Zeitschrift: Orion : Zeitschrift der Schweizerischen Astronomischen Gesellschaft
Herausgeber: Schweizerische Astronomische Gesellschaft
Band: 46 (1988)
Heft: 227

Artikel: La mesure des distances : 2ème partie : les étoiles
Autor: Dumont, Michel
DOI: https://doi.org/10.5169/seals-899104

Nutzungsbedingungen
Die ETH-Bibliothek ist die Anbieterin der digitalisierten Zeitschriften auf E-Periodica. Sie besitzt keine Urheberrechte an den Zeitschriften und ist nicht verantwortlich für deren Inhalte. Die Rechte liegen in der Regel bei den Herausgebern beziehungsweise den externen Rechteinhabern. Das Veröffentlichen von Bildern in Print- und Online-Publikationen sowie auf Social Media-Kanälen oder Webseiten ist nur mit vorheriger Genehmigung der Rechteinhaber erlaubt. Mehr erfahren

Conditions d'utilisation
L'ETH Library est le fournisseur des revues numérisées. Elle ne détient aucun droit d'auteur sur les revues et n'est pas responsable de leur contenu. En règle générale, les droits sont détenus par les éditeurs ou les détenteurs de droits externes. La reproduction d'images dans des publications imprimées ou en ligne ainsi que sur des canaux de médias sociaux ou des sites web n'est autorisée qu'avec l'accord préalable des détenteurs des droits. En savoir plus

Terms of use
The ETH Library is the provider of the digitised journals. It does not own any copyrights to the journals and is not responsible for their content. The rights usually lie with the publishers or the external rights holders. Publishing images in print and online publications, as well as on social media channels or websites, is only permitted with the prior consent of the rights holders. Find out more

Download PDF: 02.07.2025

ETH-Bibliothek Zürich, E-Periodica, https://www.e-periodica.ch

La mesure des distances

MICHEL DUMONT

2ème partie: Les étoiles *)

Dans la lointaine Antiquité, on avait remarqué que les figures dessinées par les étoiles étaient indéformables. On pensait que les étoiles étaient situées sur une sphère et cette idée fut même conservée par Copernic. La «SPHÈRE DES FIXES» dont on parle parfois illustre la coupure, dans l'astronomie d'autrefois, entre le domaine des astres mobiles (Soleil, Lune et planètes), dont on tentait de comprendre le mouvement et le domaine des Etoiles (des FIXES, comme on disait) dont on ne connaissait rien.

1. Les premières tentatives

Vers 1530, Copernic rédigea le «DE RÉVOLUTIONIBUS» qui place le Soleil au centre du monde et lance la Terre et les planètes autour de lui. Publié en 1543, l'ouvrage ne fit pas l'unanimité . . . même parmi les astronomes. Tycho Brahé (1546-1602), en particulier, fut un adversaire du système de Copernic. Il pensait que si la Terre tournait autour du Soleil, on pourrait mettre en évidence la PARALLAXE des étoiles (fig. 1). En effet, soient S le Soleil, E une étoile, A la position de la Terre le premier janvier (par exemple) et B la position de la Terre six mois plus tard. Lorsque la Terre est en A, l'étoile semble dans la direction A' ; depuis B, la même étoile semble être dans la direction B'. Au cours de l'année, à cause du mouvement de la Terre autour du Soleil, l'étoile E va donc décrire apparemment une petite ellipse de demi-grand axe α.

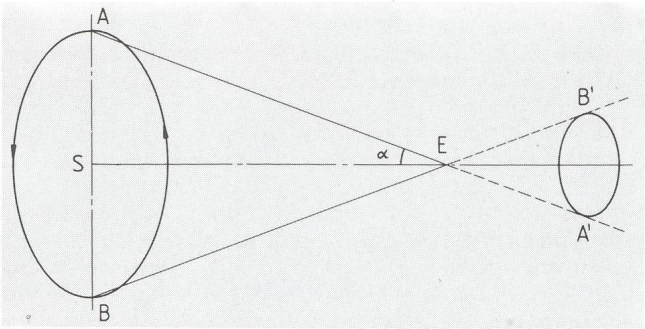

Figure 1: La parallaxe d'une étoile.

α est la PARALLAXE de l'étoile. C'est l'angle sous lequel on voit le rayon de l'orbite terrestre depuis cette étoile. A l'époque de Tycho Brahé, la lunette n'était pas encore inventée. Les observations de Tycho Brahé, à l'aide de grands instruments de bois, permettaient de préciser la position d'un astre à 2' près. Cette précision était tout à fait insuffisante pour espérer découvrir la parallaxe d'une étoile.

Il fallut attendre 1673 pour que les instruments de position soient enfin munis de lunettes. Le catalogue et l'atlas du ciel dressés par Flamsteed quelques années plus tard contenaient 3000 étoiles dont la position était déterminée à 10" près. Les découvertes n'allaient plus tarder.

En 1718. E. Halley découvrit le MOUVEMENT PROPRE des étoiles, en comparant la position de certaines étoiles brillantes avec de vieilles observations faites par Hipparque (2è siècle avant J-C).

