

N° 33

LES DISTANCES DANS L'UNIVERS

Philippe DOUBLET



Les Cahiers de la SAN

LES DISTANCES DANS L'UNIVERS

Philippe DOUBLET

Qualité auteur

Édition 2011

Les « **Cahiers de la SAN** » sont édités par la Société d'Astronomie de Nantes,
Société Scientifique d'Éducation Populaire agréée Jeunesse et Sports.

35, boulevard Louis-Millet

44300 NANTES

Tél. 02 40 68 91 20 - Fax 02 40 93 81 23 - E-mail : san@san-fr.com

© Toute reproduction intégrale ou partielle faite par quelque procédé que ce soit,
sans l'autorisation de la Société d'Astronomie de Nantes, est interdite.

LES DISTANCES DANS L'UNIVERS

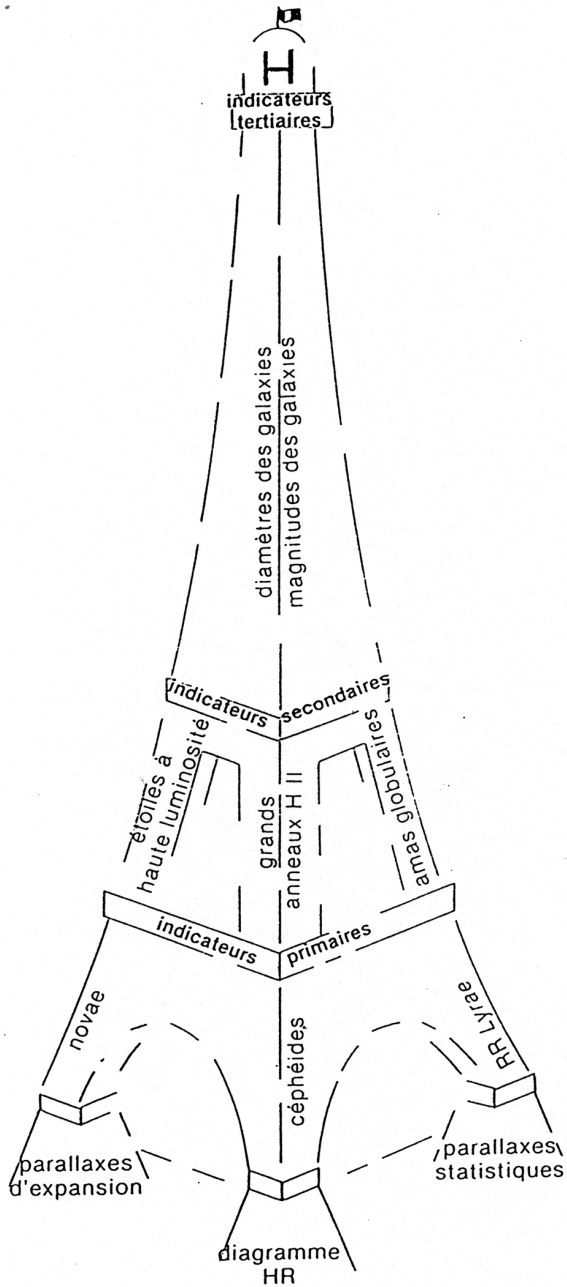
Présentation

Dès l'antiquité les hommes ont regardé le ciel et du fait de l'immutabilité des constellations, ils ont considéré que les étoiles faisaient partie de la *sphère des fixes*. Ceci est resté vrai jusqu'au XVIII^e siècle où HALLEY et l'abbé italien Giuseppe PIAZZI trouvèrent des différences entre le catalogue de PTOLÉMÉE et les nouveaux catalogues qui venaient d'être constitués. La preuve était faite que les étoiles bougeaient, il n'y avait plus qu'à savoir à quelle distance elles se situaient. C'est cette histoire que nous allons parcourir en compagnie des astronomes qui ont découvert les méthodes pour mesurer la distance des étoiles, puis la distance des galaxies.

Ces méthodes sont classées en quatre catégories que nous verrons successivement et qui sont très bien résumées par le schéma de l'astronome Gérard DE VAUCOULEURS de la page suivante.

Les méthodes directes sont basées sur des mesures géométriques ou sur les propriétés physiques des étoiles. Ce sont les seules qui soient relativement précises, mais leur portée est faible.

Les indicateurs primaires : ces méthodes ont été étalonnées dans notre galaxie avec des étoiles de distance connue et



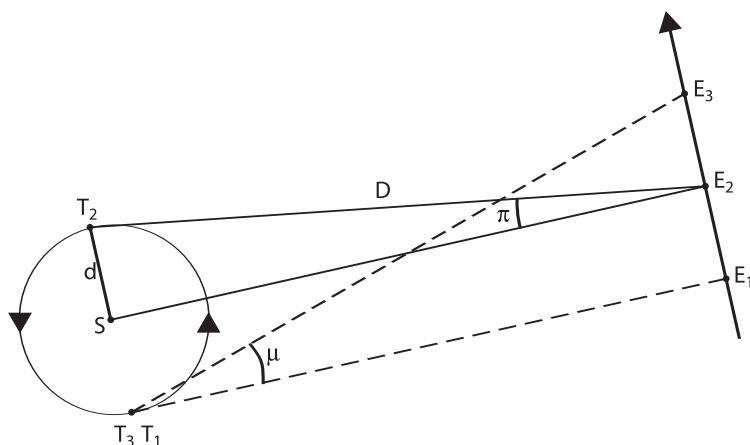
permettent de mesurer la distance des galaxies proches jusqu'à quinze millions d'années-lumière (AL).

