LA DETERMINATION DES PARAMETRES STELLAIRES

A PROPOS DE MESURES...

Les anciennes mesures utilisées sont surtout les suivantes :

Le muid valait 12 setiers, et le setier 12 boisseaux, celui-ci valant un peu plus de 10 litres.

Une septrée valait environ un hectare, ou un arpent et demi (0,64 ha l'arpent).

L'arpent équivaut à 1.600 toises carrées, et vaut environ 8 boisselées.

Pour les prés, un arpent vaut environ 2 journées.

Une aune vaut un peu plus d'un mètre.

Les monnaies sont la livre qui vaut vingt sols, le sol vaut 12 deniers. L'écu est l'écu de trois livres.

LA TEMPERATURE SUPERFICIELLE DES ETOILES

Comme nous l'avons déjà vu pour le Soleil, il y a deux témoins fondamentaux pour la température d'une étoile :

- la forme de l'émission continue : Si l'on admet que l'émission puisse être assimilée à celle d'un corps noir, la loi de Planck (ou une de ses approximations) peut nous donner la température.

- l'intensité des raies spectrales (d'absorption ou d'émission) ; en effet, l'importance des raies spectrales est régie par l'équation de Boltzmann ou de Saha, qui sont paramétrées en fonction de la température.

Nous allons examiner les deux méthodes, dans le contexte particulier des étoiles.

1) "La couleur" des étoiles

Nous avons déjà vu que la brillance apparente d'une étoile est chiffrée par sa "magnitude apparente" m :

$$m = -2.5 \log_{10} F + \alpha$$

où :

F = flux reçu

α = constante qui se rapporte à la méthode utilisée pour mesurer le flux.

Dans le domaine optique, une magnitude apparente n'a aucun sens dans l'absolu : une magnitude est mesurée toujours par rapport à une étoile standard; c'est ainsi qu'on élimine la constante qui apparait dans la définition des magnitudes.

Le plus souvent, une magnitude apparente se rapporte à une bande sepctrale particulière : la bande est sélectionnée, soit à l'aide d'un filtre, soit à l'aide du récepteur qui n'est sensible qu'à certaines longueurs d'onde.

Trois bandes utilisées très couramment dans le domaine optique sont centrées sur les longueurs d'ondes suivantes :

$$\lambda_U \approx 3650 \text{ Å}$$

$$\lambda_B \approx 4400 \text{ Å}$$

$$\lambda_V \approx 5480 \text{ Å}$$

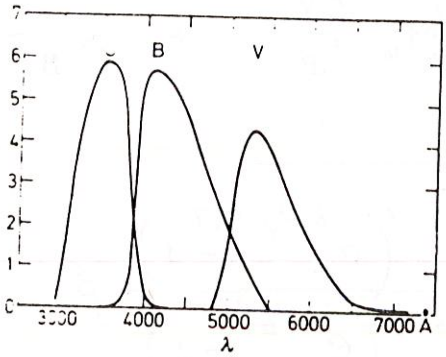
Les indices U, B, V sont les sigles consacrés pour ces trois bandes, et une magnitude apparente mesurée dans une de ces bandes s'écrit à l'aide de la notation :

$$m_U \quad \text{ou} \quad U$$

$$m_B \quad \text{ou} \quad B$$

$$m_V \quad \text{ou} \quad V$$

Les bandes passantes sont indiquées schématiquement dans la figure :



Relative response functions E_λ (referred to a light source with I_λ = const.) of the UBV photometric system, after H. L. Johnson and W. W. Morgan

Il existe aujourd'hui plusieurs bandes conventionnées (aussi bien dans l'UV que dans l'IR), cha-cune identifiée par une lettre ; la notation est la même que pour le système UBV.

La différence des magnitudes dans deux bandes différentes s'appelle "l'indice de couleur" ; comme cette grandeur représente le rapport des flux à deux fréquences différentes, elle est liée, via la loi de Planck, à la température de couleur de la source.

On a alors, pour une étoile donnée :

$$U = -2.5 \log F_U + \alpha_U$$

$$B = -2.5 \log F_B + \alpha_B$$

$$V = -2.5 \log F_V + \alpha_V$$

Remarquons que les constantes $\alpha_U, \alpha_B, \alpha_V$ n'ont pas nécessairement la même valeur.

Considérons, pour concrétiser la démarche, un indice particulier -par exemple $B-V$. On a alors

$$B - V = 2.5 \log_{10} \frac{F_V}{F_B} + (\alpha_B - \alpha_V)$$

Dans le cas le plus général, on a

$$\frac{F_V}{F_B} = \frac{\nu_V^3 / (e^{h\nu_V/kT} - 1)}{\nu_B^3 / (e^{h\nu_B/kT} - 1)} \beta$$

où:

β = constante, fonction des bandes passantes relatives des deux bandes spectrales.

Nous allons considérer le cas particulier (très souvent vérifié dans le domaine de l'optique) où $h\nu > kT$; on a alors :

$$\nu^3 / (e^{h\nu/kT} - 1) \rightarrow \nu^3 e^{-h\nu/kT}$$

d'où :

$$\frac{F_V}{F_B} = \left(\frac{\nu_V}{\nu_B}\right)^3 e^{h(\nu_B - \nu_V)/kT} \beta$$

Donc :

$$B - V = \frac{2.5 \log e}{KT} (\nu_B - \nu_V) + 7.5 \log \left(\frac{\nu_V}{\nu_B} \right) + (\alpha_B - \alpha_V + \log \beta)$$

Pour éliminer la constante $(\alpha_B - \alpha_V + \log \beta)$, on remarque que les étoiles standards, par rapport auxquelles sont mesurées les magnitudes apparentes U, B, V sont toutes à 15000 K ; pour elles, par définition :

$$U = B = V.$$

Un exemple d'une étoile standard est Véga.

