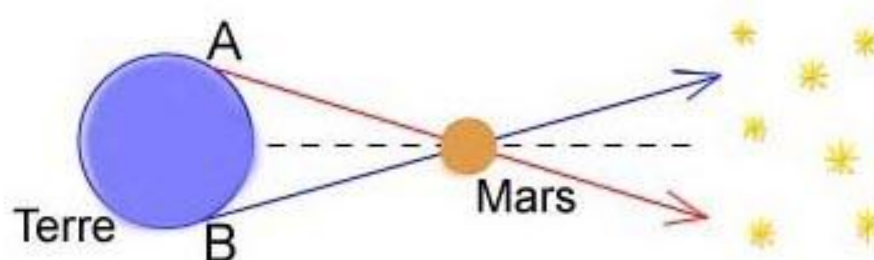
La mesure du système solaire : distance Terre-Mars

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.

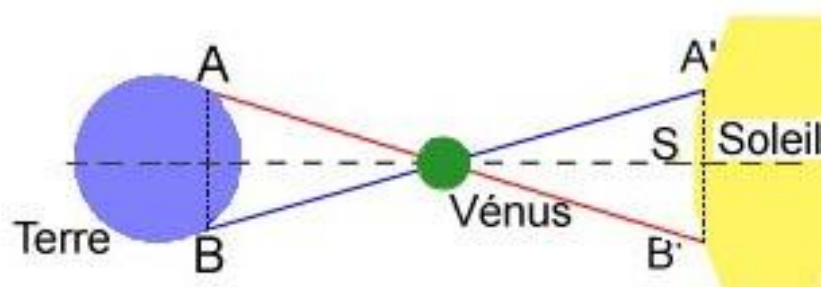


Cas de la planète Mars : celle-ci n'apparaît pas devant les mêmes étoiles selon le lieu d'observation sur Terre

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 de 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 XVII^{ème} 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

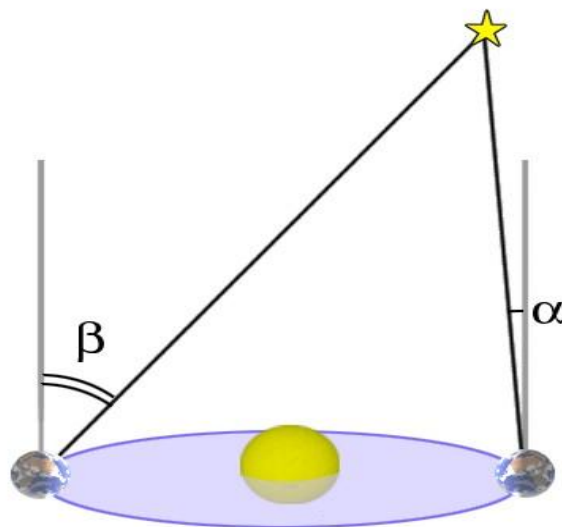
Planète cible	méthode	date	parallaxe	distance Terre-Soleil
Mars	astrométrie	1672	9,5 à 10	130 à 140
Vénus	passage	1761	8,3 à 10,6	125 à 160
Vénus	passage	1769	8,5 à 8,9	145 à 155
Mars	astrométrie	1862	8,84	149
Flora	astrométrie	1875	8,87	148
Vénus	passage	1874-82	8,790 à 8,880	148,1 à 149,7
Mars	astrométrie	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