Les indicateurs secondaires : ces méthodes ont été étalonnées dans les galaxies proches dont on connaissait la distance grâce aux indicateurs primaires, et permettent de mesurer la distance des galaxies jusqu'à un milliard AL.

Les indicateurs tertiaires : ces méthodes ont été étalonnées grâce aux objets dont on connaissait la distance grâce aux indicateurs secondaires, et permettent de mesurer des distances jusqu'aux quasars les plus lointains (douze milliards AL).

Méthodes directes

Parallaxe trigonométrique



En six mois la Terre se déplace autour du Soleil, ce qui permet de déceler un très petit déplacement de l'étoile E par rapport aux étoiles faibles qui l'entourent et que l'on suppose beaucoup plus loin. Il se passe la même chose lorsque l'on tend son bras devant soi avec le pouce en l'air, si l'on ferme alternativement les yeux on voit le pouce qui bouge par rapport au mur ou au paysage qui se trouve derrière. Ici le pouce représente l'étoile E , la distance entre les deux yeux correspond au diamètre de l'orbite terrestres soit 300 millions de kilomètres ou deux Unité Astronomique (UA), et enfin le mur est assimilé aux étoiles lointaines. Il suffit alors de mesurer l'angle correspondant au déplacement observé pour connaître la distance de l'étoile grâce à la trigonométrie. En effet l'on a :

$$\operatorname{tg}(\pi) = d / D$$

que l'on peut transformer puisque l'angle est petit en :

$$D = d / \pi$$

L'angle π est appelé la parallaxe annuelle de l'étoile E .

Si le Soleil et l'étoile étaient immobiles, il suffirait de deux mesures en $T1$ et $T2$ pour connaître π , mais les étoiles se déplaçant par rapport au Soleil on doit faire une troisième mesure en $T3$ pour connaître le mouvement propre μ de l'étoile (c'est l'angle dont s'est déplacé l'étoile en une année par rapport aux étoiles lointaines). Dans la pratique ces mesures sont effectuées sur plusieurs années pour améliorer la précision.

Le mouvement propre est généralement plus grand que la parallaxe. Sa mesure est aussi plus facile car ses effets s'additionnent année après année. Dès le début du XIX^e siècle, PIAZZI connaissait de nombreux mouvements propres en comparant ses mesures avec celles de HALLEY effectuées un siècle plus tôt. Les étoiles avec un fort mouvement propre furent supposées proches et elles servirent de cible pour les premières tentatives de détermination d'une parallaxe stellaire.

La première parallaxe connue a été celle de l'étoile **61 du Cygne** que BESSEL mesura entre 1837 et 1840. Il trouva alors 0,3" soit 10,7 AL. Peu après HENDERSON trouve la parallaxe de **α du Centaure** (1" ce qui fait 3,3 AL alors que la valeur réelle est de 4,3 AL) et STRUVE celle de Véga (0,125" soit 25 AL). Les angles à mesurer étant très faibles, on ne connaissait la distance que d'une trentaine d'étoiles au début du siècle. On a alors utilisé la photographie pour augmenter le nombre des mesures ainsi que la précision des mesures. Ainsi nous connaissons aujourd'hui la distance d'environ 5000 étoiles dans un rayon de 100 AL autour du Soleil. À cette distance la précision est de l'ordre de 20 % et au-delà, la méthode est inutilisable. Ceci était vrai jusqu'au lancement de **Hipparcos** (High Precision PARallaxe COLlecting Satellite) en 1989 qui va permettre de connaître la distance de 100 000 étoiles jusqu'à 500 AL en mesurant des parallaxes jusqu'à 0,002 seconde d'arc.

Cette méthode de mesure a donné naissance à une nouvelle unité de distance qui est le **parsec** (PARallaxe d'une SEconde). C'est la distance à laquelle on voit le rayon de l'orbite terrestre sous un angle d'une seconde, soit 3,26 AL. C'est une unité pratique puisqu'à partir d'une parallaxe π on a directement la distance en parsec.

$$D = 1 / \pi \text{ avec } D \text{ en parsec et } \pi \text{ en seconde d'arc.}$$

Parallaxe dynamique

Dans la Galaxie, 70 % des étoiles appartiennent à un système double ou multiple (deux ou plusieurs étoiles tournent autour de leur centre de gravité commun). Ces systèmes sont étudiés depuis très longtemps car ils permettent de connaître la masse et la distance des étoiles grâce à la troisième loi de KEPLER :

$$a^3 / p^2 = M1 + M2$$

avec :

a demi-grand axe de l'orbite en UA

p période de révolution en années

$M1, M2$ masse des deux étoiles en masse solaire.