Donc, pour une étoile standard, nous avons

$$(B - V)_{\text{standard}} = 0 = \frac{2.5 \log e}{K \times 15000} (\nu_B - \nu_V) + 7.5 \log \left(\frac{\nu_V}{\nu_B} \right) + (\alpha_B - \alpha_V + \log \beta)$$

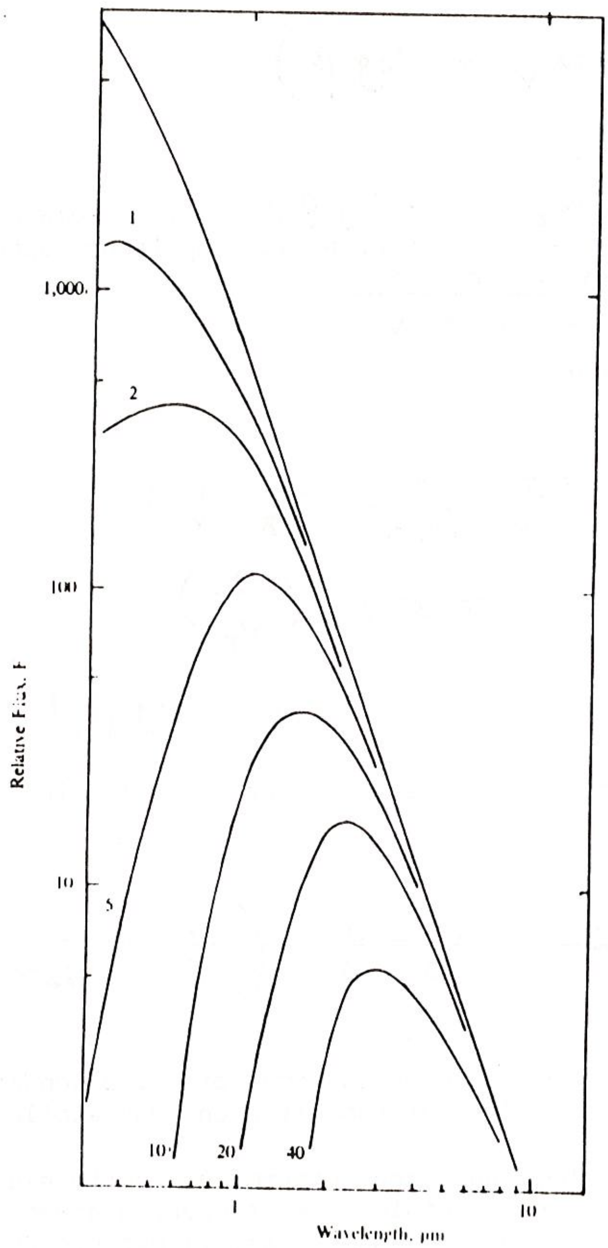
On peut alors éliminer les constantes, ce qui donne pour l'indice de couleur de l'étoile à la température T :

$$B - V = \frac{2.5\, h \log e}{K} (\nu_B - \nu_V) \left(\frac{1}{T} - \frac{1}{15000} \right)$$

L'indice de couleur est donc une mesure de la température, à condition que les magnitudes apparentes soient mesurées par rapport à une des étoiles standards à 15000 K.

Les magnitudes relatives sont habituellement déterminées photo-électriquement ; on peut aussi (mais avec beaucoup moins de précision) les trouver d'après le diamètre des images stellaires sur une photographie. Dans ce cas, il est préférable qu'une étoile standard se trouve sur la même photo : sinon, il faut photographier une étoile standard avec le même dispositif, la même nuit, et avec la même pose.

Soulignons un défaut fondamental associé à cette méthode : on suppose que la couleur apparente est aussi la "vraie" couleur de l'étoile. Or, nous savons que les poussières interstellaire diffusent la lumière, de sorte que les grandes ondes soient moins diffusées que les petites. Par conséquent, la couleur apparente n'est pas un bon témoin de la température : une étoile peut être rouge parce qu'elle est froide, ou parce qu'elle est relativement lointaine. Bien sûr, les étoiles lointaines ser ont aussi, en moyenne, de magnitude apparente relativement faible.



The effects of reddening on the energy distribution of a hot stellar continuum. Numbers accompanying the curves are values of the visual extinction, A_v , in magnitudes.

2) Classification spectrale des étoiles

Considérons le cas élémentaire d'un atome ayant seulement deux états d'ionisation -ionisé ou neutre. A l'état neutre, l'atome peut être excité aux niveaux $n = 2, 3, \dots$

Un exemple serait l'atome d'hydrogène ; dans ce cas, les atomes neutres excités au niveau $n = 2$ seront responsables pour l'ensemble des raies apparenant à la série de Balmer.

Nous avons déjà vu, dans le contexte du Soleil, que pour ce cas le nombre d'atomes au niveau $n = 2$ par rapport au nombre total d'atomes est donné par

$$\frac{N_{\text{niveau } n=2}}{N_{total}} \simeq \frac{e^{-E_{12}/kT}}{1 + \frac{1}{n_e}\left(\frac{2\pi m_e kT}{h^2}\right)^{3/2} e^{-\chi/kT}}$$

où :

E_{12} = énergie d'excitation niveau 1 au niveau 2

n_e = densité électronique

χ = énergie d'ionisation

T = température

On remarque que ce rapport croit d'abord en fonction de la température, atteint un maximum, et puis décroit : dans le cas de l'hydrogène, le maximum est atteint vers 10^4 K ; la position du maximum est fonction de l'énergie d'ionisation χ.

L'importance dans le spectre de toutes les raies spectrales "appartenant" au niveau $n = 2$ est une mesure du nombre d'atomes $N_{n=2}$; en pratique, une raie est souvent dominante (dans le cas de l'hydrogène, c'est la raie H_α).

Considérons maintenant un milieu composé de 2 types d'atomes "hydrogénoîdes" A et B .

On aura :

$$\frac{{}^A N_{n=2}}{{}^A N_{tot}} \simeq \frac{e^{-{}^A E_{12}/kT}}{1 + \frac{1}{n_e}\left(\frac{2\pi m_e kT}{h^2}\right)^{3/2} e^{-{}^A\chi/kT}}$$

avec une relation semblable pour l'atome B.

Donc :

$$\frac{{}^{A}N_{n=2}}{{}^{B}N_{n=2}} = \frac{{}^{A}N_{tot}}{{}^{B}N_{tot}} \cdot e^{({}^{B}E_{12} - {}^{A}E_{12})/kT} \cdot \frac{\left[1 + \frac{1}{n_e}\left(\frac{2\pi m_e kT}{h^2}\right)^{3/2} e^{-{}^{B}\chi/kT}\right]}{\left[1 + \frac{1}{n_e}\left(\frac{2\pi m_e kT}{h^2}\right)^{3/2} e^{-{}^{A}\chi/kT}\right]}$$

$$= \frac{\text{importance raies "Balmer" espèce A}}{\text{importance raies "Balmer" espèce B}}$$

On remarque que la mesure du rapport des intensités des raies spectrales de deux éléments différents peut nous donner la température du milieu -à condition de connaître le rapport ${}^{A}N_{tot}/{}^{B}N_{tot}$, c'est à dire, la proportion de l'élément A par rapport à l'élément B.

