SOCIETE ASTRONOMIQUE DE LYON

REVUE TRIMESTRIELLE

Nouvelle série – N° 24 – 1985

Photo de couverture :

Taille de miroir de télescopes.

Camp d'été de la Société Astronomique de Lyon. Propières. Août 1983.

Photo : C. BEAUDOIN.

LA DÉTERMINATION DES DISTANCES EN ASTRONOMIE

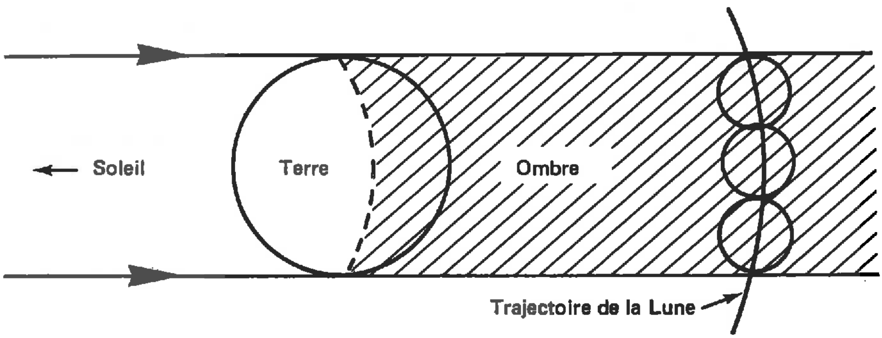
Conférence faite par D. Sondaz, le 14 janvier 1984

Mesurer l'Univers a toujours été l'un des objectifs fondamentaux de l'Astronomie. Dès le IIIème siècle avant J.C., Aristarque de Samos inventa une méthode pour calculer la distance de la Lune et celle du Soleil. De nos jours, une partie de la communauté astronomique s'efforce d'améliorer l'évaluation des distances stellaires et des distances des objets extragalactiques, galaxies et quasars.

Nous allons essayer de passer en revue les diverses méthodes qui sont utilisées pour mesurer les distances qui nous séparent des astres en commençant par le plus proche de tous, notre voisine la Lune, pour terminer avec les plus lointains quasars.

1 – La Lune.

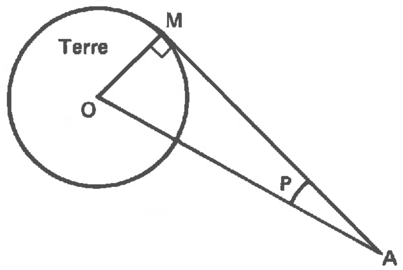
C'est, nous venons de le dire, Aristarque (310 ? - 230 ? avant J.C.) qui tenta, le premier, de déterminer la distance Terre - Lune. Il avait remarqué, d'une part, que la Lune se déplace d'un angle égal à son diamètre apparent (le diamètre apparent d'un astre est l'angle sous lequel on le voit) en une heure et, d'autre part, que, durant les plus longues éclipses de Lune, celle-ci restait totalement dans l'ombre pendant deux heures.



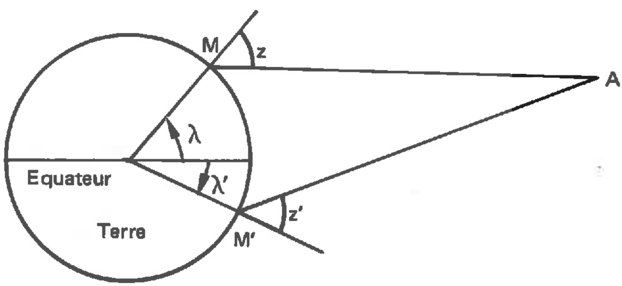
Faisant l'hypothèse que le Soleil est suffisamment éloigné pour que l'on puisse considérer comme un cylindre le cône d'ombre portée par la Terre, il en déduisait que le diamètre de la Lune était égal au tiers de celui de la Terre. Le fondant sur une estimation du diamètre de la Terre due à Aristote (384 - 322 avant J.C.), il pouvait connaître celui de la Lune. Il pouvait alors, connaissant aussi le diamètre apparent de celle-ci, calculer la distance Terre - Lune. La méthode était astucieuse mais souffrait d'une mauvaise connaissance du diamètre de la Terre (c'est Ératosthène – 284 ? - 192 ? avant J.C. – qui fera la première mesure exacte de la circonférence terrestre), d'une erreur sur le diamètre apparent de la Lune (il le prenait égal à 2° alors qu'il est égal à 31') et du fait que le cône d'ombre portée par la Terre n'est pas tout à fait un cylindre mais un cône très peu ouvert.

En appliquant cette méthode, Hipparque (190 ? - 125 ? avant J.C.) trouve la distance Terre - Lune égale à 38 diamètres terrestres, ce qui est tout à fait remarquable puisque la distance moyenne Terre - Lune est, en réalité, égale à 30 diamètres terrestres (plus précisément 60,38 rayons terrestres).

Faisons un grand saut dans le temps et arrivons au XVIII^{ème} siècle. Définissons d'abord la parallaxe horizontale d'un astre. Supposons qu'un astre A se trouve dans l'horizon d'un point M de la Terre. Soit O le centre de celle-ci. L'angle P sous lequel on voit, depuis A, le rayon OM de la Terre s'appelle la parallaxe horizontale de l'astre A.



Dès que l'on peut mesurer cet angle P, comme on connaît la valeur du rayon terrestre, on est en mesure de calculer la distance OA (à l'aide de la formule très simple $OA = \frac{OM}{\sin P}$). On ne peut, bien sûr, pas mesurer directement P. Voici comment on peut procéder lorsque A est la Lune ou le Soleil.



En deux points M et M' de la Terre, situés sur le même méridien, l'un, M, ayant une latitude boréale , l'autre, M', ayant une latitude australe , on mesure la distance zénithale de A (la distance zénithale de A est l'angle que fait la direction allant de l'observateur à l'astre A avec la verticale passant par l'observateur). Soient z et z' les distances zénithales de A en M et M' lorsqu'il passe au méridien. C'est alors un exercice de trigonométrie du niveau d'une classe de Seconde de prouver que l'on peut connaître P dès que l'on a les valeurs de λ, λ', z, z'. La formule que l'on obtient est :

$$P \text{ (en radians)} = \frac{z + z' - (\lambda + \lambda')}{\sin z + \sin z'}$$

La valeur moyenne de P est 57' 40" (P varie entre 52' et 62')

Lalande et La Caille calculèrent, par cette méthode, la distance de la Lune en 1751 (leurs points M et M' étaient Berlin et le Cap de Bonne Espérance).

Une méthode moderne et précise de détermination des distances des objets les plus proches du Système solaire consiste à utiliser l'écho radar. Pour ce faire, un radar émet, en une fraction de seconde (de l'ordre de la microseconde), une impulsion ayant une très forte puissance de crête (plusieurs centaines ou plusieurs milliers de kilowatts) ; ce signal se propage dans le vide à la vitesse c = 300 000 km/s (plus précisément c = 299 792,458 km/s) ; il se réfléchit contre la surface de l'astre dont on veut mesurer la distance d et revient sur Terre où il est capté par le radar. Si t désigne le temps qui s'est écoulé entre l'émission et la réception du signal (temps dit « temps d'écho »), on a évidemment :

$$d = \frac{ct}{2}$$

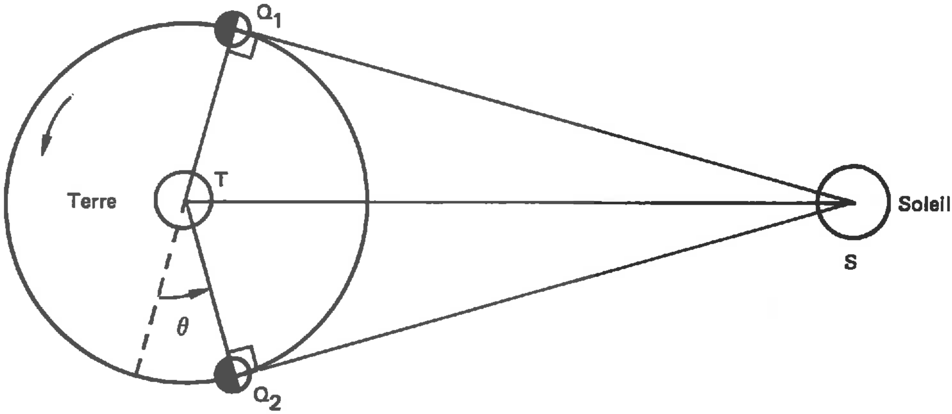
Les difficultés d'application de cette méthode proviennent de ce que la surface de l'astre - cible est sphérique et donc que les ondes du signal n'arrive pas toutes sur la cible au même instant (puisque les points de cette cible ne sont pas tous à la même distance du radar) ; elles proviennent aussi du mouvement de rotation de la cible. On utilise des ondes centimétriques, décimétriques, métriques ou décamétriques auxquelles la couche ionisée de la haute atmosphère est transparente.