Avec beaucoup de temps et de patience (la mesure peut facilement prendre un siècle ou plus) on peut connaître p et a_1 (valeur angulaire de a). La distance D relie a et a_1 comme suit :

$$a = D a_1$$

D s'écrit alors :

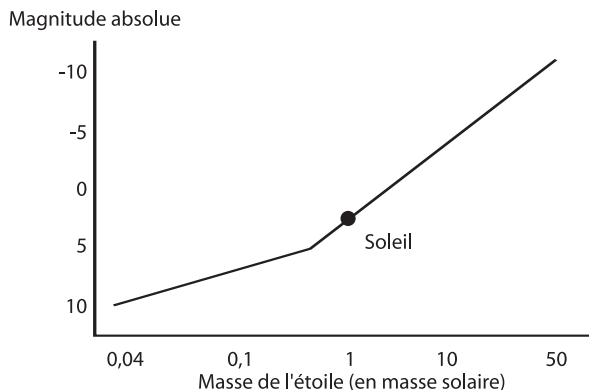
$$D = (M1 + M2)^{1/3} p^2 / a_1$$

On estime d'abord $M1$ et $M2$ à une masse solaire, et on en déduit une distance et une magnitude absolue pour ces étoiles. En utilisant alors la relation masse-luminosité on recalcule alors la masse de ces étoiles. En réitérant deux ou trois fois ces opérations le calcul converge et on connaît alors la distance, la masse et la magnitude absolue des étoiles du système. C'est là, tout l'intérêt du travail de Paul COUTEAU que la SAN a eu le plaisir d'accueillir à plusieurs reprises à Nantes (il a découvert plus de 2000 étoiles doubles).

Remarque

La relation *Masse-Luminosité* a été établie grâce à l'étude des étoiles doubles proches dont on connaissait la distance par trigonométrie. Dans ce diagramme on porte la magnitude

absolue des étoiles en fonction de leur masse. On s'aperçoit alors que toutes les étoiles de la série principale se regroupent sur deux portions de droite. Cela n'est pas vrai pour les naines et les géantes, mais on sait reconnaître ces étoiles en étudiant leur spectre.

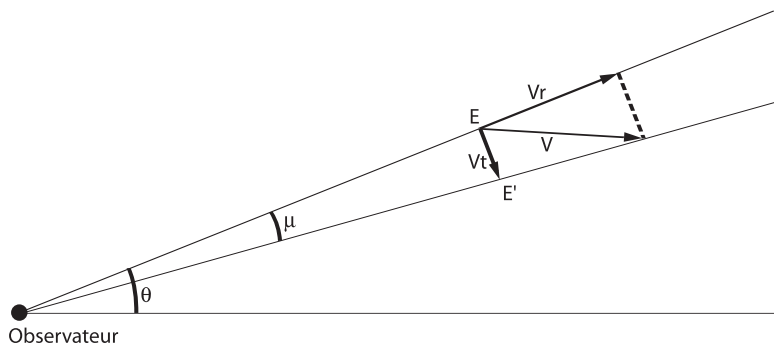


Parallaxe du point convergent

Cette méthode s'applique à une dizaine d'amas ouverts proches de la Terre (jusqu'à 1000 AL). Dans un tel amas, les étoiles sont liées entre elles et elles se dirigent toutes à la même vitesse dans la même direction. Si l'amas est suffisamment étendu dans le ciel, la mesure du mouvement propre de chacune des étoiles permet grâce à un effet de perspective de déterminer le point de convergence des étoiles de l'amas. Connaissant alors l'angle θ entre la ligne de visée et la direction des étoiles de l'amas dans l'espace, on peut alors connaître leur distance en mesurant leur mouvement propre moyen et leur vitesse radiale moyenne.

Sur ce schéma la distance EE' correspond à la distance parcourue par l'étoile E pendant un an. Cette distance est égale à la vitesse tangentielle de l'étoile multipliée par le nombre de secondes dans une année, soit :

$$EE' = Vt \times nsa.$$



Mesurée depuis la Terre cette même distance est égale à la distance de l'étoile (exprimée en kilomètres) multipliée par son mouvement propre (exprimé en radian).

$$\text{soit } EE' = D_{km} \times \mu r$$

En composant ces deux formules, en changeant les unités et en remplaçant Vt par $Vr \operatorname{tg} \theta$ on obtient la distance de l'étoile en parsec

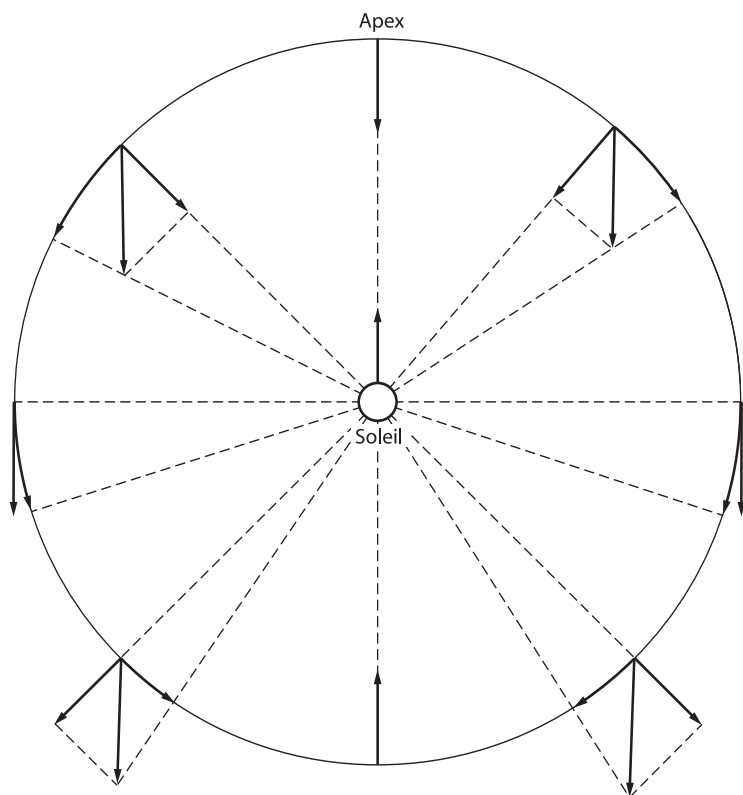
$$D_{pc} = Vr \operatorname{tg} \theta / 4,75 \mu$$