En 1725, plusieurs astronomes crurent avoir mesuré la parallaxe de quelques étoiles . . . mais toutes ces parallaxes semblaient égales et voisines de 20". James Bradley comprit qu'il ne s'agissait pas d'un effet de parallaxe, mais du phénomène d'ABERRATION. Supposons (fig. 2a) que l'on observe à la lunette une étoile E. A l'instant t_0, la lumière venue de E traverse l'objectif A de la lunette. A l'instant t_1, la lumière parvient à l'oculaire B. Pendant l'intervalle $\delta t = t_1 - t_0$, la Terre, entrainée par son mouvement autour du Soleil, s'est déplacée d'une petite quantité. Si l'observateur veut avoir l'étoile exactement au centre du champ, il doit incliner légèrement sa lunette (fig. 2b) d'un angle a:

$$a \approx \operatorname{tg} a = \frac{v \cdot \delta t}{c \cdot \delta t} = \frac{v}{c} \approx \frac{30}{300000} = \frac{1}{10000} \approx 20''$$

v est la vitesse de la Terre (environ 30 km/s)
c est la vitesse de la lumière.

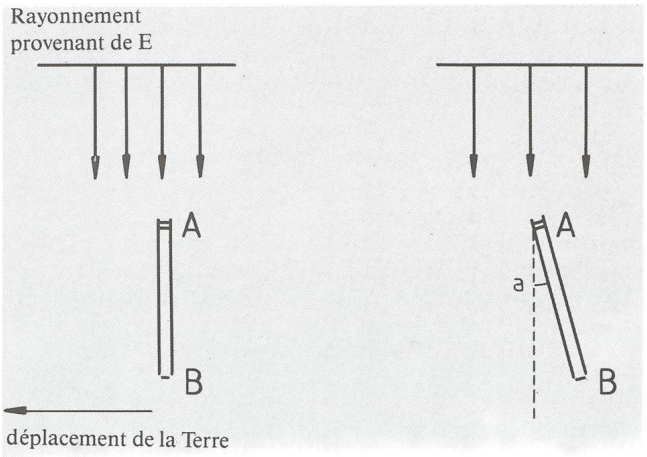

Figure 2: L'aberration des étoiles.

L'étoile semble donc, au cours de l'année, décrire une petite ellipse dont le demi-grand axe est voisin de 20". Ce phénomène d'ABERRATION était la première preuve effective du mouvement de la Terre autour du Soleil.

En 1736, Bradley encore découvrit les NUTATIONS ; ce sont de petites oscillations de l'axe de rotation de la Terre dues aux variations des forces de précession exercées par le Soleil et la Lune. Ces oscillations produisent des déplacements apparents des étoiles dont l'amplitude est voisine de 18".

Lorsque l'on observe l' étoile ζ UMa (Mizar), on distingue, juste à côté, l'étoile faible Alcor. En 1651, Riccioli découvrit dans sa lunette que Mizar, elle-même était composée de deux étoiles situées à 14" l'une de l'autre. On a cru pendant longtemps que ces couples d'étoiles n'étaient qu'apparents, les deux étoiles étant en réalité à des distances très différentes. Herschel décida même d'utiliser ces alignements fortuits pour

*) 1ère partie : Orion 220, S. 109

mettre en évidence la parallaxe de la plus proche des deux étoiles. A cet égard, ce fut un échec, mais il démontra en 1803 que ces couples étaient de véritables étoiles doubles liées par la gravitation et dont le mouvement orbital était reconnaissable.

2. Les premiers succès

Après 1820, la précision des mesures de position était devenue suffisante pour que la détermination de quelques parallaxes devint possible. Deux astronomes publièrent les premiers résultats à le même époque: F. W. Bessel (1784-1846) publia la parallaxe de 61 Cygni en 1838 et W. Struve (1793-1864) fournit en 1837 la parallaxe de trois étoiles: ALTAIR, δ UMi et VEGA, avec cependant des erreurs assez considérables. En 1839, T. Henderson détermina à l'Observatoire du Cap la parallaxe de α Centauri.

La mesure de Bessel situait 61 Cygni 600 000 fois plus loin que le Soleil. L'Univers devenait gigantesque et la définition de nouvelles unités de distance s'imposa.

Le PARSEC est l'unité de distance la plus utilisée en Astronomie. Un astre est éloigné de 1 parsec si sa parallaxe vaut 1".

1 radian = 206 265" donc

1 parsec = 206265 Unités Astronomiques

1 parsec = $3.086 \cdot 10^{13}$ km

Dans les ouvrages de vulgarisation, on rencontre fréquemment l' ANNÉE-LUMIÈRE qui est la distances parcourue par la lumière en une année:

1 année-lumière (a. l.) = $0.946 \cdot 10^{13}$ km

1 parsec (pc) = 3.26 a.l.

Quand on exprime la distance des galaxies, on utilise souvent le Mégaparsec (Mpc) égal à 1 million de parsecs.

