



Mesures de distances

Jean Ripert

Dans le troisième volet de son feuilleton, Jean Ripert traite des méthodes de détermination des distances des étoiles et des galaxies. Ce travail déborde du strict cadre du programme de seconde mais peut-être abordé en classe scientifique. D'autre part il nous a semblé important que ce problème de la détermination des distances soit présenté de manière cohérente et approfondie.

Distance des étoiles.

1 - Parallaxe trigonométrique.

Mettre en évidence la parallaxe d'une étoile signifie que l'on observe le déplacement d'une étoile sur un fond d'étoiles plus lointaines.

Dans l'Antiquité on pensait que toutes les étoiles étaient à la même distance (sphère des fixes) et en plus on pensait que la Terre était immobile. Cette immobilité avait été déduite par Aristote¹ de l'absence de déplacement annuel des étoiles.

D'ailleurs deux mille ans plus tard le même argument était avancé par les opposants au système héliocentrique.

Les tenants de l'héliocentrisme s'attachèrent donc à mettre en évidence la parallaxe de certaines étoiles. Il faut que l'étoile soit proche et que la base (distance entre les deux lieux d'observation) soit grande. La base qui était de quelques milliers de km lors de la mesure des parallaxes de planètes devient égale à 300 millions de km, distance séparant deux positions de la Terre sur son orbite à six mois d'intervalle.

Cette quête va permettre d'autres découvertes :

- en 1726 Bradley² découvre que toutes les étoiles ont un déplacement périodique annuel de 41". c'est l'aberration de la lumière (combinaison de la vitesse de la lumière et de celle de la Terre). Ceci prouve que la Terre se déplace et que la lumière a une vitesse de propagation finie.

- à la fin du 18^{ème} siècle, Herschel³ découvre que des étoiles ont des mouvements périodiques de périodes très différentes d'une année (période de révolution de la Terre), c'est la découverte des étoiles doubles. La liste importante de telles étoiles fait penser que les étoiles doubles sont nombreuses et le fait que souvent une seule de ces étoiles est visible, montre que les étoiles peuvent avoir des luminosités très différentes.

C'est à partir de 1838 que furent mesurées les premières parallaxes stellaires par Bessel⁴ (61 Cygni, $p = 0,35''$), Henderson (α Centauri $p = 0,91''$), Struve (Vega, $p = 0,26''$).

La précision de ces mesures est limitée par la diffraction du télescope et par la turbulence atmosphérique. D'ailleurs au milieu du 20^{ème} siècle, ces valeurs étaient revues. Pour α Centauri $p = 0,76''$ et pour Vega, $p = 0,123''$. Dans le cas de cette dernière étoile cela signifie que sa distance est doublée.

Ainsi la distance des étoiles les plus

proches (700) était connue avec une incertitude de 10 % jusqu'aux mesures réalisées par le satellite Hipparcos. Celui-ci a mesuré la parallaxe de 120 000 étoiles avec une précision de 0.002" (angle sous lequel on verrait une balle de golf placée à 6000 km).

Remarques :

- l'année de lumière (al) est la distance parcourue par la lumière en un an soit $3 \times 10^5 \times 3,16 \times 10^7 = 9 \times 10^{12}$ km.

- le parsec est la distance d'où l'on voit le rayon de l'orbite terrestre (1 UA) sous un angle de 1".

1 pc = 3,26 al.

- dans une sphère de rayon 5 pc (16 al) il y a une dizaine d'étoiles et dans une sphère de rayon 20 pc (65 al) il y en a 700.

Notes :

1 - Aristote 384-322 avant notre ère.

2 - James Bradley, astronome anglais (1693-1762), découvre aussi la nutation de l'axe de rotation de la Terre en 1748, et en 1789 Encelade et Mimas.

3 - William Herschel (1738-1822) découvre Uranus en 1781 et ses satellites Titania et Obéron en 1787.

4 - Friedrich Bessel, astronome allemand 1784-1846, directeur de l'observatoire de Königsberg.

2 - Autre méthode.

2-1 - Magnitude.

Les anciens avaient classé les étoiles en fonction de leur luminosité en 6 grandeurs. Celles de première grandeur étaient les plus brillantes (visibles dès le coucher du Soleil) jusqu'à celles de 6ème grandeur (les dernières visibles). Le catalogue d'étoiles de Ptolémée ("syntaxe mathématique" publiée en 150 après JC) nous est parvenu grâce à la traduction arabe (12^e siècle) connue sous le nom d'Almageste (al mistry, le plus grand traité).

Au 18^e siècle, on comparait l'éclat d'une étoile à la flamme d'une bougie, au 19^e siècle, le photomètre permettait la comparaison de l'éclat de deux étoiles.