Cet exemple élémentaire soulève un problème général qui apparait quand on cherche à connaitre la température d'une étoile à l'aide de son spectre: il faut connaitre d'abord la composition chimique.

De même on ne peut pas connaitre la composition chimique sans connaitre la température ; par exemple, si les raies œ Hélium sont très faibles par rapport aux raies de fer neutre, on a les trois possibilités suivantes :

- la température est si faible que aucune raie de Hélium n'est excitée de façon importante.

- la température est si élevée que tous les atomes sont ionisés et la densité est si faible que le taux des recombinaisons est négligeable

- il n'y a pas d'Hélium.

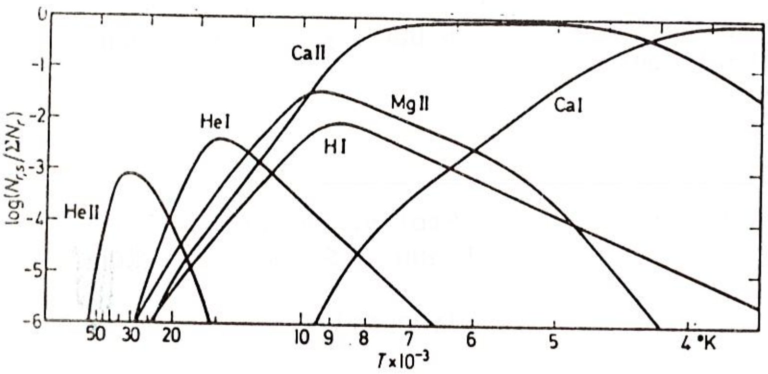
Certes, on peut toujours essayer de trouver la température à l'aide de différentes rais du même élément : les équations de Boltzmann et de Saha permettent en principe ce procédé. Le problème se pose au niveau expérimental : en pratique, il est souvent difficile de trouver dans un domaine spectral limité plusieurs raies du même élément, car elles tombent généralement dans des domaines spectraux très différents.

Pour un certain nombre d'étoiles relativement proches (et donc relativement peu perturbées par le rougissement introduit par la poussière interstellaire) on a pu mesurer assez fiablement la température de couleur, et donc de trouver la composition chimique.

On trouve un résultat extraordinaire : les compositions chimiques de la plupart des étoiles dans le voisinage du Soleil, des amas galactiques etc. sont très semblables, et ressemblent à celle du Soleil. Bien sur, comme toute analyse spectrale, cette composition chimique se rapporte seulement à la couche photosphérique.

Ce résultat est compréhensible dans le contexte de l'évolution stellaire, mais, même sans le comprendre, on peut en profiter (tout au moins, les astronomes en profitent).

En effet, on prend comme hypothèse de travail, que la plupart des étoiles ont la même composition chimique, égale à celle du Soleil. Avec cette hypothèse, on peut calculer l'importance relative de diverses raies de différents éléments en fonction de la température : la figure montre schématiquement les résultats pour quelques éléments :



Thermal ionization and excitation as a function of temperature T for an electron pressure $P_e = 100$ dyn/cm² (approx. mean value for stellar atmospheres). The temperature scale covers the whole range from O stars (on left) to M stars (on right). The Sun (G2) would fit in at about T=5700 °K. The curves demonstrate M. N. Saha's interpretation (1920) of the Harvard sequence of spectral types For example, hydrogen (H I) is predominantly neutral up to $T \approx 9000$ °K. The visible Balmer lines are produced by absorption from the second quantum state, the excitation of which increases with T. Above 9000 °K, however, the hydrogen is rapidly removed by ionization. We therefore see that the hydrogen lines will be at their maximum intensity in the A0 stars, for which $T \approx 9000$ °K.

Spectrum	Ionization potential χ_0 eV	Excited state and excitation potential	$\chi_{r,s}$ eV
H I	13.59	n = 2;	10.15
He I	24.58	2^3P^0;	20.87
He II	54.40	n = 3;	48.16
Mg I	7.64	—	—
Mg II	15.03	3^2D;	8.83
Ca I	6.11	4^1S;	0.00
Ca II	11.87	4^2S;	0.00

Par la suite, il suffit de mesurer les intensités relatives des raies spectrales pour "connaitre" la température.

Ce procédé permet aussi une classification grossière des spectres stellaires, selon l'aspect du spectre ; chaque classe se rapporte à une gamme de températures. A l'intérieur de chaque classe, on distingue souvent des sous-classes (indiquées par une indice numérique) par des détails spectraux.

CLASSE	CARACTERISTIQUES SPECTRALES	
O	Raies de He II, SI IV, OIII, NIII, CIII	Les plus chaudes des étoiles bleues : T $\gtrsim$ 50 000 K
B	Raies de He I, disparition de He II, raies de H fortes et crossantes	11 000 $\lesssim$ T $\lesssim$ 25 000 K
A	Disparition de HeI, raies de H fortes, croissance de CaII	7 600 $\lesssim$ T $\lesssim$ 11 000 K
F	Décroissance de raies H, raies de CaII très fortes, croissance de raies métalliques	6 000 $\lesssim$ T $\lesssim$ 7 600 K
G	Raies métalliques fortes (CaII, Fe) ; apparition bande CH	Etoiles jaunes 5 100 $\lesssim$ T $\lesssim$ 6000K Type solaire
K	Raies de Ca I très fortes, raies de métaux neutres fortes ; bandes TiO	3 600 $\lesssim$ T $\lesssim$ 5 100 K
M	Raies de métaux neutres très fortes ; bandes de TiO croissantes	Etoiles rouges froides T $\lesssim$ 3 600 K

Soulignons que cette classification, et plus généralement la méthode, tout en étant commode, dépend entièrement de la validité de l'hypothèse initiale -c'est à dire, que l'objet est une étoile "comme les autres". En particulier, comme on peut toujours choisir des raies voisines, elle est relativement peu sensible au rougissement interstellaire. Toutefois, il existe des anomalies, pour lesquelles la classification a peu de sens -par exemple, il semble que les amas globulaires sont relativement pauvres en métaux. Un autre exemple pourrait être un système binaire serré non-résolu dont les deux composantes ont des températures très différentes : en suivant le procédé "standard", on classerait le système selon la composante la plus brillante, et les anomalies spectrales, qui seraient dues à la composante moins importante, seraient interprétées comme étant des "anomalies de composition chimique".