Le tableau 1 décrit les étoiles les plus proches du système solaire:

Étoile	parallaxe	distance (pc)	magnitude	spectre	particularité
Proxima	0"762	1.31	10.7	M5 V	variable
α Cen A	0"751	1.33	0	G2 V	triple
α Cen B	0"751	1.33	1.2	K5 V	
* de Barnard	0"56	1.79	9.5	M5 V	double
Wolf 359	0"43	2.3	13.5	M8 V	
Lalande 21185	0"40	2.5	7.5	M2 V	double
Sirius A	0"37	2.7	- 1.44	A1 V	double
Sirius B	0"37	2.7	8.5	A5 VII	naine blanche
UV Cet A	0"37	2.7	12.5	M5 V	double et
UV Cet B	0"37	2.7	13.0	M6 V	variable
Ross 154	0"34	2.9	10.6	M4 V	
Ross 248	0"31	3.2	12.2	M6 V	

Le lecteur remarquera (et démontrera) la relation:

$$\text{Distance} = \frac{1}{\text{parallaxe}}$$

où la distance est exprimée en parsecs et la parallaxe en secondes de degrés.

Parmi les étoiles proches, il y a une large majorité d'étoiles rouges (type spectral M); cette tendance semble assez générale, tout au moins dans la région de la Galaxie où notre système solaire est situé. On remarquera que deux étoiles de notre tableau sont variables, tandis que 9 d'entre elles appartiennent à un système double ou triple.

Les parallaxes sont toujours très petites et donc difficiles à mesurer. Actuellement, on connaît la parallaxe d'environ 1500 étoiles à 0"01 près. La distance des étoiles proches (moins de 5 parsecs) est connue avec une bonne précision; mais la précision se dégrade très vite avec l'éloignement. A 30 parsecs, l'erreur possible dépasse 30% et la méthode perd progressivement toute signification. Le satellite HIPPARCOS qui devrait être lancé par la fusée Ariane en 1989 doit mesurer la parallaxe de 80 000 étoiles à 0"002 près. Toutes les échelles de distance s'en trouveront nettement améliorées.

Au-delà de 30 parsecs, il faut imaginer d'autres méthodes plus élaborées et qui reposent sur les propriétés physiques des étoiles.

3. La magnitude absolue des étoiles

La magnitude (apparente!) d'une étoile est un nombre qui représente l'éclat de l'étoile. Cette magnitude fut introduite par N. Pogson (1829-1891) et définie de la façon suivante:

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

m est la magnitude, E l'éclat de l'étoile et K une constante qui fixe le zéro de l'échelle. Ce sont ici des logarithmes décimaux. Cette formule a été conçue de façon à ce que la nouvelle échelle des magnitudes coïncide le mieux possible avec les GRANDEURS d'autrefois.

Il est bien clair que l'éclat d'une étoile (et donc sa magnitude) est fonction de la distance de l'étoile. Pour comparer l'éclat intrinsèque de deux étoiles, il faudrait qu'elles soient à la même distance, ou bien qu'on puisse calculer quelles seraient leurs magnitudes respectives si elles étaient situées à la même distance.

On appelle MAGNITUDE ABSOLUE d'une étoile (notée M), la magnitude que cette étoile aurait si elle était distante de 10 parsecs. La quantité (m - M) s'appelle le module de distance:

$$m - M = 5 (\log d - 1)$$

où d est la distance exprimée en parsecs.

La connaissance de m et de d permet de calculer M. Inversement, si l'on connaît m et M, on saura calculer d. Nous verrons au paragraphe 5 la méthode qui permet justement de calculer d grâce à la connaissance de M.

4. La classification spectrale des étoiles

La façon la plus fructueuse de découvrir la nature physique des étoiles est d'analyser leur lumière. Le spectre d'une étoile présente un fond continu lumineux, strié de raies sombres qui correspondent à l'absorption de la lumière par les gaz de la basse atmosphère de l'étoile. La couleur dominante du fond continu nous renseigne sur la température superficielle de l'étoile, tandis que les raies sombres donnent, notamment, la constitution chimique de la basse atmosphère.

Les étoiles n'ont pas toutes le même spectre et cette diversité est liée en priorité aux différences de températures. On a classé les étoiles en différentes catégories correspondant à des spectres (et donc des températures) analogues. Chaque classe est représentée par une lettre: O B A F G K M

Il existe des étoiles particulières, très peu nombreuses, qui n'appartiennent à aucune de ces sept classes. Nous n'en parlerons pas dans cette étude, puisqu' elles n'interviennent pas dans les mesures de distances.

5. Le diagramme Hertzsprung-Russell (D. H. R.)

Au début du siècle, E. Hertzsprung (1873-1967) jeune astronome danois, eut l'idée de porter sur un graphique (fig. 3) les étoiles dont on connaissait la température (en abscisse) et la

Le tableau 2 résume les caractères de chaque classe:

Classe	Couleur	Température	Raies dominantes	Exemples
O	Bleue	>25000°K	Hélium ionisé	θ Ori, α Cam
B	Blanche	11000 à 25000	Hélium neutre	Spica, Rigel
A	Blanche	7500-11000	Hydrogène	Sirius, Vega
F	Jaune	6000-7500	Hydrogène, Métaux neutres et ionisés	Canopus, Procyon
G	Jaune	5000-6000	Calcium ionisé, Métaux	Capella, Soleil
K	Orangée	3500-5000	Métaux neutres, CH	Arcturus, Aldebaran
M	Rouge	< 3500	Métaux neutres, bandes moléculaires, TiO	Antarès Bételgeuse

On a subdivisé chaque classe en sous-classes:

B0, B1, . . ., B9 de telle sorte que les étoiles B0 ressemblent beaucoup aux 09, tandis que les B9 sont très peu différentes des A0.