Appliquée à l'amas des *Hyades* qui s'étend sur plus de 15° au carré dans la constellation du Taureau, cette méthode nous fournit une distance de $140 \text{ AL} \pm 7 \text{ AL}$. C'est l'astronome américain Lewis Boss qui fit cette mesure dès 1908, ce qui lui permit de dépasser les limites de la mesure trigonométrique traditionnelle.

Cette méthode est très importante car elle a permis d'affiner la loi d'étalonnage des céphéides (cf. *Céphéides*, page 21), grâce à la mesure des amas proches qui en contiennent. Elle a également permis l'estimation de l'absorption interstellaire en traçant le *diagramme HR* de ces amas (cf. *Diagramme HR*, page 16). En effet il y avait toujours une différence lorsque l'on mesurait la distance de ces amas avec les deux méthodes, et elle était d'autant plus grande que l'amas était éloigné. On en déduit donc qu'il y avait absorption de la lumière des étoiles par le milieu interstellaire et l'on trouva ainsi une valeur moyenne de 0,8 magnitude pour 1000 AL dans le plan de la Galaxie.

Parallaxe statistique ou séculaire

Elle nous donne la distance moyenne d'un groupe homogène d'étoiles, c'est-à-dire des étoiles non liées physiquement entre elles. Le mouvement propre d'une étoile est le résultat de la composition de deux mouvements : celui de l'étoile et celui du Soleil. Pour un grand nombre d'étoiles non liées, la valeur moyenne du mouvement des étoiles est nulle (elles se déplacent dans tous les sens) donc seul le mouvement du Soleil dans l'espace influence le mouvement propre moyen et la vitesse radiale moyenne de ce groupe d'étoiles. En appliquant cette méthode aux étoiles proches dont on connaissait tous les éléments (distance, vitesse...) on a déterminé avec précision le mouvement



du Soleil dans l'espace. Celui-ci se dirige à 20 km/s (soit 4,5 UA/an) vers un point de la constellation d'Hercule que l'on nomme l'*apex*. En l'appliquant à l'envers à un groupe d'étoiles de distance inconnue, on trouve à quelle distance elles doivent se situer pour que la moyenne de leur vitesse radiale et de leur mouvement propre nous donne le même mouvement du Soleil vers l'*apex*.

La distance moyenne calculée par cette méthode est :

$$D_{pc} = 2 V_{rmoy} / 4,74 \mu_{moy}$$

C'est cette méthode qui a servi à Harlow SHAPLEY en 1919 pour étalonner la loi de *période-luminosité des céphéides* (cf. *Céphéides* page 19). Pour cela il a utilisé les onze céphéides les plus proches de nous et, il a trouvé une distance moyenne de 3000 AL pour ces étoiles.

Déplacement moyen d'un groupe d'étoiles dans quelques directions particulières en fonction du déplacement annuel du Soleil vers l'*apex*.

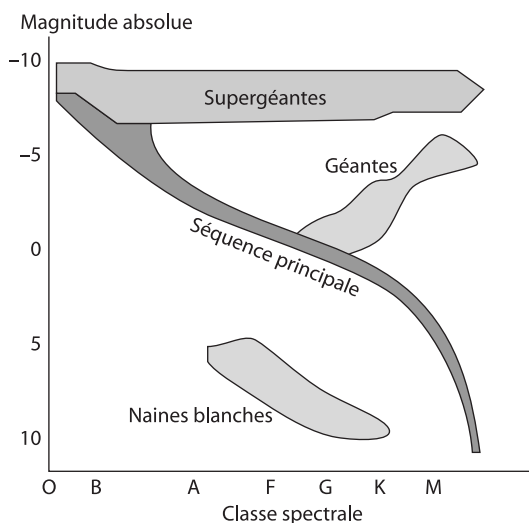
Diagramme HR

Connaissant la distance de quelques étoiles proches, les astronomes ont voulu comparer leur luminosité. Pour cela on a créé la notion de magnitude absolue, c'est-à-dire la magnitude qu'aurait une étoile si elle était à une distance de dix parsec (32,6 AL). À cette distance, le Soleil redevient une étoile quelconque de magnitude 4,5 que l'on verrait à peine à l'œil nu. Toutes les étoiles situées à moins de dix parsec ont une magnitude absolue inférieure à leur magnitude réelle et vice-versa. Une différence de cinq magnitudes correspond à un facteur cent en luminosité et à un facteur dix en distance.

D'autre part au XIX^e siècle les astronomes ont développé la spectrographie, c'est-à-dire l'analyse de la lumière des étoiles après l'avoir fait passer dans un prisme. Celui-ci décompose la lumière en étalant les différentes couleurs qui la forme (de la même manière les gouttes d'eau décomposent la lumière du Soleil pour créer un arc-en-ciel). En étudiant ces spectres (raies

d'absorption ou d'émission, intensité des raies, décalage des raies...), on peut mesurer la température des étoiles, leur composition chimique, leur âge, leur vitesse radiale (projection de la vitesse sur la ligne de visée qui nous permet de savoir si l'étoile se rapproche ou s'éloigne de nous), etc.