Il y a en plus des étoiles individuelles qui ont effectivement des anômalies par exemple une surabondance de carbone.

On comprend pourquoi il est souhaitable d'avoir le plus grand nombre possible de témoins indépendants de la température.

DISTANCES DES ETOILES

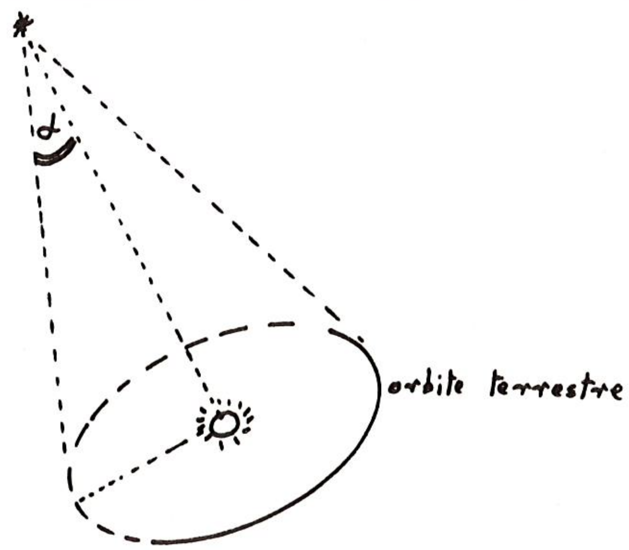
METHODES ESSENTIELLEMENT TRIGONOMETRIQUES

1) Distance d'une étoile proche par la mesure de sa parallaxe trigonométrique.

Les étoiles sont beaucoup trop loin pour que nous puissions détecter une parallaxe avec la Terre comme base trigonométrique. Le diamètre de l'orbite terrestre se révèle adéquate pour les étoiles proches : deux mesures de la direction apparente d'une étoile prises à 6 mois d'intervalle donnent en principe la distance de l'étoile.

Les distances peuvent être citées en unités habituelles (cm, km etc...) ; toutefois, comme elles sont très grandes, on a l'intérêt d'inventer des unités mieux adaptées.

Les distances sont généralement citées en "secondes de parallaxe" où en "parsec". Dans les deux cas, la parallaxe se rapporte au rayon moyen de l'orbite terrestre (le demi-axe majeur) comme base, bien que les mesures soient effectuées sur le diamètre.



Une étoile a une distance de 1 parsec quand α = 1 arc sec.

Toutes les parallaxes stellaires sont inférieures à 1". De ce fait, les mesures modernes de parallaxe sont rarement réalisées par observadirecte au Télescope ou Lunette, suivie par la lecture des coordonnées de l'étoile sur les cercles de pointage ; c'était effectivement la méthode utilisée au 19e siècle et au début du 20e, (avec des instruments dont la construction était particulièrement bien soignée), mais à l'heure actuelle des méthodes photographiques se révèlent beaucoup plus précises. En principe, on photographie le champ stellaire où se trouve l'étoile en question à 6 mois d'intervalle ; le mouvement apparent de l'étoile sur le fond des étoiles (qui joue le rôle d'un système de repère) donne la parallaxe. En principe, la réduction pose plusieurs problèmes :

- l'étoile peut avoir un mouvement propre par rapport à la Terre ; pour pouvoir le retrancher, il faut une série de photos qui s'étalent sur plusieurs années.

- certaines étoiles du champ stellaire peuvent être suffisamment proches pour avoir leur propre parallaxe ou mouvement propre : il faut donc avoir préalablement choisi (aussi avec des mesures étalées sur plusieurs années) un sous-ensemble qui peut être considéré comme "repère fixe".

- la turbulence atmosphérique et la diffusion de lumière dans les émulsions photographiques rendent les images supérieures à 1", en effet, il faut pouvoir mesurer le "barycentre" d'une image stellaire, par rapport aux "barycentres" des images des étoiles "fixes".

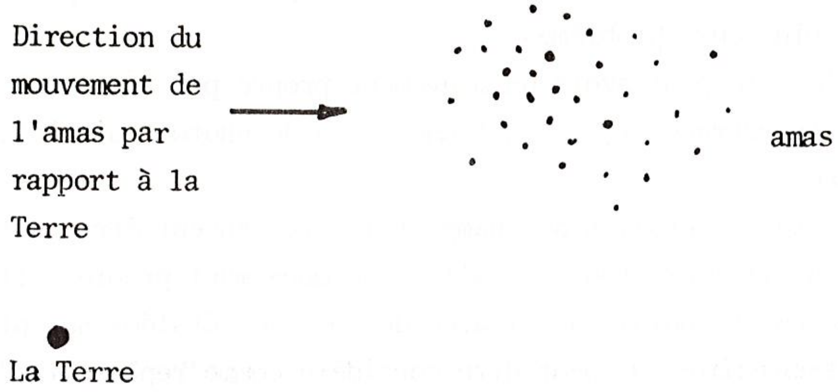
A l'heure actuelle, on arrive à mesurer de façon assez fiable des parallaxes d'environ 0.01" ; on peut donc, par cette méthode, atteindre des distances de l'ordre de 100 parsec.

2) Distances des groupes stellaires par la méthode des "courants" stellaires.

La méthode de la parallaxe trigonométrique est limitée par le diamètre de l'orbite terrestre. Pour pouvoir appliquer une méthode semblable aux objets dont les distances dépassent largement 100 parsec, il faut pouvoir effectuer des mesures sur une base beaucoup plus grande. Or, le système solaire se déplace par rapport aux étoiles ; en supposant (comme hypothèse de travail) que cette vitesse ne soit que de l'ordre de 10km s^{-1}, on remarque que, après 50 ans, la distance traversée par le système solaire serait de $10 \times 50 \times 360 \times 24 \times 60 \times 60 \approx 10^{10}$km ≈ 50 fois le diamètre de l'orbite terrestre. Or, de bonnes photographies des champs stellaires existent depuis au moins 50 ans ; on a donc la possibilité d'atteindre trigonométriquement, des distances d'au moins 50×100kpc $\approx$ quelques kiloparsec.