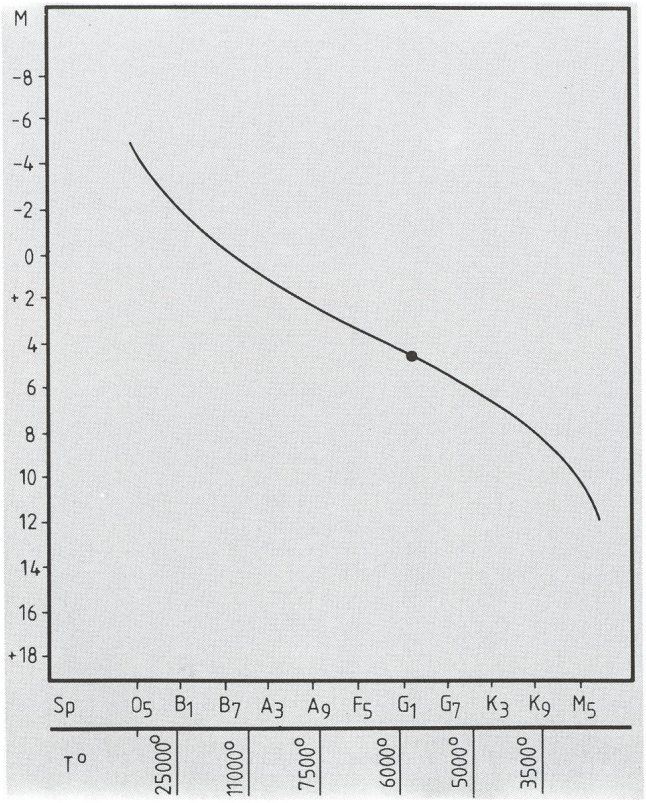

Figure 3:
Principe du diagramme H.R. En abscisse: la température (ou la classe spectrale de l'étoile).
En ordonnée: la magnitude absolue. Le ⊙ représente la position de notre Soleil: Type G2, M = +4.7

magnitude absolue (en ordonnée). Il s'agissait donc des étoiles dont le spectre était connu et dont la distance avait pu être calculée par la méthode trigonométrique décrite aux paragraphes 1 et 2 (mesure de la parallaxe).
On constate sur le graphique que les étoiles ne se répartissent pas n'importe comment, mais se regroupent presque toutes sur une branche qui traverse le diagramme suivante une diagonale. Cette découverte est fondamentale pour la mesure des distances.

Prenons par exemple le cas d'une étoile de magnitude 12 située à plusieurs centaines de parsecs. Sa parallaxe n'est pas mesurable, mais il est possible d'enregistrer son spectre et donc de connaître sa température, On détermine ainsi l'abscisse To de la position de l'étoile sur le D. H. R. Notre étoile se trouve donc en Eo sur le diagramme; on peut donc lire son ordonnée Mo . . . qui est justement sa magnitude absolue (fig. 4). On applique ensuite la relation (m - M) = 5 (log d - 1) qui permet de calculer la distance d. C'est la méthode la plus employée pour mesurer la distance des étoiles. Elle est applicable dès qu'il est possible de prendre le spectre de l'étoile.
Pour des étoiles très faibles, il n'est plus possible d'enregistrer le spectre (au-delà de la magnitude 22 . . .), mais on peut cependant déterminer approximativement la température de l'étoile en prenant des photographies en 2 couleurs (B et V) . . . qui permettent de connaître l'indice de couleur (B - V) et la température.