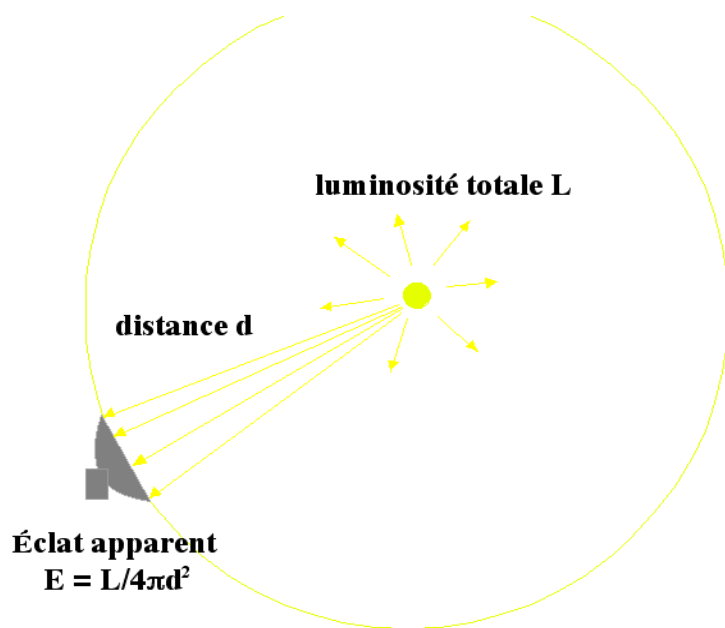
Comment, maintenant, avoir accès aux distances des étoiles? Ce qui est difficile pour les planètes devient impossible pour les étoiles: il nous faut une "base" bien plus large que la taille de la Terre utilisée avec la parallaxe diurne pour une triangulation. Ce sera le mouvement de la Terre autour du 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 connaît de la luminosité intrinsèque de l'objet.



↖
On connaît L, on mesure E, on en déduit d

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 2^{ième} 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).

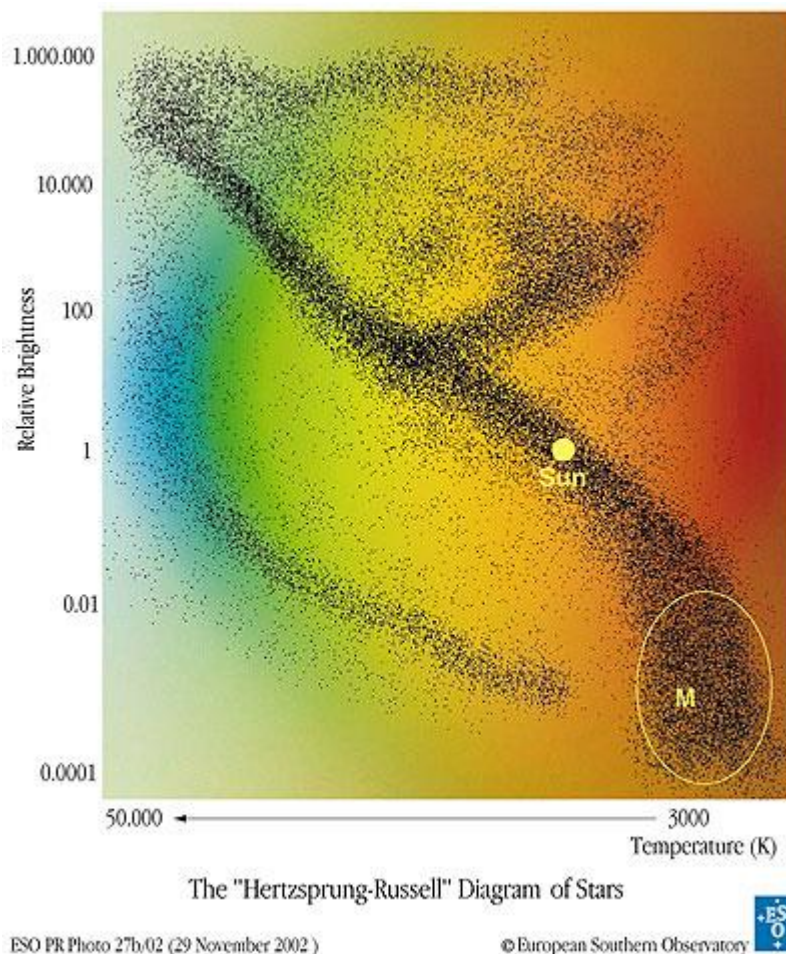
Les propriétés statistiques des étoiles

Le diagramme de Hertzsprung-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 Hertzsprung-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