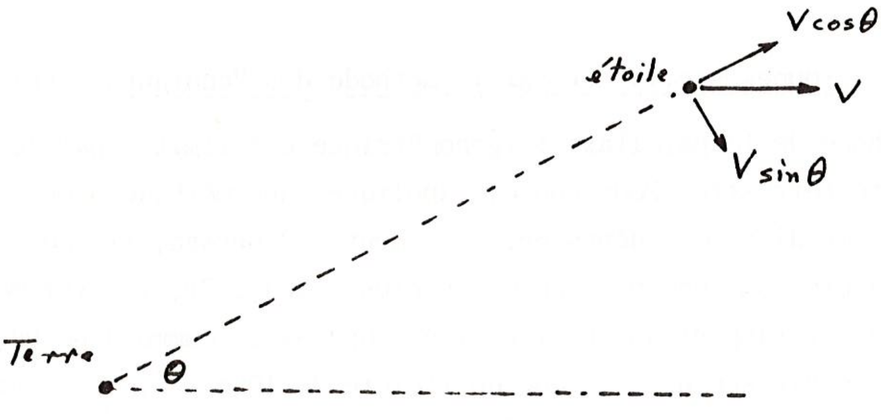
L'application pratique de ce principe n'est pas facile :
- il faut connaître la vitesse relative de la Terre et de l'objet.
- il faut pouvoir définir un système de repère - un fond stellaire - "fixe" sur une grande échelle de temps.

Il y a plusieurs versions de cette méthode; nous mentionnons ici celle qui a été adaptée à la mesure des distances des amas stellaires proches.



Considérer un amas ayant une vitesse V par rapport à la Terre ; on supposera que la distance de l'amas soit grande devant sa propre dimension (donc, toutes ses étoiles sont essentiellement à la même distance de la Terre) et que les vitesses individuelles des étoiles soient négligeables devant V.

Pour une étoile donnée, la vitesse V se manifeste de deux façons :



- un effet Doppler sur la ligne de visée : $V_R = V \cos \theta$

V_R peut être mesurée par le décalage des raies spectrales.

- un mouvement apparent perpendiculaire à la ligne de visée :
  $V_T = V \sin \theta$

En effet, on observe un mouvement angulaire μ, dont la grandeur est (en principe) déterminée comme pour les méthodes précédentes. Or, μ est lié à V_T par la distance d de l'étoile (assimilée à la distance de l'amas).

$$\mu = \frac{V_T}{d} = \frac{V \sin \theta}{d}$$

On a donc :

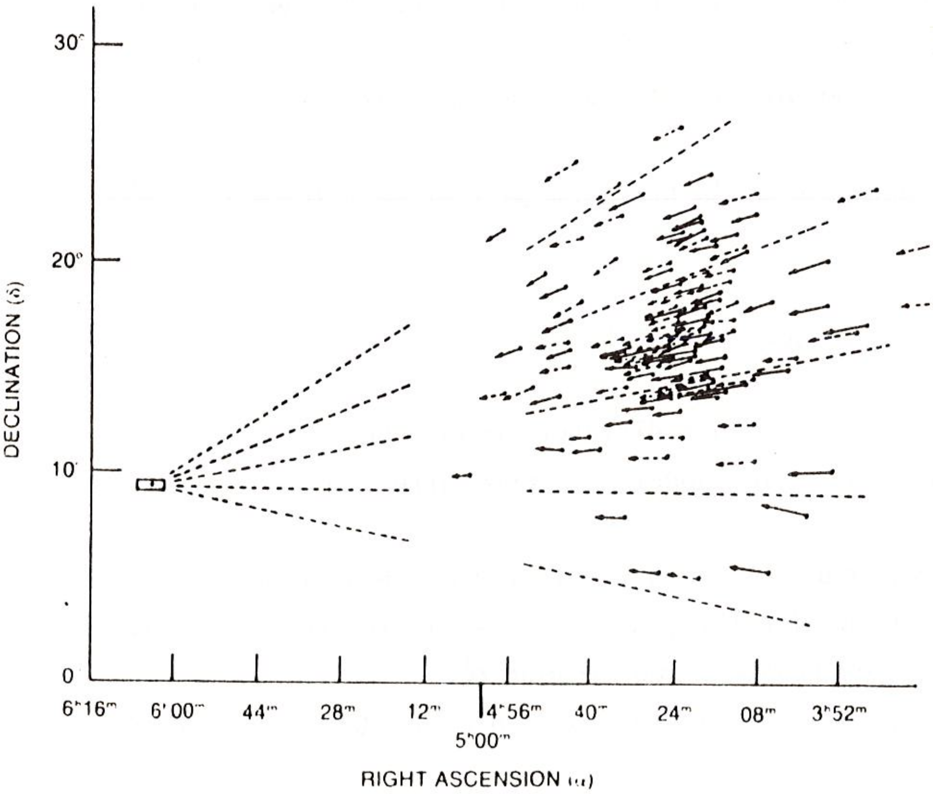
$$\frac{V_R}{\mu} = \frac{V \cos \theta}{V \sin \;/d}$$

d'où :

$$d = \frac{\mu \tan \theta}{V_R}$$

μ et V_R étant connus pour l'étoile, il faut déterminer θ, soit la direction du mouvement relatif.

Considérons maintenant toutes les étoiles de l'amas. Chaque étoile aura sa valeur particulière de $\mu \propto \sin \theta$; les directions de projetées sur le ciel, seront toutes dirigées vers un point (en principe).



Mouvement apparent des étoiles de l'amas des Hyades pour un intervalle de temps fixe : les mouvements convergent à l'intérieur d'un rectangle.

La direction de ce point est donc la direction du mouvement relatif de l'amas par rapport à la Terre, par conséquent, la distance angulaire entre ce point (appelée "direction du convergent") et une étoile donnée est égale à pour cette étoile.

Le convergent peut se trouver à l'intérieur de l'amas (si la direction du mouvement relatif le traverse) où à l'extérieur.

Question : si une étoile appartenant à l'amas se trouve sur le convergent, quelle est la grandeur de μ ?

Les erreurs de cette méthode sont dues essentiellement aux :

1) vitesses relatives des étoiles à l'intérieur de l'amas.
2) des étoiles qui n'appartiennent pas à l'amas mais qui se trouvent néanmoins dans le même champ stellaire.

Les distances de plusieurs amas galactiques ont été déterminées de cette façon ; en particulier, elle a été utilisée pour définir la distance de l'amas des Hyades, qui a servi en quelque sorte comme "amas standard" pour l'étalonnage d'une autre échelle de distance (voir "Variables Céphéides").

3) Distances des nébuleuses par leur expansion

Un certain nombre de nébuleuses sont en expansion, et pour un petit nombre parmi elles l'expansion est si importante que l'on observe un étalement graduel de la nébuleuse.