Remarque : la sensation de l'œil à un éclairement n'est pas linéaire, elle varie

comme le logarithme de l'éclairement de la source.

A la fin du 19^e siècle, Pogson¹ montra qu'un rapport 100 existait entre les éclats d'étoiles de grandeur 1 et 6 et proposa la relation :

$$m_1 - m_2 = -2.5 \log (E_1 / E_2)$$

relation dans laquelle m représente la magnitude apparente de l'étoile.

$$m = -2.5 \log E + Ctc$$

La constante fut choisie pour que la valeur de m soit voisine de la valeur de la grandeur du catalogue de Ptolémée.

2-2 - Eclat apparent.

Soit L la luminosité de l'étoile, c'est à dire la puissance totale émise par l'étoile. L'éclat apparent E reçu par mètre-carré à la distance δ est donné par la relation : $E = L / 4\pi\delta^2$ (δ en m).

L'éclat apparent est lié à la magnitude apparente et la luminosité à la magnitude absolue. Si on connaît ces deux grandeurs, il est possible de déterminer la distance de l'étoile.

2-3 - Magnitude absolue.

Soit m la magnitude apparente d'une étoile de luminosité L située à une distance de d parsecs et d'éclat E_d . Sa magnitude absolue M est celle qu'elle aurait si elle était située à 10 parsecs soit Δ mètres. Les égalités $E_d = L/4\pi\delta^2$ et $E_{10} = L / 4\pi\Delta^2$ donnent alors :

$$m - M = -2,5 \log (E_d / E_{10})$$

$$= -2.5 \log (\Delta/\delta)^2 = -2,5 \log (10/d)^2$$

$$= 5 \log d - 5$$

2-4 - Module de distance.

La différence de magnitude m - M, appelée module de distance, permet de déterminer la distance :

$$d = 10^{1-(m-M)/5}$$

Toutes les méthodes qui suivent sont basées sur ce principe. La magnitude apparente m est mesurée depuis la Terre. Il faut trouver un moyen pour déterminer la magnitude absolue M.

2-5 - Diagramme HR ou diagramme Hertzsprung² - Russel³.

A partir d'étoiles dont on connaissait la distance (parallaxe trigonométrique), les astronomes danois et américain, cités ci-dessus, ont (indépen-

damment) placé les étoiles dans un repère couleur-magnitude absolue et type spectral-magnitude absolue et ont constaté que les étoiles se regroupaient en série principale (Soleil), géantes, ...

Le modèle d'étoile (structure interne et évolution) rend compte de cette distribution.

Donc en observant une étoile dont on veut déterminer la distance, on peut mesurer sa magnitude apparente m, déterminer sa classe spectrale, connaître sa famille et à partir du diagramme HR trouver sa magnitude absolue donc sa distance.

Cette méthode est appelée par analogie avec la précédente méthode de la parallaxe spectroscopique.

Remarques :

- Dans la détermination des magnitudes, il faut tenir compte de l'absorption interstellaire et les mesures sont faites à des longueurs d'onde bien définies (filtres).

- Il est possible également de déterminer la distance d'un amas d'étoiles. Pour cela on réalise le diagramme HR de l'amas et par glissement on essaie de faire correspondre sa série principale avec celle du diagramme HR général. On en déduit le module de distance m - M et donc sa distance.

Notes :

1 - Norman Robert Pogson, astronome américain (1809-1891).

2 - Ejnar Hertzsprung, astronome danois (1873-1967) étudie des étoiles doubles, des céphéides et des étoiles variables. Il établit le diagramme en 1905, indépendamment de Russel.

3 - Henry Norris Russel astronome américain (1877-1957) directeur de l'observatoire de Princeton 1912.

Distance des galaxies.

Dans le cas des galaxies, on utilise également le module de distance. Il faut donc y reconnaître une étoile dont on a le moyen de déterminer le module de distance.

1 - Les céphéides.

Leur nom générique vient de l'étoile δ Céphée qui est une étoile dont la luminosité varie périodiquement (contraction et dilatation des couches externes de l'étoile).

En 1912, H. Leavitt¹ découvrit que la période des céphéides du petit nuage de Magellan (galaxie la plus proche de nous, visible depuis l'hémisphère sud) était liée à leur magnitude absolue médiane $M = (M_{\max} + M_{\min}) / 2$. On a la relation (1) : $M = a \log P + b$

La détermination des coefficients a et b nécessite une calibration à partir de céphéides de distance connue.

La relation (1) est conforme au modèle théorique décrivant l'évolution des étoiles et en particulier le transport d'énergie dans l'étoile. Elle constitue un critère de distance puisque permettant de déterminer la magnitude absolue, elle permet le calcul de la distance.