Cette méthode a été appliquée à la Lune, pour la première fois, en 1946 par De Witt et Stodola (Étas-Unis) et par Bay (Hongrie). Le temps d'écho était de 2,56 secondes. La meilleure valeur actuelle de la distance moyenne Terre - Lune obtenue par radar est de 384 397 ± 1,2 km.

Depuis que les astronautes américains (Apollo 11 en 1969) et les sondes soviétiques ont déposé, sur le sol lunaire, des réflecteurs à rayons laser, on peut déterminer la distance Terre - Lune en envoyant, vers la Lune, un signal laser qui, après réflexion sur l'un des réflecteurs appropriés, revient sur Terre. La distance est alors obtenue avec une précision de l'ordre de quelques centimètres.

2 – Le Soleil

C'est aussi Aristarque qui imagina le premier une méthode permettant de calculer la distance du Soleil. Il supposait que la Lune décrit, autour de la Terre, une orbite circulaire (ayant pour centre le centre de la Terre) et que le mouvement de la Lune sur son orbite est uniforme (c'est-à-dire que sa vitesse angulaire est constante. Ce n'est bien sûr qu'une première approximation, que l'on peut trouver un peu grossière de nos jours, mais il ne faut pas oublier qu'Aristarque vivait au IIIème siècle avant J.C. ! Faisons une figure pour mieux comprendre sa méthode (pour plus de clarté, cette figure n'est,

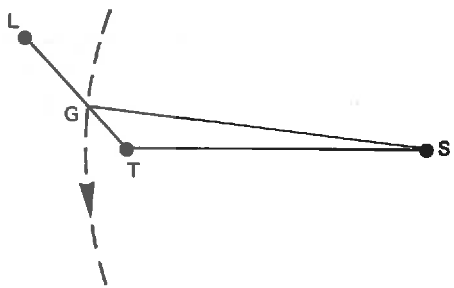


bien sûr, pas à l'échelle !). Il avait compris que lorsque la Lune se trouve à son premier quartier (position Q_1 sur la figure) ou à son dernier quartier (position Q_2), les directions Terre - Lune et Soleil - Lune sont perpendiculaires. Le principe de sa méthode consiste à mesurer le temps séparant le premier quartier du dernier et le temps séparant le dernier quartier du premier. La différence entre ces deux temps (le premier est supérieur au second) permet (en supposant que la vitesse angulaire de la Lune est constante) d'évaluer l'angle θ de la figure. Des considérations de géométrie élémentaire montrent alors que l'on connaît l'angle $\widehat{TSQ_1}$ et que l'on peut calculer la distance Terre - Soleil TS en fonction de la distance Terre - Lune TQ_1.

Malheureusement, par suite de l'imprécision de ses mesures et par le fait que ses hypothèses ne constituaient qu'une première approximation de la réalité, il trouva que la distance Terre - Soleil était une vingtaine de fois supérieure à la distance Terre - Lune (en réalité, elle est 389 fois supérieure). La méthode était cependant fort astucieuse.

La méthode de la parallaxe horizontale que nous avons décrite à propos de la Lune est applicable au Soleil. Cependant, par suite de l'échauffement des instruments de mesure par les rayons solaires, la mesure directe de la parallaxe horizontale solaire ne donne que des résultats très imprécis. Aussi a-t-on imaginé, depuis le XVII^ème^ siècle, uantité de méthodes indirectes pour mesurer cette parallaxe. Certaines utilisent comme intermédiaires les planètes et nous en parlerons dans le paragraphe suivant. D'autres s'appuient sur la mécanique céleste. Rappelons que, lorsqu'on étudie les mouvements des corps du Système solaire, on emploie souvent comme coordonnées la longitude et la latitude célestes qui sont définies en prenant comme cercle de base, sur la sphère céleste, l'écliptique (trajectoire apparente du Soleil sur la sphère céleste) et comme origine, sur ce cercle, le point γ (qui est celui des deux points d'intersection de l'écliptique avec l'équateur céleste où le Soleil, dans son mouvement sur l'écliptique, passe de l'hémisphère sud à l'hémisphère nord). Au cours de son mouvement autour de la Terre, la longitude de la Lune varie évidemment, et la théorie du mouvement de la Lune montre que la variation de la longitude lunaire est perturbée par de petites variations périodiques appelées « inégalités périodiques » (on en connaît 310). L'une d'elles, l'inégalité parallactique (période égale à un mois lunaire ; amplitude 125"), s'exprime par une formule ayant pour coefficient le rapport $\frac{a}{a'}$ du demi-grand axe a de l'orbite de la Lune au demi-grand axe a' de l'orbite de la Terre. La comparaison de la formule théorique avec les observations permet de connaître le rapport $\frac{a}{a'}$, donc a' dès que l'on connaît a.

Une autre méthode provenant de la mécanique céleste s'appuie sur le fait qu'en toute rigueur, ce n'est pas la Terre T qui décrit une orbite elliptique dont le Soleil S occupe l'un des foyers, mais le centre de gravité G du système Terre - Lune. Il en résulte une légère oscillation de la direction ST par rapport à la direction SG. A partir des observations, Le Verrier a calculé que l'écart maximum entre ces deux directions était d'environ 6,5". Connaissant la valeur maximum de l'angle $\widehat{GST}$ (lorsque $\widehat{GST}$ est maximum, GT est perpendiculaire à TS), on saura déduire, par la trigonométrie élémentaire, la distance Terre - Soleil TS de la distance GT. Pour connaître cette dernière, il suffit, puisque l'on possède déjà la valeur TL de la distance Terre - Lune, de savoir évaluer le rapport $\frac{GT}{GL}$ et celui-ci est calculable par la théorie de la mutation.



La mécanique céleste permet encore de montrer que l'on peut déduire la valeur de la parallaxe horizontale de Soleil de la masse du système Terre - Lune. L'astronome allemand E.K. Rabe a calculé celle-ci à partir des perturbations de la petite planète Eros et il a trouvé (1950) pour valeur de la parallaxe horizontale du Soleil 8,79835" $\pm$ 0,0004".

Citons encore un quatrième procédé qui ne provient pas de la mécanique céleste mais est fondé sur le phénomène d'aberration. Tout le monde a remarqué que, s'il pleut, si la pluie tombe verticalement et si l'on est dans un wagon à l'arrêt, on voit la pluie tomber verticalement le long des vitres ; par contre, si le train roule, la direction des gouttes de pluie sur les vitres devient oblique et l'obliquité augmente avec la vitesse du train. Cet exemple simple donne une illustration du phénomène de l'aberration de la lumière découvert en 1726 par Bradley (1692-1762) : par suite du mouvement de la Terre sur son orbite et parce que la vitesse de la lumière est finie, lorsqu'on observe une étoile, on ne la voit pas dans la direction où elle est réellement mais dans une direction voisine ; au cours d'une année, l'image de cette étoile décrit sur la sphère céleste une ellipse, dite ellipse d'aberration. Cette ellipse est toute petite : la valeur angulaire de son demi-grand axe est la même pour toutes les étoiles et est égale à $k = 20{,}496'' \simeq 20{,}5''$. Ce nombre k s'appelle la constante d'aberration. Le demi-petit axe de l'ellipse d'aberration est, quant à lui, d'autant plus petit que l'étoile et plus proche de l'écliptique. Or on peut montrer qu'il existe une formule simple reliant la constante d'aberration k au demi-grand axe a de la trajectoire de la Terre autour du Soleil de sorte que l'on peut déterminer l'une de ces quantités à partir de l'autre.

3 - Les planètes

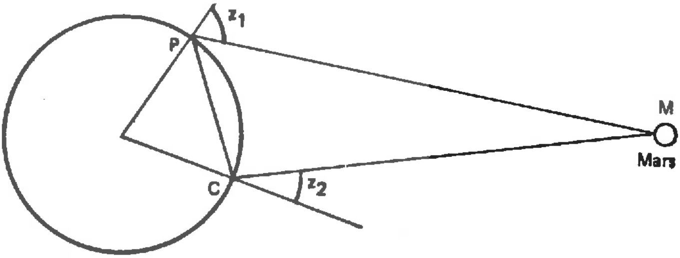
On sait que le mouvement des planètes obéit aux lois de Képler dont la troisième dit que les cubes des demi-grands axes des ellipses trajectoires sont proportionnels aux carrés des périodes de révolution. Autrement dit, si P et P' sont deux planètes, si a et a' sont les demi-grands axes des ellipses trajectoires respectives de P et P', si T et T' sont les périodes de révolution respectives de P et P', on a

$$\frac{a^3}{T^2} = \frac{a'^3}{T'^2}$$

Par conséquent, si l'on connaît le demi-grand axe de l'orbite d'une des planètes du Système solaire, on peut calculer celui de l'orbite de n'importe quelle autre planète simplement en mesurant sa période de révolution.