Dans ces cas, deux mesures relativement élémentaires nous permettent de déterminer leurs distances :

- l'étalement angulaire de la nébuleuse μ . Si la vitesse de l'expansion est V, on a :

$$\mu = V/D$$

où :

d = distance de la nébuleuse.

- le dédoublement des raies spectrales nébulaires émises au centre de la nébuleuse.

Ce dédoublement donne la vitesse relative de séparation du devant de la nébuleuse par rapport au derrière, soit 2 fois la vitesse d'expansion V.

Par conséquent, on trouve immédiatement d.

Cette méthode est sujette à plusieurs incertitudes et hypothèses, par exemple :

- il faut pouvoir mesurer un étalement du bord de la nébuleuse. Or, peu de nébuleuses ont des bords bien définis - il s'agit le plus souvent des filaments etc.
- il faut supposer que la nébuleuse soit sphérique, avec une expansion régulière (ou bien il faut connaître sa forme). Ceci est rarement vérifié.

Cette méthode a été utilisée pour trouver la distance de la nébuleuse du Crabe ; le résultat est important, car on a ainsi aussi la distance du pulsar du Crabe. En étudiant l'émission radio du pulsar on obtient (voir cours sur la radio-astronomie) le produit ("Mesure de Dispersion"):

$$\text{Mesure de Dispersion} = N_e d$$

où :

N_e = densité électronique moyenne du plasma interstellaire sur la ligne de visée.

d = distance du pulsar.

En connaissant d, on trouve donc N_e. C'est le seul pulsar pour lequel on puisse effectuer cette mesure aussi directement. Or, la "Mesure de Dispersion" est relativement facile à trouver pour de nombreux pulsars; par conséquent, en prenant la valeur de N_e obtenue pour le pulsar du Crabe comme valeur "type" on peut avoir une idée de l'ordre de grandeur de leurs distances.

Une autre application importante de la méthode des nébuleuses a été pour l'étalonnage des magnitudes absolues des novae. De temps en temps, une explosion nova est suivie, quelques annés plus tard, par l'apparition d'une nébuleuse en expansion. Dans ces cas, nous pouvons déterminer la distance de la nébuleuse, et donc de la nova ; par conséquent, en connaissant la magnitude apparente de la nova au maximum, on peut déduire sa magnitude absolue. On trouve ainsi que les novae ont des magnitudes absolues comparables ; par conséquent, une fois l'échelle étalonnée, on peut utiliser la magnitude apparente d'une nova comme un indicateur de sa distance. Les novae sont particulièrement utiles pour la détermination des distances extragalactiques.

METHODES BASEES SUR LA BRILLANCE APPARENTE DE CERTAINES CLASSES D'ETOILES

L'avantage principal de toutes les méthodes basées sur la trigonométrie est que le nombre d'hypothèses physiques est réduit au minimum ; au pire on associe un décalage des raies spectrales avec l'effet Doppler. Par contre, la classe des méthodes dont nous allons présenter en détail deux exemples importants fait intervenir certaines hypothèses physiques fondamentales - les hypothèses semblent justifiées, mais il subsiste tout de même des incertitudes.

De façon générale, si l'on connaissait la brillance intrinsèque d'une étoile, une simple détermination de sa brillance apparente donnerait sa distance. En termes des magnitudes, on a :

m = magnitude apparente.

$= - 2.5 \log (L/d^2) + \text{cte}.$

où :

L = énergie rayonnée par l'étoile par sec. dans un angle solide 4π

d = distance de l'étoile.

De plus :

M = magnitude absolue.

= magnitude apparente de l'étoile à la distance de 10 parsec.

$= - 2.5 \log (L/10^2) + \text{cte}.$

Donc :

$$m - M = - 2.5 \log \frac{10^2}{d^2}$$

$$= 5 \log \frac{d}{10}$$

On appelle la quantité "m - M" la "module de distance" ; c'est un sigle commode pour la distance.

Si l'on prend un échantillon arbitraire d'étoiles dont les distances sont connues par une méthode trigonométrique, on peut calculer leurs magnitudes absolues et on remarque une très grande dispersion : il n'existe pas une magnitude absolue typique que l'on pourrait utiliser pour une étoile quelconque.

Toutefois, il existe certaines classes stellaires dont les magnitudes absolues semblent bien déterminées : ces classes sont reconnues par des témoins physiques, comme par exemple, le spectre ou une variabilité caractéristique. Ayant étalonné chaque classe (à l'aide des membres dont les distances ont été déterminées préalablement par d'autres méthodes), il suffit de reconnaître une étoile comme étant un membre d'une classe particulière, de mesurer sa magnitude apparente, et donc de trouver sa distance d'après :

$$m - M = 5 \log \frac{d}{10}$$

Remarquons deux points faibles de la méthode :

1) l'hypothèse qu'un ensemble particulier de témoins physiques suffit pour reconnaître sans ambiguité une classe de magnitude homogène.
2) l'hypothèse que seule la distance intervient dans le calcul de la magnitude apparente. Cette hypothèse est fausse : la matière interstellaire absorbe la lumière, et il faut généralement trouver une correction avant de pouvoir utiliser la magnitude apparente comme témoin de distance. Ici, pour simplifier la notation, nous supposons que cette correction est déjà faite ; remarquons pourtant qu'elle n'est pas toujours facile à faire, car a priori, on ne connaît pas la distance !

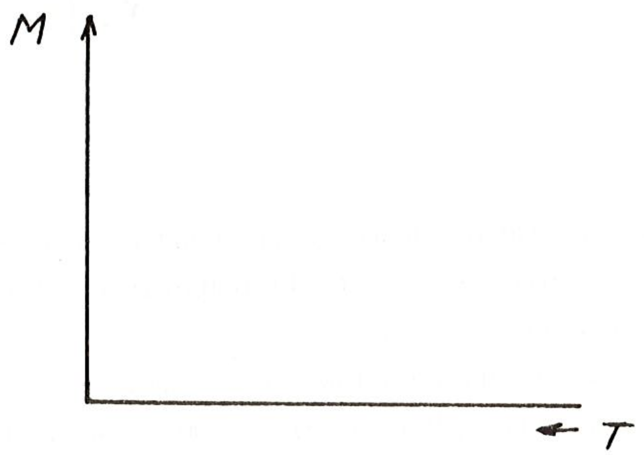
1°) Méthode d'ajustement de la séquence principale.