Pour mieux saisir cette méthode utilisant les céphéides, imaginons que tous les feux tricolores aient la même puissance (magnitude absolue). Situé très loin d'une ville, on reconnaît un tel feu (il appartient donc à une classe connue). Il est possible de déterminer la puissance reçue (magnitude apparente) et donc de déduire sa distance.

Remarque :

Les étoiles RR Lyrae ont été longtemps utilisées comme calibreurs de distance des amas globulaires.

Note :

1 - Henrietta Leavitt est une astronome américaine (1868-1921).

2 - Relation de Tully-Fischer.

En 1977, une relation établie empiriquement permet de lier la magnitude absolue totale d'une galaxie à la vitesse maximale de rotation dans le disque galactique.

$$M = a \log V_{\max} + b$$

Cette relation n'a pas de justification théorique. On a simplement constaté que plus la masse de la galaxie

était grande, plus la vitesse maximale était grande. La relation lierait donc la masse à la luminosité.

3 - Supernova de type Ia.

Ce sont des étoiles très lumineuses au moment de leur explosion¹, elles sont donc visibles de très loin. L'observation de supernovae de type Ia dans une même galaxie a montré qu'elles avaient même magnitude apparente. Puisqu'elles sont à une même distance de la Terre on en conclut qu'elles ont même magnitude absolue.

La calibration a été faite avec Hipparcos qui a observé des céphéides dans des galaxies dans lesquelles des supernovae avaient été observées.

Il suffit donc d'être sûr d'avoir affaire à une supernova de type Ia, pour déterminer son module de distance et donc sa distance (distance de la galaxie dans laquelle elle se trouve). L'identification se fait par la forme de la courbe de lumière (maximum atteint rapidement, puis décroissance d'abord rapide -déclin du nickel- puis lente -déclin du cobalt-) et par son spectre (deux raies d'absorption voisines, très intenses-Si⁺).

Note :

1 - Ce sont des étoiles doubles de masses très différentes et qui ont donc évolué à des rythmes différents : la plus massive est devenue une naine blanche, alors que l'autre en est au stade de géante rouge. La naine blanche ne peut avoir une masse supérieure à 1,4 masse solaire, sinon elle explose. La géante rouge perd ses couches extérieures qui sont absorbées par la naine qui finit par exploser. L'un des processus liés à cette explosion, produit une grande quantité de nickel radioactif (⁵⁶Ni) qui donne du cobalt (⁵⁶Co) et enfin du fer stable.

4 - Autres méthodes.

La distance peut également être déterminée à partir de l'observation de nébuleuses planétaires dans des galaxies elliptiques (on attribue à la nébu-

leuse planétaire la plus brillante la magnitude absolue de la nébuleuse planétaire la plus brillante située dans une galaxie de distance connue) ou d'étoiles supergéantes rouges.

Remarque :

La mesure des distances des galaxies permet d'avoir accès à l'âge de l'Univers.

En effet, le décalage vers le rouge des raies dans les spectres de galaxies montre que l'Univers se dilate. Ce décalage permet d'estimer la vitesse radiale¹ d'une galaxie. En tenant compte des mouvements de la Terre, du Soleil, de notre galaxie et du mouvement propre de la galaxie, on détermine la vitesse cosmologique due à l'expansion de l'Univers.

Hubble a constaté que plus la galaxie observée était loin, plus sa vitesse cosmologique était grande et il a montré que cette vitesse était proportionnelle à sa distance.

$$V_{\text{cosmo}} = H_0 d$$

(où H_0 est la constante de Hubble).

La mesure de V_{cosmo} par l'étude du spectre et celle de la distance d par une méthode décrite ci-dessus permet de déterminer H_0 . Or H_0 a la dimension de l'inverse d'un temps.

Depuis Einstein, les modèles cosmologiques amènent à calculer l'âge t_0 de l'Univers par $1/H_0$.

En fait, les modèles relativistes donnent tous $t_0 < 1/H_0$ et dans le cas du modèle standard on trouve $t_0 = (2/3) H_0$

Note :

1 - le décalage spectral z est mesuré à partir du spectre :

$$z = \Delta\lambda / \lambda = V_{\text{radiale}} / c$$

c est la célérité de la lumière.

A partir de V_{radiale} on détermine V_{cosmo} et $V_{\text{cosmo}} = H_0 d$.

Bibliographie :

- Méthodes de l'astrophysique, L. Gouguenheim, Hachette CNRS.
- CNED Université Paris XI Diplôme Universitaire Astrophysique : à propos de l'âge de l'Univers (L. Bottinelli, M. Gerbaldi, L. Gouguenheim).