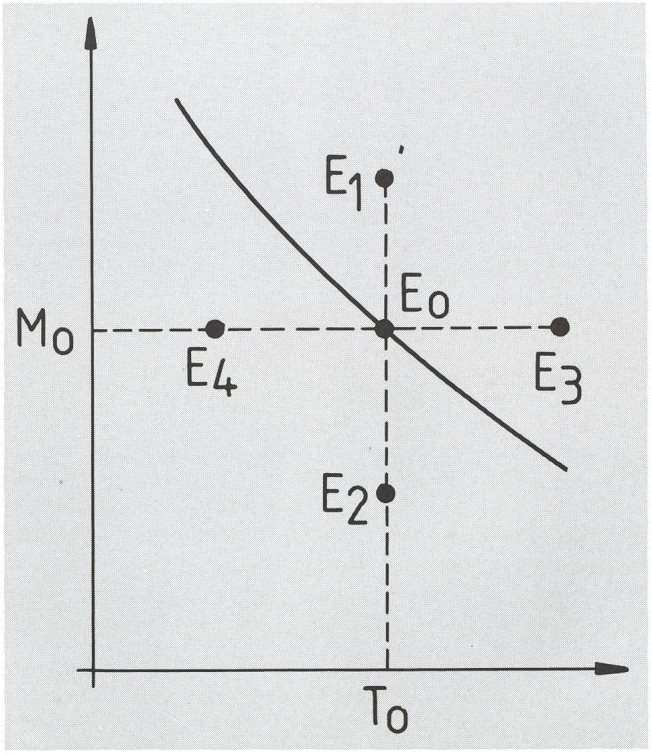

Figure 4:
Diamètre des étoiles sur le D.H.R. Les étoiles E0, E1 et E2 ont la même température. E1 est cependant plus lumineuse que E0; E1 est donc plus grosse que E0. De même, E2 est plus petite que E0.
Les étoiles E0, E3 et E4 ont la même magnitude absolue (donc la même luminosité intrinsèque); pourtant, E4 est plus chaude que E0. E4 est donc plus petite que E0. En effet, la brillance d'un corps est proportionelle à la puissance 4è de sa température. E4, plus chaude que E0 devrait être plus lumineuse. Ce n'est pas le cas, E4 est donc plus petite. De la même façon, on démontrerait que E3 est plus grosse que E0.

En pratique, la situation est un peu moins simple:
- La branche diagonale où sont situées la plupart des étoiles posséde une certaine épaisseur. Une incertitude d'environ 0.8

magnitude apparaît sur M et elle se traduit par une erreur possible d'un facteur 1.5 sur la distance.

- Plus de 90% des étoiles sont effectivement situées sur cette diagonale nommée la SEQUENCE PRINCIPALE. D'autres étoiles sont placées nettement à l'extérieur de cette séquence, au-dessus ou au-dessous. Supposons (fig. 4) qu'une étoile E1 soit placée au-dessus de E0, tandis que E2 est placée en-dessous.

E1 et E0 ont la même température; leurs photosphères ont probablement le même aspect. Mais E1 est intrinsèquement plus brillante que E0. On en déduit que E1 est plus grosse que E0. Pour les mêmes raisons, E2 est plus petite que E0.

Les étoiles extérieures à la séquence principale sont peu nombreuses (en pourcentage!) mais assez diversifiées. On les range en CLASSES de LUMINOSITE (fig. 5):

Classe Ia - O:	Supergéantes exceptionnelles
Classe Ia	Supergéantes
Classe Iab	Supergéantes
Classe Ib	Supergéantes
Classe II	géantes brillantes
Classe III	géantes
Classe IV	sous-géantes
Classe V	séquence principale
Classe VI	sous-naines
Classe VII	naines blanches

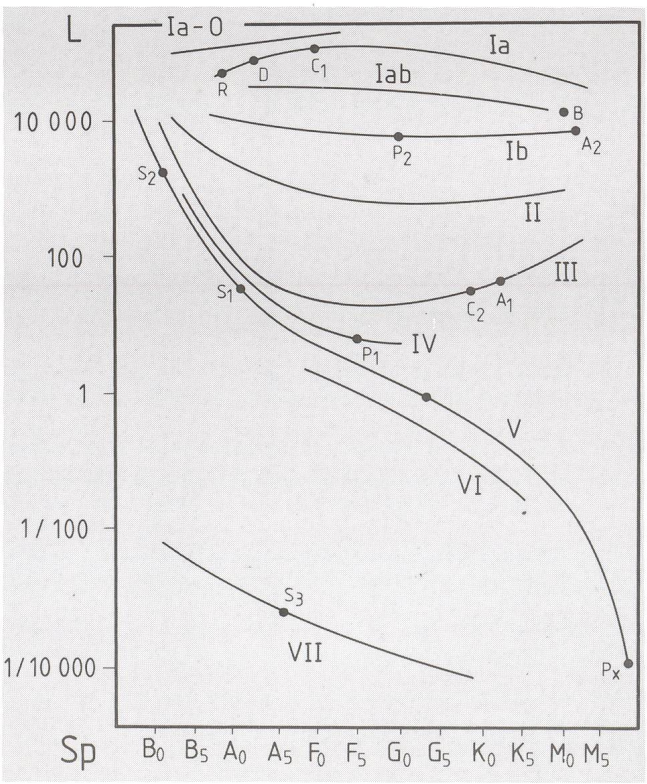

Figure 5:
Les classes de luminosité.
⊙ désigne le Soleil (spectre G2 V) R: Rigel; D: Deneb; C1: Canopus; B: Bételgeuse;
P2: l'étoile Polaire; A2: Antarès; C2: Capella;
A1: Arcturus; S2: Spica; S1: Sirius A;
P1: Procyon; Px: Proxima; S3: Sirius B.
En ordonnée, on a remplacé la magnitude absolue par la luminosité intrinsèque, celle du Soleil étant prise comme unité.

Sur un diagramme HR, on peut tracer les courbes le long des quelles les étoiles ont le même diamètre.