Considérons :

- un échantillon des étoiles proches pour lesquelles on a pu déterminer des parallaxes trigonométriques ; on peut donc déterminer leurs magnitudes absolues.
- des amas galactiques, pour lesquels on connaît des distances par la méthode des "courants" ; on peut donc déterminer la magnitude absolue de chaque étoile d'un amas.

De plus, pour chaque étoile, on peut calculer la température - soit à l'aide des raies spectrales, soit à l'aide de la couleur.

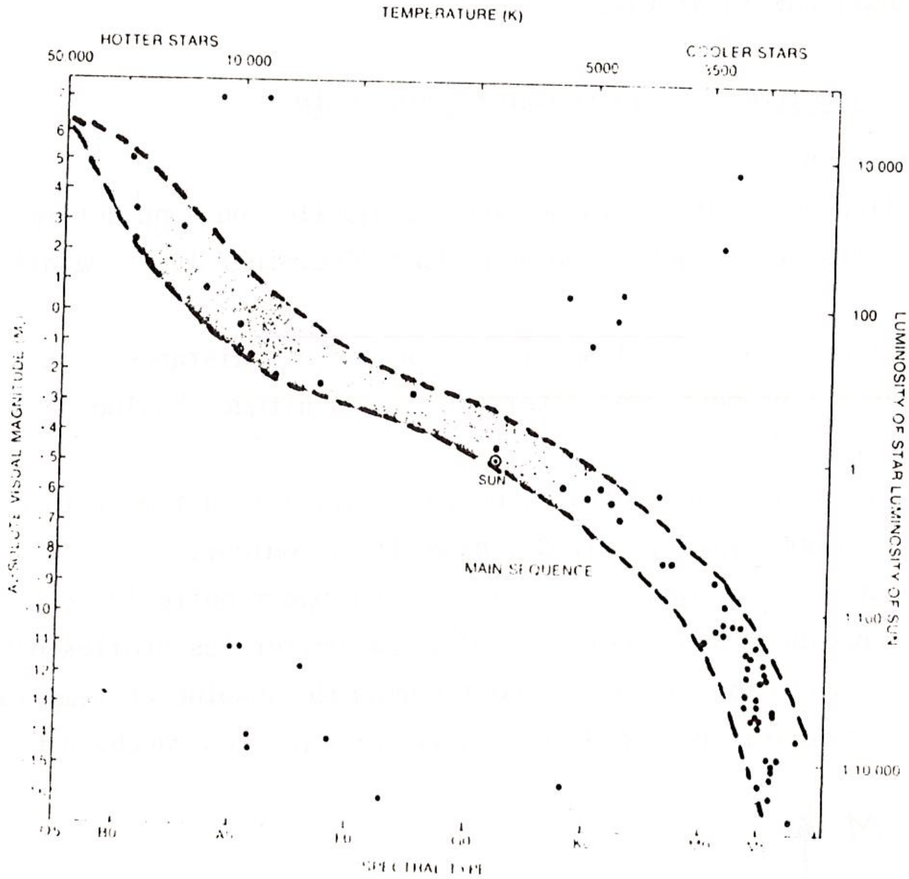
On peut alors se demander s'il y a un rapport entre la température et la magnitude absolue : pour ceci, il suffit de porter les étoiles dans un diagramme dont les axes sont respectivement magnitude absolue et température. Par convention, la température est décroissante dans le sens gauche-droite.



On appelle ce diagramme "le diagramme couleur-magnitude" où le "diagramme Herzsprung-Russel", ou le "diagramme H-R", nous verrons dans la suite qu'il a plusieurs propriétés très intéressantes.

Le diagramme H-R peut être utilisé pour la détermination des distances des amas stellaires de la façon suivante.

On remarque que, pour un amas donné, les étoiles ne sont pas groupées de façon complètement aléatoire : elles se trouvent dans certaines "zones" seulement. Schématiquement, on trouve :



En effet, à une température donnée correspondent plusieurs possibilités pour la magnitude absolue : par conséquent, la température d'une étoile ne peut pas être un bon témoin univoque de la distance.

Toutefois, on remarque que, quelque soit l'amas ou groupement stellaire choisi, il y a toujours une zone, plus ou moins peuplée selon l'amas, qui descent de gauche à droite.

Pour les amas et groupements stellaires de distance connues, on trouve que cette zone - appelée "la séquence principale" - occupe toujours la même place dans un diagramme M-T. La séquence principale n'est pas toujours peuplée sur toute sa longueur - nous verrons la raison par la suite - mais même quand, pour un amas particulier, un segment seulement de la séquence principale est peuplé, ce segment occupe "sa place".

Par conséquent, on est amené à la conclusion empirique suivante : la séquence principale d'un ensemble stellaire doit vérifier une loi M-T unique, soit occuper une zone unique dans un diagramme magnitude absolue - température. Par la suite, nous allons pouvoir justifier théoriquement cette constatation, et si on l'accepte, elle fournit une méthode particulièrement puissante pour la détermination des distances des amas.

En effet, quel que soit le groupe stellaire, on peut toujours dresser son diagramme H-R en termes des magnitudes apparentes des étoiles (à condition bien sûr, de pouvoir résoudre les étoiles individuelles). Sur un tel diagramme, il est souvent relativement facile d'identifier la séquence principale - elle doit descendre de gauche à droite. Par la suite, il suffit de voir de combien de magnitudes il faut "l'ajuster" verticalement pour la mettre à "l'endroit standard":on a alors m-M, et donc la distance de l'amas.

Cette méthode a besoin d'un amas bien étalonné, donc d'un amas pour lequel on connaît très bien tous les paramètres. L'amas des Hyades en est un : en effet, à l'heure actuelle, les séquences principales des amas sont toujours rapportées à celles des Hyades.