Environ tous les quinze ou seize ans, Mars est en opposition périhélique : autrement dit, d'une part, Mars est en opposition (c'est-à-dire que Mars, la Terre et le Soleil sont alignés, Mars et le Soleil étant de part et d'autre de la Terre) et, d'autre part, Mars est au périhélie (c'est-à-dire au point de sa trajectoire le plus proche du Soleil). En une telle occasion, la distance Terre - Mars est minimum. La prochaine opposition périhélique de Mars aura lieu en 1988 et la précédente a eu lieu en 1971. En 1672, Cassini, profitant d'une opposition périhélique de Mars, calcula la distance de cette planète. Pour ce faire, il mesura la hauteur h_1 de Mars au-dessus de l'horizon à Paris, ce qui lui donna l'angle $z_1 = 90^o - h_1$ (distance zénitale). Son élève Richer fit de même à Cayenne et obtint la distance zénithale z_2 de Mars à Cayenne. Comme la distance PC est connue, on peut calculer tous les éléments du triangle PCM puisqu'on connaît un côté, PC, et les deux angles adjacents, $\widehat{PCM}$ et $\widehat{CPM}$. Cassini calcula ainsi la distance de Mars.

Si a désigne le demi-grand axe de l'orbite terrestre et a' celui de l'orbite de Mars, la distance qu'il avait obtenue était égale à a' $-$ a. Comme la troisième loi de Képler lui fournissait le rapport $\frac{a}{a'}$, il put déterminer a et a' et il obtint ainsi la première valeur acceptable de la distance Terre - Soleil : 146 millions de Kilomètres. Bien qu'assez inférieure à la valeur réelle, ce résultat constituait un progrès considérable



car, jusqu'à Cassini, on croyait le Soleil vingt fois moins éloigné qu'il ne l'est en réalité.

La méthode de Cassini a été employée au XXème siècle avec la petite planète Éros. Celle-ci, découverte en 1898, a une orbite assez allongée et, de ce fait, il peut arriver qu'elle passe plus près de la Terre que Mars : en 1931, sa distance de la Terre (25 millions de kilomètres) était deux fois inférieure à la distance minimale Terre - Mars, ce qui permit à Spencer Jones de déterminer la valeur du demi-grand axe de l'orbite terrestre.

Une autre méthode a été imaginée par l'astronome anglais Halley (1656-1742) : elle utilise le passage de Vénus devant le disque solaire. De tels passages sont assez rares parce que le plan de l'orbite terrestre n'est pas rigoureusement le même que celui de l'orbite de Vénus (si ces deux plans étaient confondus, il y aurait un tel passage à chaque conjonction inférieure de Vénus). Une telle circonstance se produit alternativement tous les huit ans et tous les cent cinq ans et demi (le dernier passage de Vénus devant le disque solaire a eu lieu en 1882, le prochain aura lieu en 2004, suivi d'un autre en 2012). Lorsque Vénus passe devant le Soleil, sa trajectoire apparente sur le disque solaire est une corde de ce disque. On observe le passage depuis deux points de la surface terrestre très éloignés l'un de l'autre. Les trajectoires apparentes de Vénus devant le Soleil pour chacun de ces deux points sont deux cordes différentes. On mesure, en chacun de ces deux lieux d'observation, le temps que met Vénus pour traverser le disque solaire ; on en déduit l'angle sous lequel on voit chacune des deux cordes, puis la distance angulaire entre les deux cordes et l'on peut montrer que l'on peut tirer de celle-ci la distance du Soleil. Les passages de Vénus devant le Soleil en 1761 et 1769 ont permis d'avoir une valeur de la distance Terre - Soleil exacte à 3 % près, donc meilleure que celle de Cassini. On peut employer cette méthode avec Mercure.

La méthode de l'écho radar (dont nous avons parlé à propos de la Lune) a été employée pour mesurer les distances de Vénus, Mercure et Mars. Les premiers essais remontent à 1961 : les Américains ont, à cette époque, envoyé sur Vénus des ondes radio de longueurs 12,50 cm et 68,10 cm. Le temps d'écho a été égal à 4,11 minutes. A l'heure actuelle, la valeur la plus exacte du demi-grand axe de l'orbite terrestre (et donc aussi les valeurs les plus exactes de toutes les distances dans le Système solaire) a été obtenue par cette méthode. Cette valeur est :

$$149\,598\,500 \text{ km} \pm 500 \text{ km}$$

L'unité astronomique (en abrégé U.A.) est le rayon de l'orbite circulaire décrite autour du Soleil par une planète de masse négligeable en 365,2569 jours. Elle est pratiquement égale au demi-grand axe de l'orbite terrestre. Le XIIème congrès de l'Union Astronomique Internationale (1964) a décidé qu'à partir de 1970 on définirait l'U.A. par :

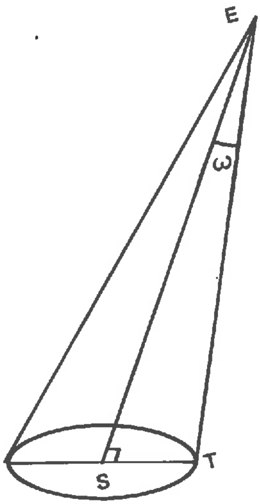
$$1 \text{ U.A.} = 149\,600\,000 \text{ km}$$

Voici les demi-grands axes des orbites des planètes du Système solaire exprimés en U.A. :

PLANÈTE	DEMI-GRAND AXE (en U.A.)
Mercure	0,387
Vénus	0,723
Terre	1,000
Mars	1,524
Jupiter	5,203
Saturne	9,539
Uranus	19,180
Neptune	30,060
Pluton	39,440

4 - Les étoiles – parallaxes annuelles

Les étoiles sont beaucoup trop éloignées pour que l'on puisse espérer leur appliquer les procédés de détermination des distances utilisés pour les astres du Système solaire. Parler de l'angle sous lequel, d'une étoile, on voit le rayon de la Terre n'aurait pratiquement aucun sens, tant cet angle est petit.



Désignons par E une étoile, par S le Soleil et par T la Terre. L'angle $\widehat{SET}$ sous lequel, depuis E, on voit le rayon de l'orbite terrestre, s'appelle « angle parallactique ». Il y a deux positions (diamétralement opposées) de la Terre sur son orbite pour lesquelles l'angle TSE est droit. L'angle parallactique atteint, pour ces deux positions de la terre, sa valeur maximum. On la désigne par ϖ et on dit que ϖ est la parallaxe annuelle de l'étoile E. Cet angle ϖ est toujours très petit. Si on l'exprime en radians, si a désigne la valeur du rayon de l'orbite terrestre, si r = TE désigne la distance l'étoile E à la Terre, si a et r sont exprimés avec les mêmes unités, on a :

$$\varpi = \frac{a}{r}$$

Si ϖ, a, r sont exprimés avec des unités quelconques, on a :

$$\varpi = k \frac{a}{r}$$

où k dépend des unités choisies

On dit, par définition, qu'une étoile est à une distance d'un parsec (en abrégé pc) si sa parallaxe annuelle est égale à une seconde d'angle. Alors dans la formule précédente si r = 1 pc et ϖ = 1", ka = 1, on a :

$$\varpi \text{ (en secondes)} = \frac{1}{r \text{ (en parcecs)}}$$

$$1 \text{ parcec} = 3{,}086 \times 10^{13} \text{ km} = 206\,265 \text{ U.A.}$$

On voit donc que le problème de la détermination des distances stellaires est celui de la mesure de cet angle . Nous allons examiner divers procédés employés à cet effet.

Auparavant rappelons la définition d'une unité de distance souvent utilisée dans les articles de vulgarisation astronomique : l'année de lumière (en abrégé al). C'est la distance que parcourt la lumière en un an, dans le vide :

$$1 \text{ al} = 946 \times 10^{10} \text{ km}$$
$$1 \text{ pc} = 3{,}26 \text{ al}$$

5 - La méthode trigonométrique de détermination des distances stellaires.

C'est la méthode fondamentale car les autres moyens d'évaluation des distances seront étalonnées à partir de celle-ci.