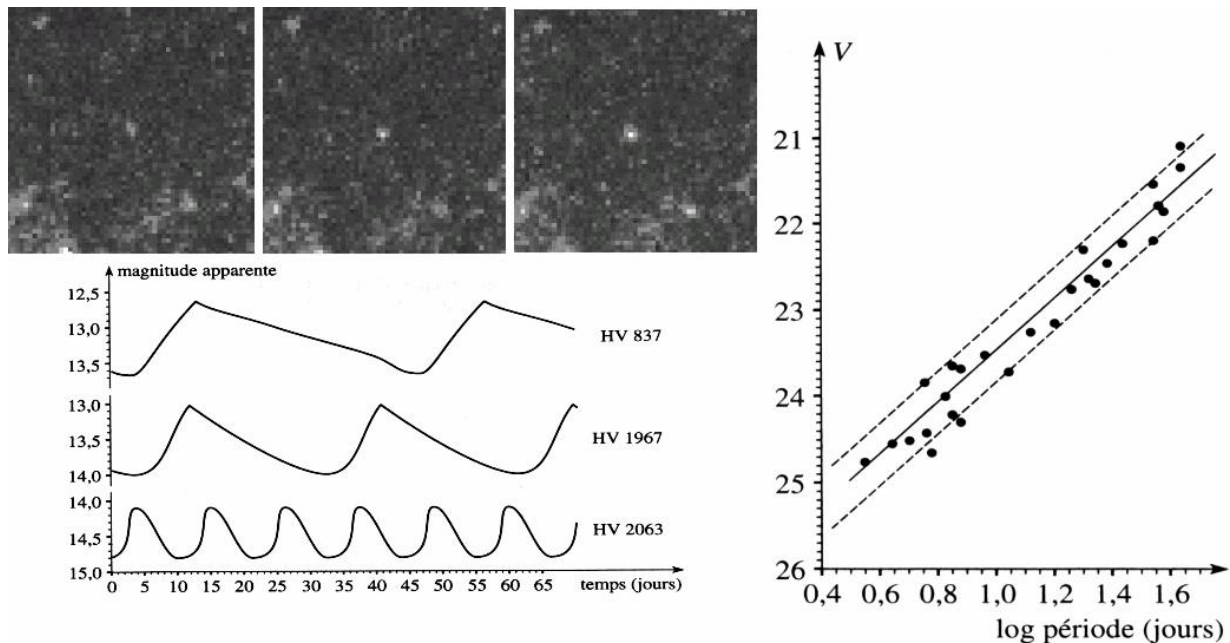
Les étoiles variables RR-Lyrae constituent un groupe très homogène et ont toutes à peu près la même magnitude absolue moyenne (de l'ordre de 0.6 mag en bande V). Ce sont des étoiles vieilles que l'on trouve près du centre galactique, dans le halo, ou dans les amas globulaires. Elles occupent une place 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 ($\langle M \rangle = a \log P + b$). La mesure de la période P permet donc de déterminer la magnitude absolue $\langle M \rangle$ 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).

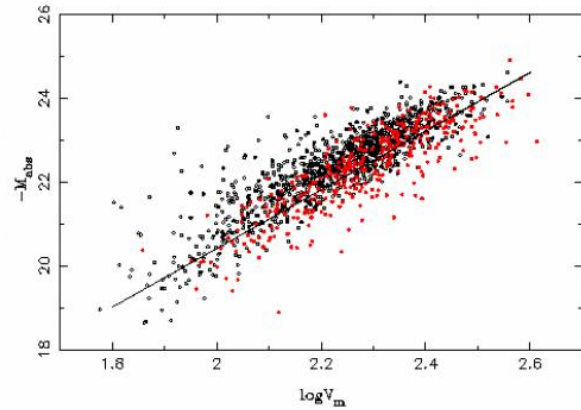
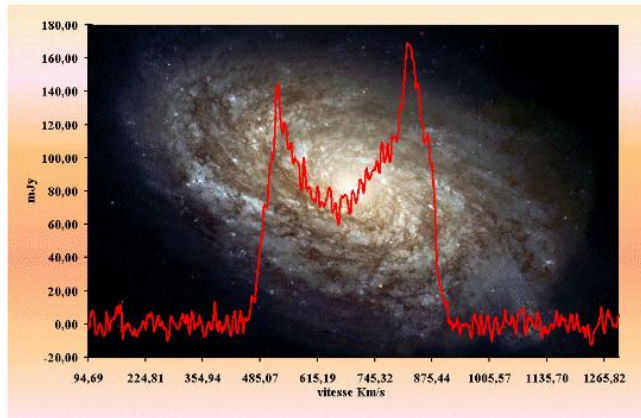
Les supernovae

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 cœur 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 nom 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 H α 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.