Cette diversité dans la luminosité des étoiles introduit une difficulté pour la mesure des distances: lorsque la température d'une étoile est connue, il y a plusieurs possibilités pour placer l'étoile sur le D. H. R.: s'agit-il d'une étoile «ordinaire» de la séquence principale?, d'une géante?, d'une supergéante?. . .

6. Les étoiles doubles. La masse et la densité des étoiles

Parmi les étoiles proches dont la parallaxe est mesurable, il existe beaucoup d'étoiles doubles dont la dimension des orbites a pu être déterminée. En appliquant la 3è loi de Kepler:

$$\frac{a^3}{T^2} = k\,(M1 + M2)$$

(où a est le demi-grand axe, T la période de révolution, M1 et M2 les masses des deux composantes), il est possible de calculer la masse des étoiles. On a constaté que l'éventail des masses était beaucoup plus réduit que celui des volumes. Les étoiles géantes ont donc une densité très faible (30 grammes par mètre-cube), tandis que les naines blanches dépassent la tonne par centimètre-cube!

L'aspect des raies du spectre est très sensible à la densité (fig. 6). Les géantes, à densité faible, ont des raies d'absorption très fines et présentent en outre des raies propres aux milieux à faible densité où certaines transitions électroniques peuvent se produire, alors que la probabilité d'une telle transition est nulle aux fortes densités. Inversement, le spectre des naines blanches à très forte densité présente des raies très élargies. Cet élargissement est dû notamment aux nombreux chocs atomiques, ainsi qu'au champ électrique intense produit par les nombreux électrons qui circulent librement (effet STARK).

En définitive, il est possible, à la lecture des raies, de savoir à quelle classe de luminosité appartient l'étoile et l'on peut donc situer cette étoile sur le D. H. R.

7. Les amas ouverts

Lorsqu'un amas galactique contient suffisamment d'étoiles, sa distance se détermine avec précision; on porte sur un diagramme HR déjà tracé les étoiles de l'amas:

- en ordonnée, la magnitude apparente (donnée par l'observation)
- en abscisse, la température déterminée par la spectroscopie.

La séquence principale de l'amas présente un décalage systématique par rapport à la séquence principale du D. H. R. Or ce décalage est justement égal à (m - M).

Il existe une méthode directe pour mesurer la distance d'un amas, lorsque celui-ci est suffisamment vaste. Cette méthode utilise les mouvements de l'amas par rapport au système solaire. On peut supposer que toutes les étoiles du même amas ont un déplacement similaire. Si l'amas s'éloigne de nous (fig. 7), on a l'impression que toutes les étoiles se dirigent vers un même point: le «CONVERGENT». Si l'amas se rapproche, toutes les étoiles au contraire ont l'air de venir d'un même point. C'est un effet de perspective bien connu, les rails du chemin de fer ont l'air de «converger à l'infini».

Prenons le cas d'un amas qui s'éloigne de nous (fig. 8). Nous sommes en S (système solaire) et l'étoile E se dirige vers le convergent à la vitesse V. V se décompose en

$$\vec{V} = \vec{Vt} + \vec{Vr}$$

Vt est la vitesse tangentielle et Vr la vitesse radiale. La

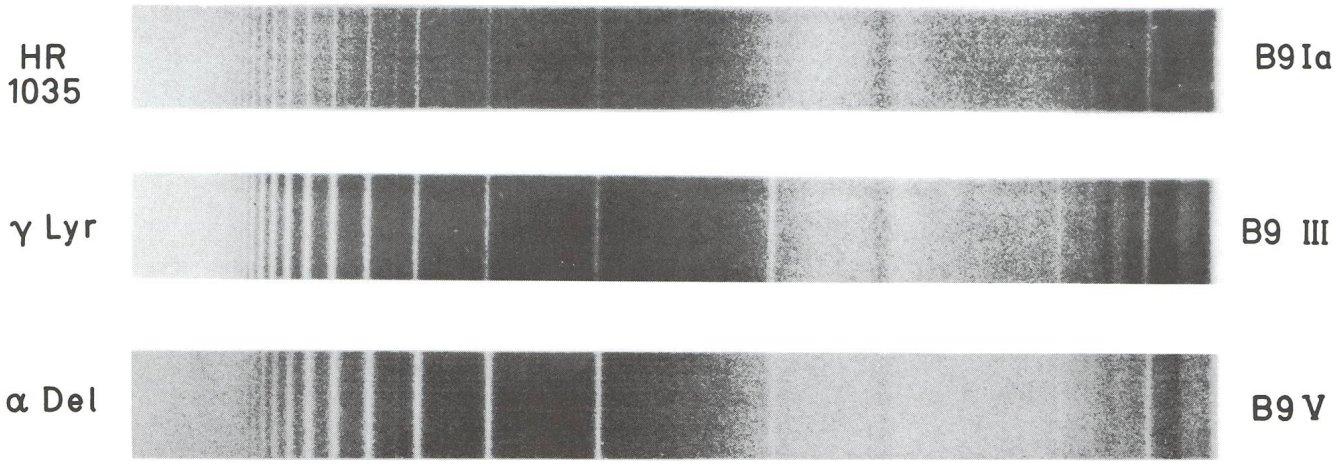

Figure 6:
Densité et largeur des raies. Spectres de 3 étoiles de températures voisines. En haut, HR 1035 aux raies fines de la série de Balmer de l'hydrogène est une supergéante (Ia). Au milieu, γ Lyr est une géante (III). En bas, α Del est une étoile de la séquence principale (V) aux raies larges.