Au cours du mouvement de la Terre sur son orbite, les étoiles proches paraissent se déplacer par rapport aux étoiles éloignées (de même que, lorsque nous circulons en voiture, les arbres plantés près du bord de la route semblent défiler devant le paysage). Le mouvement de la Terre autour du Soleil étant elliptique, chaque étoile aura donc un mouvement apparent elliptique sur la voûte céleste et l'ellipse qu'elle décrira sera bien sûr d'autant petite que la distance de l'étoile sera grande (nous verrons que, même pour les étoiles les plus proches, elle est extrêmement petite). Lorsque l'on peut déterminer cette ellipse, c'est-à-dire en fait lorsque l'on peut mesurer les variations annuelles des coordonnées de l'étoile (ascension droite et déclinaison) dues au phénomène précédent, le calcul montre que l'on connaît alors la parallaxe annuelle de l'étoile.

Actuellement, cette détermination se fait par photographies. On utilise une lunette ou un télescope ayant une grande distance focale. A l'aide de cet instrument, on photographie une vingtaine de fois dans l'année le champ stellaire dans lequel se trouve l'étoile dont on veut évaluer la parallaxe. On mesure, sur ces clichés, le déplacement de cette étoile par rapport aux étoiles du champ qui, par suite de leur grand éloignement de nous, ne présentent pas de variations sensibles de leurs coordonnées. Ces mesures sont très délicates. Par exemple, prenons un télescope de 10 mètres de distance focale ; un angle de 0,1" représente, au foyer de ce télescope, 5 microns ; or une image stellaire de bonne qualité a un diamètre de 20 microns et l'on a souvent à évaluer des angles bien inférieurs à 0,1". On conçoit ainsi la difficulté de ces mesures !

L'étoile la plus proche de nous, Proxima Centauri, a une parallaxe annuelle égale à 0,76". Elle est donc à une distance de 1,3 pc ou 4,2 al (à titre de comparaison, la lumière met environ 1,25" pour nous venir de la Lune, un peu plus de huit minutes pour nous venir du Soleil et un peu plus de cinq heures pour aller de Pluton au Soleil).

Les parallaxes déterminées ainsi sont appelées parallaxes trigonométriques. On connaît les parallaxes trigonométriques d'environ 6 000 étoiles. Elles sont donc toutes inférieures à 0,76" ; un peu moins d'un millier sont supérieures à 0,05". Par suite de l'importance des erreurs probables, cette méthode n'est applicable que jusqu'à une distance de 30 pc.

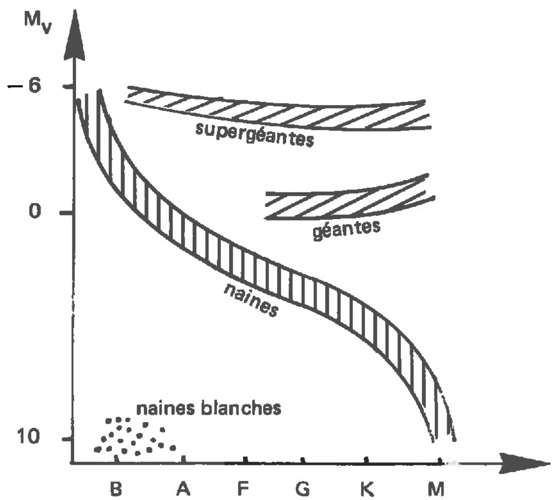
Historiquement, les premières parallaxes trigonométriques ont été déterminées en 1838 par l'allemand F. Bessel (étoile 61 Cygny : 0,31"), l'anglais T. Henderson (α Centauri = Proxima Centauri : 0,76") et le russe W. Struve (α Lyrae = Vega : 0,115"). C'est au XX^e siècle que l'astronome américain F. Schlesinger a mis au point le procédé photographique de détermination des parallaxes trigonométriques.

6 - Les parallaxes spectroscopiques

Rappelons que l'on mesure l'éclat apparent d'une étoile par un nombre que l'on appelle sa magnitude. Cette mesure dépend évidemment de la sensibilité spectrale du récepteur utilisé pour la faire (si l'on mesure par exemple l'éclat apparent d'une étoile rouge à l'aide d'un récepteur très sensible aux rayons rouges et à l'aide d'un récepteur peu sensible aux rayons rouges, on ne trouvera sûrement pas le même résultat !). Aussi distingue-t-on les magnitudes visuelles, photographiques, en lumière jaune, en lumière bleue, etc., suivant que le récepteur utilisé est l'œil, la plaque photographique, une cellule photoélectrique associée à un filtre jaune ou à un filtre bleu, etc. Ces magnitudes ne rendent pas compte de la luminosité réelle de l'étoile : celle-ci peut paraître brillante parce qu'elle est intrinsèquement brillante ou simplement parce qu'elle est proche. Aussi introduit-on les magnitudes absolues : dans une échelle de magnitudes (échelle visuelle, photographique, etc), on appelle magnitude absolue d'une étoile la magnitude qu'elle aurait si elle était située à une distance de 10 parsecs.

Lorsque, pour une étoile, on connaît deux des trois quantités suivantes : sa magnitude apparente m, sa magnitude absolue M et sa distance r, on connaît la troisième car elles sont reliées par la relation :

$$M = m + 5 - 5 \log r$$



m est toujours mesurable directement. De nombreuses méthodes de détermination de distances vont consister à savoir connaître indirectement M.

Rappelons d'autre part que les étoiles sont rangées d'après leur spectre en un certain nombre de classes spectrales, chacune de ces classes étant caractérisées par la présence ou l'absence de certaines raies spectrales et par la plus ou moins forte intensité des raies présentes dans le spectre. Les principales classes spectrales sont désignées par les lettres O, B, A, F, G, K, M ; en allant de la classe O à la classe M, on va des étoiles dont la température superficielle est la plus élevée (30 000° K) à celles dont la température superficielle est la moins élevée (3 000° K). Si sur un diagramme on porte en abscisses la classe spectrale (ou la température superficielle) et en ordonnées la magnitude absolue visuelle, on constate que les étoiles ne sont pas réparties au hasard mais qu'elles se groupent, grosso modo, le long de lignes distinctes.. Un tel diagramme s'appelle un diagramme d'Hertzsprung-Russell. La figure ci-dessus en donne un aspect simplifié.

Les différentes branches de ce diagramme sont appelées branches des naines, des géantes, des supergéantes (ces vocables rendent effectivement compte des dimensions stellaires).

Lorsque l'on veut mesurer la distance d'une étoile, on peut d'abord mesurer sa magnitude apparente visuelle, puis déterminer sa classe spectrale par l'examen de son spectre. Si l'on sait distinguer le spectre d'une géante de celui d'une naine, on peut alors placer l'étoile surle diagramme Hertzsprung-Russel et l'on a ainsi sa magnitude absolue visuelle, donc sa distance. C'est l'astronome américain H. Morgan et ses collaborateurs qui ont trouvé des critères permettant de distinguer le spectre des géantes de celui des naines (ces critères ont bien sûr été mis en évidence sur des étoiles de magnitude absolue connue). Dans les naines, les raies de l'hydrogène sont fortement élargies tandis qu'elles sont plus fines dans les géantes . En général, les raies d'atomes neutres sont plus intenses dans les naines que dans les géantes et les raies d'atomes ionisés sont plus intenses dans les géantes que dans les naines.

Cette méthode d'évaluation des distances peut être employée jusqu'à environ 100 000 pc avec une précision de 20 %.

Les parallaxes déterminées ainsi sont dites « parallaxes spectroscopiques »

7 - Autres méthodes de calcul des distances stellaires

Rappelons que les étoiles ne paraissent immobiles qu'en première approximation : par suite de l'existence de forces de gravitation dans la Galaxie, elles se meuvent les unes par rapport aux autres et ces mouvements se traduisent par des variations de leurs coordonnées équatoriales (ascension droite et déclinaison). Bien sûr, du fait de leur très grand éloignement, ces variations sont extrêmement faibles. Le mouvement d'une étoile dans le plan perpendiculaire à la ligne de visée s'appelle son mouvement propre ; il est exprimé en secondes d'arc par an. L'étoile qui possède le plus grand mouvement propre est l'étoile de Barnard (10,31" par an). Rappelons enfin que l'on appelle vitesse radiale d'une étoile sa vitesse dans la direction de la ligne de visée ; cette vitesse radiale est mesurable par l'effet Doppler-Fizeau.

a) Les courants d'étoiles

Lorsqu'on considère un amas d'étoiles ayant par rapport au Soleil une vitesse V, toutes les étoiles de cet amas ont, aux fluctuations statistiques près, la même vitesse V par rapport au Soleil. Si cet amas s'éloigne de nous, toutes les étoiles de l'amas semblent se diriger vers un même point à cause d'un effet de perspective analogue à celui que nous observons lorsque nous roulons en voiture et que nous regardons par la lunette arrière : les arbres, les poteaux et les bornes qui sont au bord de la route ont tous la même vitesse par rapport à nous et semblent tous se diriger vers un même point. Dans le cas d'un amas stellaire, ce point s'appelle le convergent ou le vertex de l'amas. Si, au contraire, cet amas s'approche de nous, le même effet de perspective fait que toutes les étoiles de l'amas semblent provenir d'un même point. Considérons alors une étoile de l'amas : si μ est son mouvement propre, si V_R est sa vitesse radiale et si θ est l'angle que fait la direction de l'étoile avec la direction du vertex, on peut montrer, à l'aide de considérations élémentaires de cinématique et de trigonométrie, que la parallaxe ϖ de l'étoile est donné par

$$\varpi = 4{,}74 \frac{\mu}{V_R \operatorname{tg} \theta}$$

(V_R est en km/s ; μ est en secondes d'arc par an ; ϖ est en secondes d'arc)