C'est donc en 1911 et 1913 que HERTZPRUNG et RUSSEL ont utilisé ces mesures pour comparer la magnitude absolue des étoiles en fonction de leur température. Ils s'aperçurent alors que les étoiles se regroupaient dans des zones bien déterminées et ce diagramme bien connu porte aujourd'hui leur nom.



Dans ce tableau la quasi-totalité des étoiles sont des naines (étoiles de la séquence principale de classe F à M). Par exemple dans un rayon de vingt AL autour du Soleil il n'y a que 70 étoiles, qui sont toutes naines et seules trois sont plus lumineuses que le Soleil (Sirius, Altair et Procyon). On compte environ une étoile géante pour cent étoiles et une supergéante pour dix millions. La plus proche supergéante est ainsi Antarès qui est située à 400 AL. Cependant ces étoiles étant très lumineuses elles sont visibles de très loin, ce qui fait que sur les cent étoiles les plus brillantes du ciel, plus de la moitié sont des géantes ou des supergéantes.

Voyons maintenant comment l'on peut mesurer la distance à partir de ce diagramme HR. Si l'on prend une étoile de distance inconnue, il suffit de faire un spectre pour déterminer sa classe spectrale. En la reportant dans le diagramme HR on en déduit sa magnitude absolue et donc sa distance en comparant avec sa magnitude réelle. Cependant la répartition dans le diagramme n'est pas une droite mais une bande, ce qui nous donne une grosse incertitude sur la mesure (un facteur deux ou trois).

Par contre si l'on utilise cette méthode sur un amas d'étoiles (c'est-à-dire un groupe d'étoiles situées à la même distance du Soleil), et que l'on trace son diagramme HR en utilisant les magnitudes visuelles, on obtient le même diagramme que précédemment mais il est décalé d'un certain nombre de magnitudes vers le bas. Cette différence est beaucoup plus sûre statistiquement et elle permet de connaître la distance de tous les amas de la Galaxie à 10 ou 20 % près. Le problème pour affiner ces résultats est l'estimation de l'absorption par le milieu inter-stellaire de la lumière de ces étoiles lointaines. Elle est estimée à 0,8 magnitude pour mille parsec en moyenne mais elle peut varier d'une zone de l'espace à une autre.

Indicateurs de distance primaires

Ce sont des méthodes basées sur les propriétés de certaines étoiles (variables *RR Lyrae*, *céphéides*, *novas*...) que l'on a étalonnées dans la Galaxie en utilisant les méthodes directes. Elles nous permettent alors de connaître la distance des galaxies proches.

Étoiles variables RR Lyrae

Ce sont des étoiles vieilles, de couleur blanche (classe spectrale A ou F) pour lesquelles la variation de la courbe de lumière est rapide (moins d'une journée) et de faible amplitude (moins de 0,5 magnitude). La propriété de ces étoiles est leur magnitude absolue qui est une constante ($M \approx 0,6$). Lorsque l'on trouve une telle étoile il suffit donc de mesurer sa magnitude visuelle pour connaître immédiatement sa distance. Ces étoiles étant vieilles elles sont surtout présentes dans les amas globulaires et dans le noyau galactique. C'est l'étude de ces étoiles qui a permis au début du siècle à SHAPLEY d'appréhender la taille et la forme de notre Galaxie. Il s'aperçut en effet que les amas globulaires étaient répartis dans un halo dont le centre ne correspondait pas au Soleil. Il fallut alors se rendre à l'évidence : la Terre n'était pas le centre du monde, mais une planète tournant autour d'une étoile quelconque située à 30 000 AL du centre de la Galaxie.

De nos jours on connaît environ 5000 étoiles *RR Lyrae* dans la Galaxie et autant dans les amas globulaires.

Céphéides

C'est un groupe d'étoiles variables très connues qui tirent leur nom de la première étoile de ce type que l'on a identifiée (δ Céphée dont la période est 5 j 9 h avec une magnitude variant de 3,3 à 4,5). Ce sont des étoiles supergéantes jeunes, très brillantes (magnitude absolue comprise entre -2 et -5), de

classe spectrale F ou G avec une période de variation extrêmement régulière comprise entre un et 50 jours.

Les *céphéides* sont passées à la célébrité en 1913, année où l'astronome américaine Henrietta LEAVITT publia les résultats de deux ans d'étude sur les étoiles variables des *Nuages de Magellan*. En scrutant les photos prises à la base péruvienne d'Arequipa de l'observatoire de Harvard, elle avait identifié plus de 2000 céphéides et découvert leur secret. Plus la période était longue, plus l'étoile était lumineuse. Toutes les céphéides des Nuages de Magellan étant à la même distance, cela voulait dire que l'on pouvait connaître la magnitude absolue (et donc la distance) d'une céphéide en mesurant uniquement la période de variation de sa courbe de lumière. Malheureusement à cette époque on ne connaissait la distance d'aucune céphéide pour étalonner cette loi.