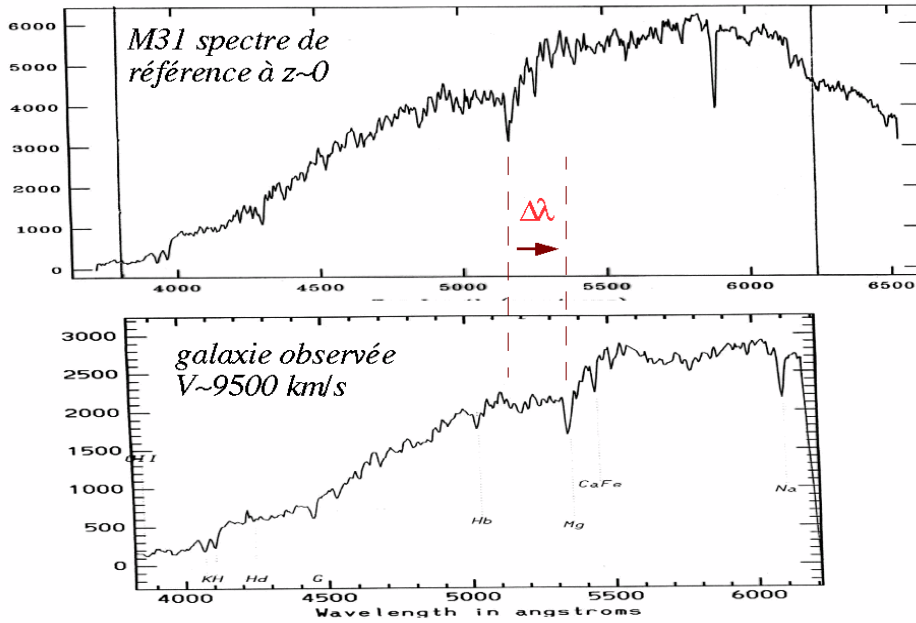
Ces deux critères de distance très utilisés ont une portée de l'ordre de 500 millions d'années de lumière.

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.

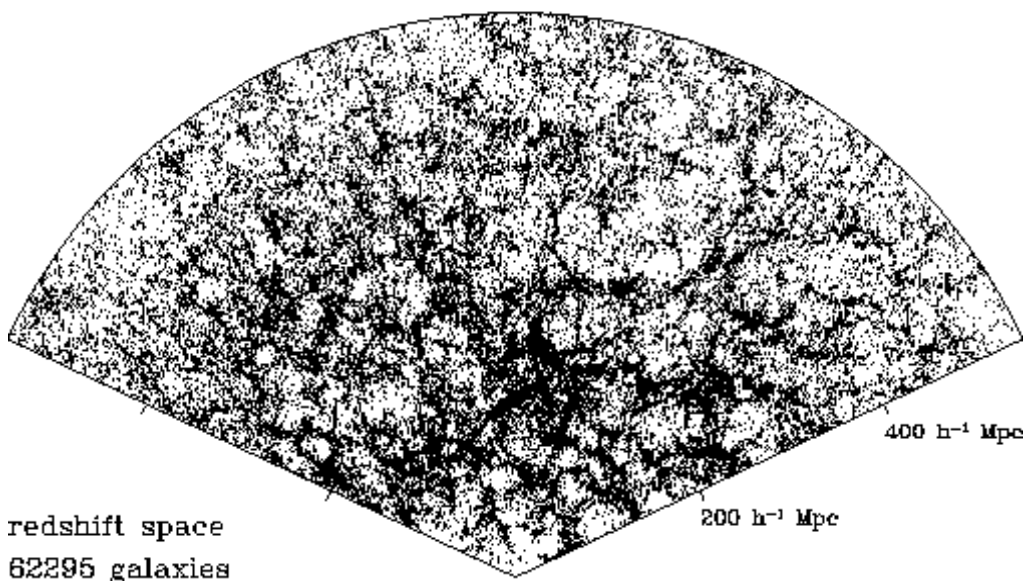
La mesure du redshift

$$z = V/c = \Delta\lambda/\lambda$$



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 ($V = H_0 \cdot d$) 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.

$r' < 17.55^\circ$, $d > 2''$, 6° slice



redshift space
62295 galaxies

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 $1,9889 \times 10^{30}$ 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).