De tels amas en mouvement sont appelés des courants d'étoiles et la méthode que nous venons de décrire s'appelle la méthode du point convergent. Sa portée maximum est environ 1 000 pc. Elle a été appliquée à l'amas des Hyades (ou courant du Taureau), au courant de la Grande Ourse (qui comprend la majeure partie des étoiles de cette constellation ainsi que Sirius) et au courant du Scorpion-Centaure (qui comprend en particulier Antarès).

b) Parallaxes statistiques

Cette méthode permet d'avoir la distance moyenne (ou la parallaxe moyenne) d'une étoile appartenant à un ensemble d'étoiles dont on connaît la valeur moyenne du mouvement propre $\overline{\mu}$ et la valeur moyenne de la vitesse radiale $\overline{V_R}$. On montre alors que la valeur moyenne de la parallaxe d'une étoile de ce groupe est (en secondes d'arc) :

$$\overline{\varpi} = \frac{4{,}94}{\sqrt{2}} \frac{\overline{\mu}}{\overline{V_R}}$$

($\overline{\mu}$ en secondes d'arc par an ; $\overline{V_R}$ en km/s).

c) Parallaxes séculaires

Le Soleil, avec son cortège de planètes, se déplace par rapport aux étoiles voisines à la vitesse de 20 km/s. Il se dirige vers un point que l'on appelle l'apex (ou l'apex classique) situé dans la constellation d'Hercule et dont les coordonnées équatoriales sont (270°, 30°). Il se déplace annuellement d'une distance égale à environ 4 U.A. Aussi peut-on penser que, en procédant comme on a fait pour déterminer les parallaxes trigonométriques, mais en utilisant comme base, au lieu du rayon de l'orbite terrestre, la trajectoire décrite par le Soleil en dix ou vingt, ou même cinquante, ans, on pourrait ainsi déterminer les distances d'étoiles 20, 40 ou 100 fois plus éloignées qu'avec la méthode des parallaxes trigonométriques puisque l'on dispose d'une base 20, 40 ou 100 fois plus grande. Malheureusement, les étoiles par rapport auxquelles on considère la vitesse du Soleil ne sont pas fixes ; elles ont toutes un mouvement propre. On ne peut donc pas utiliser ce mouvement du Soleil pour déterminer des parallaxes individuelles. On peut seulement, en considérant un grand nombre d'étoiles ayant en moyenne un mouvement propre nul, déterminer la valeur moyenne de leur parallaxe appelée « parallaxe séculaire ».

d) Parallaxes dynamiques

Supposons que nous ayons affaire à une étoile double visuelle. Soient m_1 et m_2 les masses des deux composantes, a le demi-grand axe de l'orbite décrite par l'une des composantes dans son mouvement autour de l'autre composante, P la période de ce mouvement, ϖ la parallaxe de l'étoile double (on suppose bien sûr que les parallaxes de chacune des composantes sont égales, ce qui est légitime car la taille de l'orbite est négligeable par rapport à la distance nous séparant de ce couple). La troisième loi de Képler s'écrit avec des unités bien choisies (a en U.A. ; m_1 et m_2 en masses solaires ; P en années sidérales) :

$$\frac{a^3}{P^2} = m_1 + m_2$$

ou encore, si α est la valeur angulaire du demi-grand axe et si α et ϖ sont exprimés avec les même unités

$$\frac{\alpha^3}{\varpi^3\ P^2} = m_1 + m_2$$

L'observation fournit α et P. Le spectre des composantes permet d'avoir une valeur approchée de $m_1 + m_2$. On en déduit alors ϖ qui est dite « parallaxe dynamique »

8 - Les distances des galaxies

Jusqu'à maintenant, nous n'avons parlé que de la détermination de distances à l'intérieur de notre propre Galaxie, laquelle a un diamètre de 100 000 al. Nous allons maintenant voir comment on évalue les distances des autres galaxies. Nous emploierons comme unité de distance le mégaparsec (en abrégé Mpc) :

$$1\ \text{Mpc} = 1\ \text{million de parsecs}$$

La détermination des galaxies est principalement fondée sur la formule reliant la magnitude absolue M et la magnitude apparente d'un astre à sa distance r en parsecs :

$$M = m + 5 - 5 \log r$$

Si, dans une galaxie de distance inconnue nous pouvons mesurer la magnitude apparente d'un certain astre (il devra donc avoir une grande luminosité intrinsèque ; ce sera par exemple une étoile très brillante, un amas globulaire, etc.) et si, par ailleurs, un moyen indirect nous permet de connaître la magnitude absolue de cet astre, nous aurons sa distance, donc celle de la galaxie (étant donnée la grandeur des distances des galaxies par rapport à leur dimensions, on considérera bien sûr que tous les astres composant une galaxie sont à une même distance de nous). On dira qu'un tel astre est un « indicateur de distance ».

Il est facile de comprendre comment on va opérer : si, dans plusieurs galaxies de distances connues, on remarque que les astres d'une certaine catégorie ont tous la même magnitude absolue, on pourra légitimement penser que les astres de cette catégorie ont la même magnitude absolue dans toutes les galaxies. Dès lors qu'on observera un tel astre dans une galaxie de distance inconnue, on lui attribuera ladite magnitude absolue et la méthode exposée ci-dessus permettra d'en déduire la distance de cette galaxie.

Et, comme il faut bien qu'il y ait un commencement dans cette méthode en chaîne de détermination des distances, il faudra commencer par repérer, dans des galaxies proches de la nôtre, des astres dont nous ayons constaté que, dans notre Galaxie, ils avaient tous la même magnitude absolue (pour ceux-ci leur distance aura été calculée à l'aide des méthodes de détermination des distances stellaires que nous avons précédemment exposées).

Passons en revue les principaux indicateurs de distance.

A – Indicateurs primaires

On appelle ainsi les indicateurs de distance qui sont étalonnés à partir de notre Galaxie (on connaît leur magnitude absolue moyenne parce que, dans notre Galaxie, il y a de tels astres dont on connaît la distance).

a) Les Céphéides

Rappelons que les Céphéides sont des étoiles variables périodiques dont la période est comprise entre un jour et quelques dizaines de jours. On observe des Céphéides dans les Nuages de Magellan (les Nuages de Magellan sont deux petites galaxies proches de la nôtre, visibles à l'œil nu dans l'hémisphère austral). Si nous considérons les Céphéides de l'un des Nuages de Magellan, comme elles sont toutes approximativement à une même distance de nous, les différences de magnitudes apparentes qu'elles présentent entre elles traduisent bien leurs différences de luminosité intrinsèque. En 1912, à Harvard, Miss Leavitt découvrit une propriété remarquable des Céphéides des Nuages de Magellan : la luminosité de celles-ci est fonction de leur période ; si, sur un diagramme, on porte en abscisses le logarithme de la période et en ordonnées la magnitude photographique, les points représentant les Céphéides se répartissent sur une droite. Par conséquent, dès que l'on a pu connaître la distance de quelques Céphéides de notre Galaxie, on a eu leur magnitude absolue et, comme on avait aussi leur période, cela a permis d'étalonner la courbe représentant la luminosité en fonction de la période et donc de connaître la magnitude absolue (et par conséquent la distance) de toute Céphéide extra-galactique dont on mesurait la période. C'est par ce moyen qu'en 1923-1924, Hubble eut une idée approximative des distances nous séparant des galaxies les plus proches. La principale difficulté de cette méthode réside dans le fait qu'il faut étalonner aussi précisément que possible la courbe donnant la magnitude absolue en fonction de la période, c'est-à-dire qu'il faut connaître avec précision la distance des Céphéides de notre Galaxie. Celles-ci sont malheureusement beaucoup trop éloignées pour que les mesures de distances qui, dans notre Galaxie, sont les plus précises, leur soient applicables. C'est ainsi qu'en 1952, Baade montra que l'on avait fait jusqu'alors une erreur en étalonnant la courbe et qu'il fallait multiplier par deux toutes les distances extra-galactiques calculées à l'aide des Céphéides.