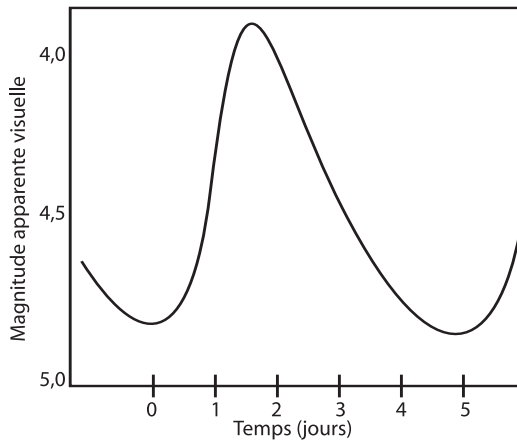
Le problème fut résolu par Harlow SHAPLEY en 1919. Pour cela il appliqua la méthode des parallaxes statistiques (cf. page 15) sur onze céphéides « *proches* » du Soleil (la plus proche est à 3 000 AL), pour lesquelles la vitesse radiale et le mouvement propre étaient connus. Malgré la faiblesse de l'échantillon il obtint une distance approximative qui permit d'identifier les céphéides comme des étoiles supergéantes très lumineuses et donc très lointaines.

C'est grâce aux céphéides découvertes en 1925 dans *M31* avec le télescope de 2,54 m du Mont Wilson que HUBBLE put affirmer que les nébuleuses semblables à M31 sont des galaxies extérieures à la Voie Lactée et contenant comme elle des milliards d'étoiles. Cette méthode fut ensuite utilisée sur une vingtaine de galaxies jusqu'à environ dix millions AL.

La loi d'étalonnage des céphéides donnant la distance en fonction de la période a été modifiée deux fois depuis 1919.

- une première fois suite à une amélioration de la mesure de distance des céphéides proches.
- une deuxième fois suite à la décomposition des céphéides en deux classes distinctes :
 - les céphéides proprement dites dont les propriétés sont inchangées.

- les étoiles *W Virginis* dont la magnitude absolue est plus faible de deux magnitudes.



Coube de lumière de l'étoile δ Céphée

Novæ

Ce sont des étoiles explosives dont l'éclat augmente brutalement de onze magnitudes pour atteindre une magnitude absolue de l'ordre de -7 , -8 . Il s'agit en fait d'une étoile double serrée où il existe une résonance entre les pulsations périodiques d'une étoile instable avec son mouvement orbital. Il y a alors éjection par l'étoile d'une partie de son enveloppe (un cent millième de la masse de l'étoile), ceci se reproduisant de façon récurrente (de quelques dizaines d'années à quelques milliers d'années). Ces boules de gaz en expansion rapide (de l'ordre de 1000 km/s) forment les jolies nébuleuses planétaires que l'on peut voir dans nos télescopes. L'étude des nébuleuses planétaires a permis la détermination de la distance des novæ les plus proches de nous grâce à la parallaxe d'expansion (moins de 5000 AL). Cette méthode est analogue à la parallaxe trigonométrique. La seule différence est la base de mesure qui n'est plus le

diamètre de l'orbite terrestre mais la distance parcourue par le gaz depuis l'explosion (vitesse mesurée par spectrométrie multipliée par le temps en secondes qui s'est écoulé depuis l'explosion).

De plus, en observant la courbe de lumière des novæ, on s'est aperçu que les plus brillantes avaient une vitesse de déclinaison plus rapide. Dans la pratique c'est cette propriété qui sert car elle est insensible à l'absorption interstellaire et est utilisable à de grandes distances. Il suffit ainsi de voir une nova dans une galaxie proche (< 15 millions AL) pour connaître sa distance.

Indicateurs de distances secondaires

Amas globulaires

Les amas globulaires sont des regroupements de milliers, ou de centaines de milliers d'étoiles dans une sphère. Ils décrivent des orbites très elliptiques par rapport au centre de la Galaxie et ils se trouvent donc dans et autour du noyau galactique. Ils contiennent peu de gaz et leurs étoiles sont très vieilles (plusieurs milliards d'années). Dans notre Galaxie on a mesuré leur distance grâce aux variables ***RR Lyrae*** ou en traçant leur diagramme HR. On a ainsi trouvé une taille moyenne de 40 parsec et une magnitude absolue de $-7,5$ pour les plus brillants d'entre eux. Ces valeurs sont à peu près constantes pour toutes les galaxies.

Pour les galaxies extérieures on mesure donc la magnitude visuelle moyenne des amas globulaires et en employant toujours la même méthode du rapport entre la magnitude visuelle et la magnitude absolue, on obtient la distance de la galaxie.

Cette méthode a une portée d'environ 50 millions AL.

Supernovæ

L'explosion d'une supernova est un événement cataclysmique qui marque la mort d'une étoile. Ce terme de supernova apparut en 1885 suite à la découverte d'une étoile nouvelle dans la *galaxie d'Andromède*. En quelques jours elle atteignit la magnitude six, c'est-à-dire qu'elle brillait autant que les milliards d'étoiles de la galaxie. Pendant cette période la supernova émet autant d'énergie que le Soleil durant toute sa vie (soit dix milliards d'années).