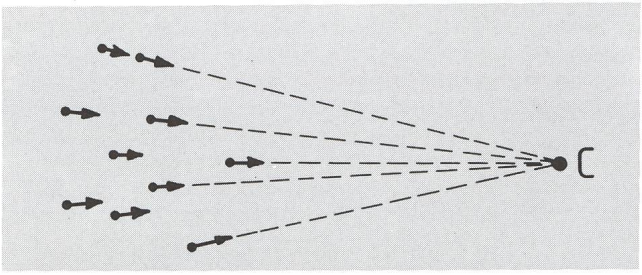

Figure 7: Mouvement propre des étoiles d'un amas ouvert qui s'éloigne du système solaire.

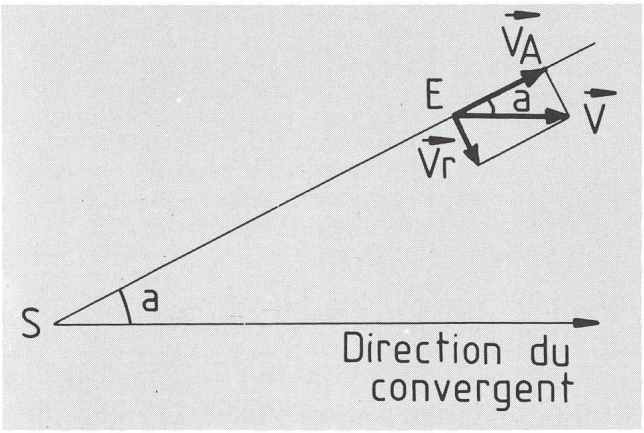

Figure 8: voir explications dans le texte.

vitesse radiale Vr se détermine directement par effet DOPPLER. Elle est connue en km/s. La vitesse Vt se traduit par le MOUVEMENT PROPRE, que l'observation fournit (en secondes/an). La direction du convergent étant connue, on en déduit la vitesse de l'étoile:

$$V = \frac{Vr}{\cos a} \text{ et } Vt = V \cdot \sin a = Vr \cdot \mathrm{tg}\, a$$

où a est l'angle entre la direction de l'étoile et celle de son convergent. Vt est alors connue en km/s et en secondes par an. La distance s'en déduit immédiatement:

$$d = \frac{v_t}{\mu}$$

où μ est le mouvement propre (en radians/an) et v_t le déplacement de l'étoile en une année (exprimé en parsecs); la distance d est alors exprimée en parsecs.

Cette méthode a pu être appliquée à deux groupes d'étoiles: le «courant de la Grande Ourse» et l'amas des Hyades qui est situé à 42 parsecs.

8. Les céphéides

Henrietta Leavitt (1868-1921) est entrée à l'Observatoire de l'Université de Cambridge (Massachusetts) au début du siècle. En 1912, elle a recensé les étoiles variables du Petit Nuage de Magellan. En bonne approximation, on peut supposer que les dimensions de ce nuage sont négligeables par rapport à la distance qui nous sépare de lui. Autrement dit, toutes les étoiles du Petit Nuage de Magellan sont à la même distance de nous.

H. Leavitt s'est intéressée plus particulièrement aux céphéides du Petit Nuage. Les céphéides sont des étoiles variables pulsantes dont la courbe est périodique et se reproduit très régulièrement. H. Leavitt remarqua que les céphéides de ce nuage avaient une période d'autant plus longue qu'elles étaient brillantes. Il existe donc une corrélation entre la magnitude apparente m des céphéides du Petit Nuage et leur période. Mais toutes ces céphéides étant à la même distance, leur module (m-M) est constant et l'on découvre ainsi une relation entre la magnitude absolue M et la période P. C'est une relation de la forme

$$\log P + 0.3\,M + 0.29 = 0 \qquad \text{(fig. 9)}$$

où les logarithmes sont décimaux et la période exprimée en jours.

La distance des céphéides peut alors se calculer très facilement: Il suffit d'observer soigneusement l'étoile et d'en établir la courbe de lumière; on connaît alors la période et la relation

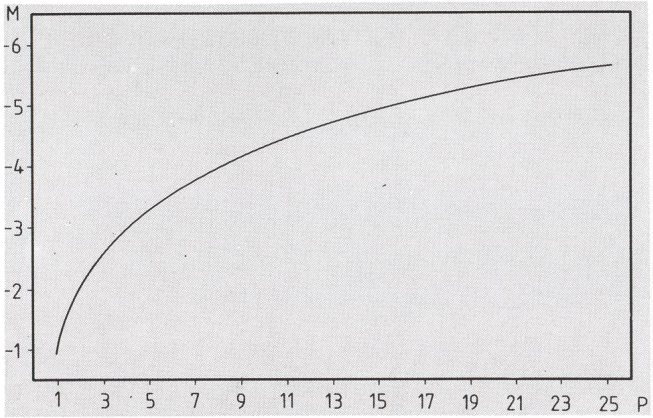

Figure 9: La relation Période - Luminosité des Céphéides.

ci-dessus permet de calculer la magnitude absolue et d'en déduire la distance. Les céphéides sont des supergéantes visibles de loin; elles sont donc des indicateurs de distances très prècieux. Certaines céphéides ont été détectées dans les galaxies les plus proches, la distance de ces galaxies est donc connue.