Les Céphéides ont une magnitude absolue visuelle comprise entre -7 et -2. Elles permettent de déterminer des distances extragalactiques jusqu'à 2 mégaparsecs.

b) Les étoiles variables du type RR Lyrae

Les étoiles variables RR Lyrae sont des étoiles variables périodiques dont la période est comprise entre 0,2 et 1,2 jour. Elles ressemblent aux Céphéides (on les appelait autrefois « Céphéides à courte période ») et elles sont bien plus nombreuses. Elles vérifient également une relation période - luminosité, ce qui permet donc de les utiliser comme indicateurs de distance. Malheureusement leur faible luminosité (leur magnitude absolue visuelle est $\geqslant 0$) limite leur portée à 200 000 parsecs.

c) Les novae

Les novae sont des étoiles variables éruptives, c'est-à-dire des étoiles dont la luminosité croît brutalement. On a constaté, sur les novae de notre Galaxie, que les novae à développement rapide avaient, à leur maximum d'éclat, une magnitude absolue photographique voisine de -9 et que les novae à développement lent l'avaient, au maximum d'éclat, voisine de $-6{,}5$. Rappelons que l'on distingue ces deux types de novae par l'aspect de leur courbe de lumière. Comme indicateurs de distance, les novae ont l'inconvénient d'avoir une dispersion non négligeable autour de la moyenne et l'avantage d'être très lumineuses : elles permettent de calculer des distances jusqu'à 4 mégaparsecs.

B – Les indicateurs secondaires

On appelle ainsi les indicateurs de distance que l'on étalonne à partir des galaxies du Groupe Local (groupe d'une vingtaine de galaxies formé des galaxies les plus proches de la nôtre ; ce groupe comprend en particulier notre Galaxie, la galaxie d'Andromède et les Nuages de Magellan).

a) Les étoiles non variables les plus lumineuses

Ce sont des étoiles blanches ou bleues. Il semble que, dans les galaxies du Groupe Local, leur magnitude absolue visuelle soit sensiblement constante et voisine de -9, ce qui en fait un indicateur de distance d'une portée de 15 mégaparsecs.

b) Les étoiles variables supergéantes

Il s'agit là d'une méthode assez récente (1974). Sandage et Tammann ont remarqué que les étoiles variables supergéantes bleues ou rouges d'une galaxie semblaient avoir une magnitude absolue à peu près invariable d'une galaxie à l'autre (pour les rouges, la magnitude absolue visuelle au maximum est comprise entre −8 et −7,5 ; pour les bleues, la magnitude absolue en lumière bleue au maximum est voisine de − 9).

c) Les amas globulaires

Ce sont des amas d'étoiles de forme sphérique et très denses. Beaucoup de galaxies présentent, dans leur voisinage immédiat, de tels amas globulaires. Ces amas globulaires ont une magnitude absolue visuelle moyenne voisine de −7,5. La portée de cet indicateur est d'une quinzaine de mégaparsecs.

d) Les diamètres des régions H II les plus grandes

Les régions H II sont, rappelons-le, des nuages d'hydrogène ionisè apparaissant sous la forme de nébuleuses brillantes. De Vaucouleurs et Smith ont montré que le diamètre de la plus grande région H II de forme annulaire existant dans une galaxie variait peu d'une galaxie à l'autre. Ceci donne donc un indicateur de distance qui, contrairement à tous ceux énumérés auparavant, n'est pas photométrique mais géométrique. On mesure dans la galaxie dont on veut connaître la distance le diamètre angulaire de la plus grande région H II annulaire s'y trouvant ; on lui attribue pour diamètre linéaire la valeur déduite de l'observation des plus grandes régions H II annulaires des galaxies de distances connues ; on en déduit ainsi la distance cherchée (par la trigonométrie élémentaire). La portée de cette méthode est d'une dizaine de mégaparsecs.

C – Les indicateurs tertiaires

On appelle ainsi les indicateurs de distance que l'on étalonne à partir de galaxies plus lointaines que celles du Groupe Local.

a) Les diamètres effectifs

Si, sur le cliché d'une galaxie, on joint entre eux les points d'égale luminance, on obtient des lignes qu'on appelle isophotes (penser aux lignes de niveau que l'on obtient sur une carte quand on joint entre eux les points d'égale altitude). Le diamètre effectif d'une galaxie est le diamètre de l'isophote à l'intérieur de laquelle est émise la moitié de la luminosité totale. On peut l'utiliser comme indicateur (géométrique) de distance car il ne dépend que du type morphologique et de la classe de luminosité de la galaxie. Il est de bonne qualité mais d'un emploi difficile car il nécessite des mesures précises.

b) Les supernovae

Les supernovae sont des étoiles éruptives dont la variation brusque d'éclat est beaucoup plus considérable que celle des novae. D'après la théorie de l'évolution des étoiles, on pense que ce sont des étoiles massives arrivées à la fin de leur évolution. On distingue deux types de supernovae : celles de type I ont un éclat qui décroît lentement après le maximum tandis que celles de type II ont un éclat décroissant rapidement après le maximum. Les supernovae de type I se rencontrent dans les galaxies spirales, élliptiques et irrégulières ; leur magnitude absolue photographique maximum moyenne est − 18,7. Les supernovae de type II se rencontrent dans les galaxies spirales ; leur magnitude absolue photographique maximum moyenne est −16,3. Un tel éclat en fait des indicateurs à longue portée : 100 mégaparsecs (ou même bien plus si le maximum est bien observé). Par contre, il y a un inconvénient : la rareté du phénomène.

c) Les galaxies les plus lumineuses d'un amas de galaxies

On a constaté que, dans les amas de galaxies, les galaxies les plus brillantes avaient une magnitude absolue visuelle comprise entre −22 et −20 ; c'est surtout vrai pour les amas riches (c'est-à-dire les amas comportant un grand nombre de galaxies). Cet indicateur porte jusqu'à 500 mégaparsecs (un milliard et demi d'années de lumière !).

d) Les diamètres effectifs des grands amas de galaxies

Ils constituent, selon De Vaucouleurs, un indicateur géométrique de distance d'une très grande portée, mais ils n'ont pas encore été utilisés de façon systématique.

e) La loi de Hubble-Humason

On peut mesurer, sur le spectre d'une galaxie, la vitesse V qu'elle a par rapport à nous grâce à l'effet Doppler-Fizeau. Rappelons que, si c est la vitesse de la lumière, si λ est la longueur d'onde au laboratoire d'une raie spectrale, si $\lambda + \Delta\lambda$ est la longueur d'onde de cette même raie dans le spectre de la galaxie, on a :

$$\frac{\Delta\lambda}{\lambda} = \frac{V}{c}$$

Δ devant être positif si la galaxie s'éloigne, négatif dans le cas contraire. A l'aide des distances de galaxies que l'on connaissait alors, Hubble et Humason ont, dès 1929, mis en évidence leur très célèbre loi : toutes les galaxies s'éloignent de nous et la vitesse V avec laquelle elles s'éloignent est proportionnelle à leur distance r :

$$V = Hr$$

Dans cette formule, on exprime V en km/s et r en mégaparsecs. La constante H est appelée « constante de Hubble ».

Cette loi permet donc de déterminer la distance d'une galaxie dès que l'on a mesuré la vitesse avec laquelle elle s'éloigne de nous, vitesse appelée « vitesse de récession ». Lorsque $\Delta\lambda$ est grand, on utilise pour calculer V une formule relativiste plus compliquée que celle donnée ci-dessus. C'est par cette méthode que l'on a déterminé les plus grandes distances connues (de l'ordre de la dizaine de milliards d'années de lumière). C'est à l'aide de la loi de Hubble que l'on a évalué les distances des quasars et les astres les plus éloignés que l'on connaisse sont des quasars : le record appartient au quasar OQ 172 dont la vitesse de récession vaut 272 000 km/s.

L'emploi de la loi de Hubble n'est simple qu'en apparence ! La principale difficulté provient de ce qu'il est difficile d'avoir une valeur sûre de H et, le moins que l'on puisse dire est que, depuis sa « naissance » il y a un peu plus d'un demi-siècle, la constante de Hubble n'a pas été bien constante dans le temps ! Jugeons-en. Hubble l'avait prise égale à 526 km/s/Mpc. Après que l'on eût corrigé diverses erreurs commises dans l'échelle des distances extragalactiques, on proposa, en 1952, H = 200 km/s/Mpc. Après de nouveaux travaux, c'est la valeur H = 100 km/s/Mpc qui fut donnée en 1958 par Sandage. Ce même Sandage réétudia, en collaboration avec Tammann, l'échelle des distances extragalactiques entre 1974 et 1976. Cela les conduisit à proposer H = 50 km/s/Mpc. En une cinquantaine d'années, H avait diminué d'un facteur dix ! Mais la validité des résultats de ces travaux de Sandage et Tammann a été contestée par un certain nombre d'astronomes et De Vaucouleurs, après une étude minutieuse (en 1978-1979) des divers indicateurs de distance (étude des problèmes de calibration de ces indicateurs), a obtenu la valeur H = 100 km/s/Mpc.