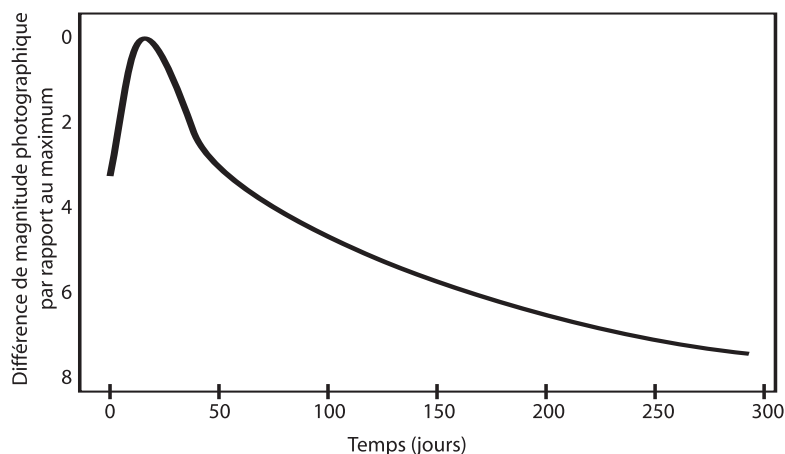
Aujourd'hui on découvre une dizaine de supernovæ par an dans les autres galaxies, jusqu'à des distances d'un milliard AL. Cela en fait plus de 600 depuis le début du siècle. Ceci permet d'estimer l'apparition des supernovæ à une par siècle

pour une galaxie de la taille de la nôtre. Dans notre Galaxie, la dernière date de 1604 et fut observée par KÉPLER.

L'étude de la courbe de lumière de ces étoiles a permis de les classer en deux groupes distincts.

Supernovae de type 1

Au départ le scénario est le même que pour les novæ. C'est-à-dire que l'on a une vieille étoile blanche qui vole de la matière à son compagnon. Si la masse de l'étoile vient à dépasser la masse critique de 1,4 masse solaire, la température au centre devient telle qu'il y a allumage des réactions nucléaires de fusion du carbone. Ceci provoque une instabilité dans l'étoile qui explose alors en se volatilisant dans l'espace. La magnitude absolue atteinte est de -18 .



La courbe de lumière est identique pour toutes les supernovæ de ce type du fait que l'explosion est provoquée par le dépassement d'une masse critique. L'éclat augmente en dix jours jusqu'au maximum. On a alors un palier pendant vingt jours avant d'entamer la décroissance. Celle-ci a lieu régulièrement au rythme de trois magnitudes tous les 55 jours. Le spectre contient de larges bandes obscures et lumineuses qui restent inexpliquées, mais qui sont très caractéristiques des supernovæ de type 1.

Supernovae de type 2

Ce sont des étoiles très massives (masse supérieure à 8 masses solaires) qui arrivent à la fin de leur vie. Les réactions nucléaires ont transformé l'hydrogène en hélium, puis l'hélium en carbone jusqu'à la dernière réaction possible qui est la fusion du silicium en fer. Lorsque tout le silicium est consommé les réactions nucléaires s'arrêtent. La gravité n'étant plus contrebalancée, les couches externes de l'étoile tombent vers le centre. En atteignant le cœur où la pression est considérable, elles rebondissent et sont expulsées dans l'espace à plus de 15 000 km/s. Elles atteignent alors une magnitude absolue de l'ordre de -16 . La courbe de lumière de ces supernovæ est moins régulière que pour le type 1. Elle peut présenter des sursauts et elle diffère d'une supernova à une autre.

Mesure de la distance des supernovæ

Dès que l'on détecte une supernova on commence à tracer sa courbe de lumière pour connaître son type. On peut alors comparer la magnitude visuelle maximum et la magnitude absolue qu'elle aurait dû atteindre. Une simple règle de trois suffit alors pour connaître la distance de la galaxie dans laquelle cette supernova est apparue. Cette méthode est efficace jusqu'à un milliard AL, pour peu que l'on ait la chance de détecter une supernova dans une galaxie aussi lointaine.

La supernova 1987A qui explosa dans le *Grand Nuage de Magellan* est un cas particulier car pour la première fois on a pu mesurer directement sa distance en utilisant la méthode de la parallaxe d'expansion (cf. 3.3 *Novæ*, page 21). En effet le télescope spatial *Hubble* a permis de mesurer le diamètre angulaire de l'enveloppe gazeuse en expansion ($1,7''$) au bout de trois ans. Rapporté à sa dimension réelle de 1,4 AL, cela nous fournit une distance de $169\,000\text{ AL} \pm 9\,000\text{ AL}$ qui est légèrement supérieure aux mesures antérieures.

Régions HII (hydrogène ionisé)

La grande *nébuleuse d'Orion* (M42) est une région HII typique.

C'est une région riche en hydrogène dans laquelle se trouvent des étoiles très massives et très chaudes, dont le rayonnement arrache l'électron de l'atome d'hydrogène. On dit alors que l'hydrogène est ionisé et on écrit HII. Dans les galaxies proches on s'aperçoit que les plus grandes de ces régions HII ont une taille à peu près constante de 250 AL. Lorsque l'on observe des galaxies lointaines dans lesquelles on détecte des régions HII, on attribue cette taille maximum aux plus grandes d'entre elles et une simple règle de trois permet de connaître la distance de ces galaxies. Cette méthode permet d'atteindre des galaxies jusqu'à 300 millions AL.

Indicateurs tertiaires

Nous allons décrire rapidement ces méthodes assez imprécises mais qui permettent de sonder l'univers jusqu'à son origine.

Galaxie la plus brillante d'un amas

Dans les amas de galaxies on estime que les galaxies les plus brillantes ont une magnitude absolue de $-20,5 \pm 1,5$. On mesure ainsi des distances de galaxies jusqu'à deux milliards AL avec une précision de 30%.