Il y a cependant une petit difficulté dans l'usage de la relation Période - Magnitude absolue. On a constaté qu'il existait plusieurs familles de céphéides et chaque famille possède sa propre relation Période - Luminosité. Il faut donc déterminer d'abord le type de la Céphéide avant d'appliquer la relation adéquate. En particulier, il faut éviter de confondre les céphéides Cδ, analogues à δ Cep, qui sont des étoiles de Population I (comme notre Soleil) avec les céphéides CW, analogues à W Vir et qui sont des étoiles de Population II (fig. 10).

La céphéide Cδ la plus populaire est l'étoile Polaire dont

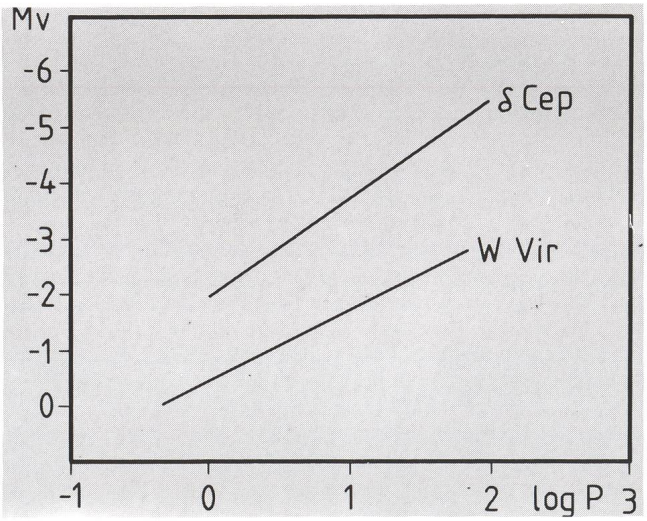

Figure 10:
Les céphéides Cδ et CW. Ces deux familles de Céphéides obéissent à des relations période - luminosité différentes. Les Cδ sont des étoiles de population I; les CW des étoiles de population II.

l'amplitude est faible (0.1 magnitude) . . . mais fâcheuse pour une étoile qui fut considérée pendant longtemps comme un standard photométrique!

Notons enfin que l'observation visuelle de céphéides est possible avec peu de material, une paire de jumelles pour beaucoup de céphéides brillantes, et présente l'attrait de variations amples et rapides (fig. 11).

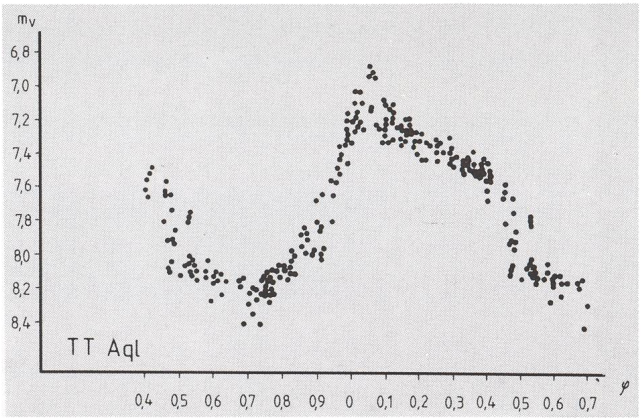

Figure 11:
Courbe de lumière de la Céphéide TT Aql obtenue par M. Dumont de 1982 à 1986, avec une paire de jumelles de 50 mm. La période est de 13,7546 jours. En ordonnée: la magnitude apparente. En abscisse: la phase. La phase φ = 0 correspond au maximum prévu par les éphémérides.

Adresse de l'auteur: MICHEL DUMONT, Palais de la Découverte Av. Franklin-D.-Roosevelt, F-75008 Paris

Ferien-Sternwarte Calina
Osservatorio Calina
CH-6914 CARONA

Programm **1988**

3. - 8. Oktober	**Elementarer Einführungkurs** in die Astronomie mit praktischen Übungen an den Instrumenten der Sternwarte Leitung: Dr. M. Howald-Haller, Basel
17. - 23. Oktober	**Einführungskurs** Computer und Astronomie Leitung: Hans Bodmer, Greifensee

Besitzer/Proprietario:	Gemeinde Carona/Comune di Carona
Anmeldungen/Informazioni:	Ferienstemwarte/Osservatorio c.p. 8, CH-6914 Carona Tel. 091 68 83 47 o B. Nicoli 091 68 52 22
Technischer Berater:	Erwin Greuter, Postfach 41, CH-9100 Herisau 1