Cette valeur coïncide avec celle que des radio-astronomes ont obtenue en employant un indicateur de distance indépendant des précédents. Décrivons-le brièvement. Les galaxies tournent sur elles-mêmes et la vitesse d'un point d'une galaxie dépend de la distance de ce point au centre de la galaxie. Si l'on trace la courbe donnant, pour une galaxie, la vitesse v d'un point de cette galaxie en fonction de sa distance d au centre de cette galaxie, on s'aperçoit que v croît d'abord rapidement avec d, puis passe par un maximum v_m et décroît ensuite lentement avec d (au passage, cela montre qu'une galaxie ne tourne pas comme un corps solide). On a constatè que cette vitesse maximale v_m était d'autant plus grande que la galaxie était plus lumineuse. Il existe donc une relation entre la vitesse maximale v_m et la magnitude absolue. Autrement dit la mesure de cette vitesse maximale permet de déterminer la magnitude absolue de la galaxie étudiée, donc sa distance. La radio-astronomie permet de tracer la courbe des vitesses de rotation d'une galaxie en étudiant le profil de la raie à 21 cm de l'hydrogène émise par cette galaxie car le mouvement de rotation de la galaxie élargit cette raie par suite de l'effet Doppler-Fizeau. Cette méthode a été employée pour la première fois par Tully et Fisher en 1977. Tout récemment, elle a été étudiéqe en détail par Bottinelli, Gouguenheim, Paturel et De Vaucouleurs (les profils de raie à 21 cm qu'ils ont utilisés concernaient 1 200 galaxies). Ils ont obtenu pour valeur de H, 100 km/s/Mpc.

9 - Conclusion

On vient de voir que l'on dispose, à l'heure actuelle, d'un important arsenal de moyens pour calculer les distances des astres proches ou lointains et même très lointains. Il reste néanmoins beaucoup à faire pour améliorer la précision des résultats : si, en ce qui concerne la Lune, on sait déterminer une distance de l'ordre de 380 000 km à quelques centimètres près, par contre on ne connaît les distances des galaxies et des quasars les plus lointains qu'à un facteur deux près.

10 - Bibliographie

- A. ACKER, *Initiation à l'astronomie,* Masson, p. 50, 51, 106.
- A. ACKER et C. JASCHEK, *Astronomie, méthodes et calculs,* Masson, p. 25-29, 154, 155.
- Atlas d'astronomie, Stock, p. 64, 144, 161-163, 196, 197.
- P. BAKOULINE, E. KONONOVITCH, V. MOROZ, *Astronomie générale,* Éditions de Moscou, p. 65, 66, 116-121, 437, 438, 475-477.
- A. DANJON, *Astronomie générale,* Albert Blanchard, chapitre VIII.
- S. DÉBARBAT et J. LÉVY, *L'astrométrie hier, aujourd'hui, demain,* « L'Astronomie », Janvier 1975.
- J. DELHAYE, *Astronomie stellaire,* Collection Armand Colin, nº 284, chapitres III et VIII, p. 186-188.
- J. DELHAYE, *Cours d'astrophysique de l'École Polytechnique,* Hermann, p. 111-116.
- S. DUMONT, *Les parallaxes spectroscopiques des étoiles,* « L'Astronomie », mai 1961.
- Encyclopédie de la Pléiade, *Astronomie,* Gallimard, p. 269-272, 288-292, 448-453, 764, 765, 794, 872-879, 888-894, 950, 1149-1155.
- Encyclopédie de l'Univers, *Les Étoiles, le Système solaire,* Bureau des Longitudes, Gauthier-Villars, chapitre 11.
- Encyclopédie de l'Univers, *La Galaxie, l'Univers extragalactique,* Bureau des Longitudes, Gauthier-Villars, p. 29, 100, 117, 144-149, 162.
- L. GOUGUENHEIM, *Méthodes de l'astrophysique,* Hachette CNRS, Coll. « Liaisons scientifiques », chapitre IV.
- L. GOUGUENHEIM, *Vers une nouvelle échelle des distances extragalactiques,* « L'Astronomie », octobre 1982.
- Histoire de l'Univers, sous la direction d'A. HAYLI, Hachette, p. 25-28, 72, 333.

– P. LACROUTE, *Perspectives spatiales pour l'astrométrie,* « L'Astronomie », mai 1976.
– J. LEQUEUX, *Planètes et satellites,* P.U.F., Coll. « Que sais-je ? », nº 383, p. 40-42.
– J.C. PECKER, *A propos des parallaxes stellaires,* « L'Astronomie », mai 1975.
– L. PICART, *Astronomie générale,* Collection Armand Colin, nº 50, p. 64-68, 154-157, 168-175.
– E. SCHATZMANN, *Cours d'astrophysique de licence,* Masson, p. 34-40, 96-100, 168-135.
– G. de VAUCOULEURS, *Le monde des galaxies* (cours donné au Collège de France en novembre 1976), édité par l'Observatoire de Besançon, chapitre III.
– P. VÉRON, *Les quasars,* P.U.F., Coll. « Que sais-je ? », nº 1267, chapitre V.

LA MASSE INVISIBLE DE L'UNIVERS

Conférence faite par Madame Madeleine Lunel, le 24 novembre 1984

Le problème de la masse invisible de l'univers n'est pas un fait nouveau depuis le travail de pionnier de Zwicky, il y a cinquante ans. Si cette question semble à nouveau d'actualité, c'est peut-être avec l'arrière pensée que, les techniques ayant fait un pas de géant, les astronomes espèrent *voir* cette matière *invisible !* Une autre raison toutefois semble primordiale : en effet, de cette masse dépend le destin de notre univers.

On sait que ce dernier subit un mouvement global d'expansion qui a débuté il y a quinze milliards d'années lors du « Big Bang ». Si la masse de l'univers est suffisamment grande, l'expansion ralentira pour, un jour, s'arrêter, ou même s'inverser. Dans le cas contraire, la masse étant insuffisante pour lier gravitationnellement l'univers, l'expansion se poursuivra indéfiniment. Or la masse qui est contenue dans les étoiles des galaxies est loin d'être suffisante pour arrêter la dilatation de notre univers. Seule la matière invisible pourrait avoir la masse critique.

Les astronomes ont dû admettre, non sans réticence, que les neuf-dixièmes de la masse de l'univers restent inaccessibles à leurs instruments. C'est en 1933 que Zwicky, après une série d'observations des mouvements des galaxies de l'amas de la Vierge, déduit une masse très supérieure à la somme des masses individuelles. Pour la première fois, l'observation vient suggérer l'existence d'une masse « manquante » ou « invisible ». Les astronomes sont devant l'univers comme devant un iceberg, les neuf-dixièmes de sa masse n'étant pas observables. Mais, alors qu'on connaît la constitution de la partie cachée de l'iceberg, pour ce qui est de l'univers, tout est à inventer.

La seule façon dont l'univers nous est accessible, c'est grâce au rayonnement qu'il nous envoie et dont on déduit les autres paramètres. Donc la masse ne peut être évaluée que si on la voit. Depuis quelques dizaines d'années, la totalité du spectre électromagnétique nous est accessible, au sol ou hors de l'atmosphère, et mesurable grâce aux développements des détecteurs. La luminosité visible reste cependant, dans la plupart des cas, une fraction importante de l'énergie rayonnée. Toute la question est de savoir si cette masse qui rayonne représente bien la totalité de la masse existante. C'est la gravitation qui nous fournit les outils nécessaires à l'évaluation de la masse. La technique appliquée dans le système solaire où les planètes évoluent dans le champ de gravitation du soleil relève d'un principe qui pourra être appliqué à la détermination des masses des étoiles, des galaxies, des amas et des superamas de galaxies. Pour adopter un langage plus mathématique qui servira à caractériser les différentes études, nous utiliserons le rapport M/L (masse sur luminosité) rapporté au soleil pour lequel, par définition, ce rapport sera égal à l'unité. On comprendra aisément que la valeur de ce rapport caractérisera une catégorie d'étoiles. Si nous étudions des étoiles très lumineuses, ce rapport sera nécessairement très faible, le débit d'énergie étant très grand par unité de masse. Inversement, des étoiles de faible luminosité conduiront à un rapport beaucoup plus grand. A la limite, une masse dont la luminosité ne serait pas mesurable donnerait un rapport infini. Ainsi, dans le voisinage solaire, on a pu déterminer un rapport M/L compris entre 1 et 3, c'est-à-dire typique d'étoiles peu différentes du soleil.

Nous allons explorer successivement le voisinage solaire, la Galaxie ou ses semblable, puis les « groupements divers ».

Le voisinage solaire.