Interférométrie radio à grande base

Dans cette méthode, on observe une galaxie simultanément avec plusieurs grands radio-télescopes dispersés à la surface de la Terre. En combinant les signaux reçus et en les traitant informatiquement on peut connaître la taille réelle de l'objet observé.

Généralisation de la loi de Hubble

Le but de toutes les méthodes précédentes est la détermination de la constante d'expansion de l'univers H qui fut définie pour la première fois par HUBBLE en 1925. En effet dans notre Univers en expansion, les galaxies s'éloignent les unes des autres d'autant plus vite qu'elles sont plus éloignées.

$$V = H.D$$

avec V vitesse d'éloignement des deux galaxies
 H constante d'expansion de l'univers
 D distance entre les 2 galaxies

La vitesse est facile à mesurer car elle se traduit par un décalage du spectre de la galaxie vers le rouge. En connaissant

H on connaît alors directement la distance de n'importe quelle galaxie. Malheureusement H étant déterminé par l'empilement des autres méthodes, les erreurs s'accumulent et l'incertitude sur sa valeur atteint 100%. La première estimation faite par HUBBLE était de 500 km/s/Mpc. Suite à de nombreuses corrections, sa valeur actuelle est comprise entre 50 et 100 km/s/Mpc, ce qui donne un âge de l'Univers compris entre dix et vingt milliards d'années.

Conclusion

Pour mieux comprendre la naissance et l'évolution de l'Univers, il est indispensable d'affiner la mesure de H . Donc l'un des premiers buts de l'astronomie actuelle est l'amélioration de toutes les méthodes de détermination des distances interstellaires. Dans les années qui viennent les progrès viendront :

- du satellite *Hipparcos* qui permettra de consolider les fondations de nos méthodes de mesure de distances,
 - distances précises de 100 000 étoiles jusqu'à 500 AL
 - distance précise de l'*amas des Hyades* permettant d'étalonner la loi période-luminosité des céphéides
- de la *supernova 1987A* dont on pourra affiner la distance en fonction de l'expansion de son enveloppe gazeuse,
- de l'allongement de la portée des différentes méthodes par l'utilisation du télescope spatial *Hubble* ou des nouveaux grands télescopes terrestres prévus pour la fin du siècle.

La Société d'Astronomie de Nantes

Résolument tournée vers le grand public, la SAN vous propose de découvrir l'astronomie ou d'approfondir vos connaissances dans ce domaine de multiples façons :

- Assister aux exposés d'astronomie présentés lors des réunions du vendredi soir, ouvertes à tous les adhérents, au local de la Société à partir de 20h30.
- Consulter ou emprunter l'un des mille ouvrages que possède le fonds bibliothécaire.
- Participer aux observations de découverte ou de perfectionnement. Vous pouvez également emprunter un instrument.
- Assister aux conférences au cours desquelles des astronomes et astrophysiciens de renom viennent présenter les derniers acquis de leurs travaux.
- Solliciter la SAN pour animer des actions pédagogiques préparées à l'attention de public scolaire ou adulte.
- Visiter les expositions auxquelles la SAN participe régulièrement.
- Apporter votre contribution à la réalisation de travaux pratiques d'astronomie tels que la mesure de la masse de Jupiter ou l'évaluation des altitudes des reliefs lunaires.
- Réfléchir et débattre des grands thèmes de la physique, de l'astrophysique et de la science en général au sein d'un groupe de réflexion théorique.
- Enfin, l'astronomie nécessitant des connaissances et des compétences multiples (en optique, mécanique, électronique, etc.), offrir un peu de votre temps pour la conception ou à la réalisation de projets astronomiques.

Pour participer à ces activités, il vous suffit de devenir adhérent.

La Société d'Astronomie de Nantes est une association fondée en 1971 et régie par la loi de 1901.

LES DISTANCES DANS L'UNIVERS

Philippe DOUBLET

Ce fascicule de Philippe Doublet retrace l'histoire et les méthodes de mesure des distances dans l'Univers, des plus proches étoiles jusqu'aux galaxies les plus lointaines. Il commence par les méthodes directes, comme la parallaxe trigonométrique, utilisée pour mesurer les étoiles proches, et introduit la notion de parsec. Il détaille ensuite les parallaxes dynamiques, convergentes et statistiques, notamment dans l'étude des amas stellaires. Le diagramme HR est présenté comme un outil fondamental pour relier luminosité et température des étoiles. Les indicateurs primaires comme les RR Lyrae, céphéides et novae permettent de mesurer la distance de galaxies proches. Les indicateurs secondaires incluent l'étude des amas globulaires, des supernovae et des régions HII pour des galaxies plus lointaines. Enfin, les indicateurs tertiaires permettent d'explorer l'Univers profond via l'interférométrie, les galaxies brillantes d'amas et la loi de Hubble. Le texte conclut sur l'importance de perfectionner ces méthodes pour affiner la constante d'expansion de l'Univers.



SOCIÉTÉ
d'ASTRONOMIE
de NANTES

Société Scientifique d'Éducation Populaire agréée Jeunesse et Sports
35, boulevard Louis Millet - 44300 NANTES - Tél. 02 40 68 91 20 - Fax 02 40 93 81 23
Internet : www.san.asso.fr - E-mail : san@san-fr.com