Dans une région de 100 parsecs (1 parsec = 3,26 années lumière), l'astronome Yan Oort, en comparant le nombre d'étoiles observées par unité de volume au mouvement des étoiles perpendiculairement au plan galactique, a réussi à déterminer la densité de la matière, soit 0,10 $M_{\odot}$/parsec^3 ($M_{\odot}$ = masse solaire). En additionnant la masse des étoiles, celle du gaz neutre ou ionisé, on retrouve la même densité. Conclusion : il n'y a pas de masse invisible dans le voisinage solaire.

La Galaxie.

Cette méthode n'est, hélas, pas applicable au-delà de 200 parsecs à cause de l'absorption interstellaire. Mais la Galaxie est transparente aux ondes radio et on fera appel à la raie 21 cm de l'hydrogène neutre. On a pu établir des courbes de rotation liant la vitesse de rotation du gaz à sa distance au centre galactique. Ce travail a été fait également pour d'autres galaxies spirales. L'hydrogène neutre s'étendant à des distances deux ou trois fois plus grandes que le rayon optique, ceci a permis une exploration lointaine. On a constaté que cette vitesse qui devrait decroître au-delà du rayon optique n'en fait rien. Ceci implique l'existence d'une masse « invisible » bien au-delà du rayon optique. Si elle est distribuée de manière sphérique, elle constitue ce que nous appelons le *halo.* Dans le cas de notre Galaxie, l'hydrogène neutre peut être observé jusqu'à une distance de 15 kiloparsecs. Mais on peut accroître la distance en étudiant les amas globulaires. Pour les autres galaxies spirales, les étoiles OB très lumineuses ont permis de confirmer l'aplatissement des courbes de rotation. Les galaxies elliptiques ne possédant en général ni hydrogène neutre, ni étoiles OB, le travail est plus délicat et on n'explore qu'à des distances proches du centre. Ceci dit les différentes études conduisent à un rapport M/L voisin de 5 pour les galaxies spirales, et de 10 pour les elliptiques, ce qui s'explique facilement par la différence des populations stellaires. Pour avoir une idée de l'étendue de ce halo, les astronomes font appel aux galaxies binaires ; leur distance étant faible, les galaxies doivent être liées gravitationnellement ce qui donne accès aux masses. En choisissant des échantillons de séparations de plus en plus grandes, on est arrivé aux conclusions suivantes :

Séparations de 25 kiloparsecs	M/L = 6
Séparations de 50 kiloparsecs	M/L = 17
Séparations de 110 kiloparsecs	M/L = 32

La difficulté des mesures est très grande et on aboutit à quelques incertitudes, certaines galaxies risquant d'apparaître comme binaires simplement parce que situées sur la même ligne de visée. Cependant la conclusion est la même que pour l'étude des galaxies individuelles, à savoir que la masse croît linéairement. L'existence de halos autour des galaxies binaires proches ne manque pas de poser un problème non encore résolu.

Groupes de galaxies.

Le premier groupe étudié a été *le Groupe local* auquel nous appartenons. Outre notre Galaxie et la galaxie d'Andromède qui peuvent être considérées comme binaires, le groupe contient des galaxies naines dont on peut négliger la masse par rapport à la masse totale du groupe. La détermination de la *vitesse d'approche* d'Andromède (93 km/s) nous permet d'une part d'évaluer la masse de ce couple ($210^{12}\,M_{\odot}$) d'autre part de penser que la masse totale est suffisamment grande pour freiner le mouvement d'expansion. Si on estime qu'au départ Andromède et notre Galaxie étaient éloignées d'un Mégaparsec, on aboutit à la conclusion qu'une collision aura lieu dans 3,7 milliards d'années. Dans un volume de rayon inférieur à 700 kiloparsecs, le rapport M/L déterminé est voisin de 60 et la masse estimée égale à dix fois la masse visible. D'autres groupes ont été explorés, groupes contenant en moyenne une vingtaine de membres et ayant une taille de 20 Mégaparsecs. L'analyse statistique d'une cinquantaine d'entre eux donne un rapport M/L de l'ordre de 40 et conduit à la conclusion que la matière invisible ne paraît pas s'étendre au-delà de 100 kiloparsecs des galaxies isolées ou en groupes.

Amas de galaxies.

Ils sont constitués de quelques milliers de galaxies liées ensemble par la gravité et ont un rayon de 5 Mégaparsecs. Les galaxies sont environ cinq cents fois plus nombreuses dans un amas que dans un groupe pour un volume moins de dix fois plus grand. On trouve un rapport M/L de 320. Le fait que l'environnement dans les groupes soit beaucoup moins riche que dans les amas amène à apporter un facteur correctif à ce rapport mais, toute correction faite, il reste encore le double de celui des groupes. Il semble qu'il y ait donc plus de masse invisible dans les amas que dans les groupes et les binaires. Nous avons affaire à deux types de matière :

– celle attachée aux galaxies individuelles de l'amas,
– une matière « intergalactique » *entre* les galaxie.

Superamas.

Le dernier « groupement » à considérer est le superamas. Le superamas local, par exemple contient 10 000 galaxies assemblées en dix groupes et amas tous liés par la gravitation. Cet ensemble s'étend sur environ 20 Mégaparsecs. 60 % des galaxies appartiennent à une sous-structure en forme de disque aplati. Le groupe local se trouve au bord de ce disque dont le centre est occupé par l'amas de la Vierge vers lequel il tombe à une vitesse de l'ordre de 400 km/s. Finalement on trouve un rapport M/L voisin de 300. Donc, il ne semble pas y avoir plus de matière dans les superamas que dans les amas.

En résumé, d'une part cette matière invisible se répartit sous forme sphéroïdale autour des galaxies individuelles (plusieurs arguments théoriques le prouvent), d'autre part elle est partout entre les galaxies des amas et des superamas. Quoiqu'il en soit, le rapport M/L le plus grand trouvé ne conduit pas à une masse suffisante capable de stopper l'expansion (masse requise : M/L = 700). Donc, en l'état actuel des choses, on croit encore à l'expansion indéfinie.

La nature de cette masse reste inconnue. Les connaissances n'ont pas beaucoup progressé. Tout reste à inventer. Des photos ont été prises dans des conditions de sensibilité maximale pour s'assurer que cette masse est bien invisible et qu'il ne s'agit pas d'une lacune de nos observations. Une des conclusions possibles est que cette matière soit faite d'étoiles de faible masse (trop faible pour que les réactions nucléaires puissent avoir lieu). On avait pensé à des cadavres d'étoiles mais on n'a pas détecté les métaux lourds qu.elles éjectent durant leur agonie, à des comètes ... mais on en verrait plus dans le système solaire, à des nuages d'hydrogène neutre ... là non plus l'observation n'est pas d'accord. Les théoriciens s'en tirent en faisant appel à des particules nées de l'explosion originelle : *les cosminos.* Si ces cosminos avaient une masse d'un dix-millième de celle de l'électron, l'expansion de l'univers pourrait être stoppée. Reste à prouver que ces particules ont une masse !

Un astronome anglais, Hawkins, vient d'apporter une preuve irréfutable de l'existence d'un halo. Il a en effet, sur un des nombreux clichés photographiques pris depuis plusieurs années en direction du halo soupçonné, avec un télescope à grand champ de 1,20 mètre de diamètre, découvert une variable RR Lyrae de magnitude apparente égale à 20 ; cette catégorie d'étoiles ayant une magnitude absolue parfaitement déterminée, sa distance peut être évaluée avec précision. Elle est à 140 000 années-lumière du plan galactique et à 180 000 années-lumière du centre galactique. Les spectres pris au télescope de 4 mètres du même observatoire révèlent une vitesse d'approche de 465 km/s. Si cette étoile appartient bien à notre Galaxie, Hawkins en déduit la masse de cette dernière : $1{,}4\ 10^{12}\ M_{\odot}$. La masse « lumineuse » évaluée est exactement dix fois plus faible.

Par contre, un astronome de l'Université de Tel Aviv, Milgrom, a considéré le problème sous un angle tout à fait différent, suggérant que la loi de Newton ne soit pas applicable quand on considère des systèmes de centaines de milliers d'années-lumière. Ce faisant, en ajustant ses calculs, il se passe de la masse invisible. Son travail a été diversement accueilli : si certains astronomes ont parlé d'idée intéressante, la plupart d'entre eux l'ont traitée de farfelue. Dans l'ensemble, il y a eu peu d'enthousiasme.

Imprimerie du Centre Régional de Documentation Pédagogique de l'Académie de LYON
47-49, rue Philippe-de-Lassalle - 69316 LYON Cédex 04
Dépôt légal : 2e trimestre 1985 - N° de la publication : 19380/400 - Le Directeur : D. SONDAZ

Société Astronomique de Lyon
69230 – Saint-Genis-Laval

S O M M A I R E

PRIX : 10 F