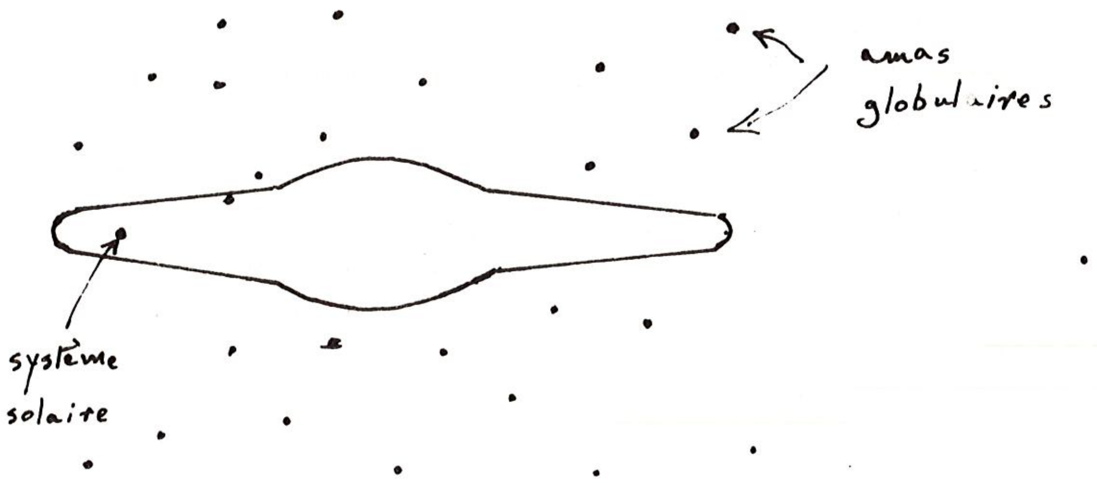
Soulignons que nous ne devons pas appliquer cette méthode à une étoile isolée : sans témoins supplémentaires il est difficile de savoir si une étoile particulière se trouve sur la séquence principale ou non. En toute rigueur, la méthode est de nature statistique.

Les incertitudes particulières à cette méthode proviennent essentiellement de deux sources :

- la séquence principale n'est pas une courbe, mais une zone, dont l'épaisseur est non-nulle.

- l'étalonnage empirique a été fait pour l'amas des Hyades et les vérifications pour d'autres amas galactiques. Ces étoiles, tout comme le Soleil et les étoiles du disque galactique, sont relativement riches en métaux. La position de la séquence principale est certainement fonction de la composition chimique ; malheureusement, les seuls amas pauvres en métaux sont les amas globulaires, dont les distances sont trop grandes pour être mesurées par toute méthode trigonométrique ; par conséquent, on ne peut pas étalonner empiriquement la séquence principale pour les étoiles dépourvues des métaux .

La méthode d'ajustement de la séquence principale est particulièrement utile pour la détermination des distances des amas globulaires : c'est ainsi que l'on constate leur distribution sphérique autour du disque galactique. De plus, le centre de la distribution se trouve à environ 10kpc du système solaire ; cet endroit est identifié avec le centre de la Galaxie elle-même.

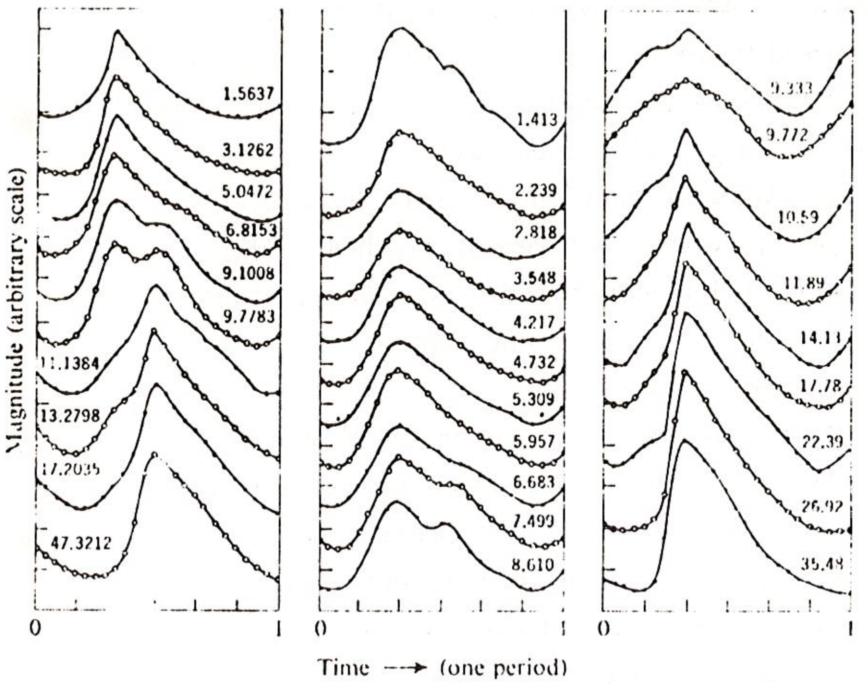


C'est la seule méthode fiable pour trouver la distance au centre galactique.

2°) Méthode des variables Céphéides

Beaucoup peut-être la plupart, des étoiles sont variables. Parmi les variables on distingue plusieurs classes, selon la forme de la variabilité.

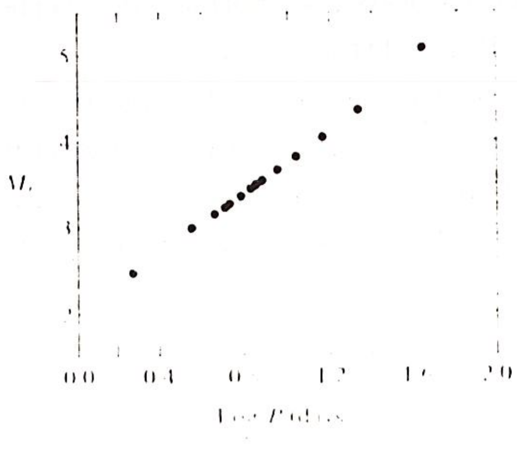
La classe des Céphéides est particulièrement importante. Leur variabilité est périodique et très régulière ; de plus, la courbe de lumière d'une Céphéide est très caractéristique. Les périodes vont de quelques jours jusqu'à une quarantaine de jours.



Les courbes de lumière de quelques variables Céphéides. Dans chaque cas, on montre une période ; à côté de chaque courbe est marquée la période en jours.

On remarque la forme très caractéristique des courbes.

Les Céphéides ont une propriété remarquable : il y a une relation entre la magnitude absolue moyenne et la période. Schématiquement :



Cette loi "Période-Luminosité" a été découverte au début du 20e s. en étudiant les Céphéides dans le grand Nuage de Magellan. C'est un groupement stellaire, visible seulement dans l'hémisphère australe, qui s'apparente à une mini-galaxie, "satellite" de la nôtre - aujourd'hui, on sait que sa distance est de l'ordre de 50kpc. Le Nuage de Magellan contient un grand nombre de Céphéides de toutes sortes de périodes ; étant relativement proches, elles pouvent être résolues individuellement et leurs magnitudes mesurées ; étant toutefois suffisamment lointaines, on peut considérer que toutes ces étoiles se trouvent à la même distance du système solaire.

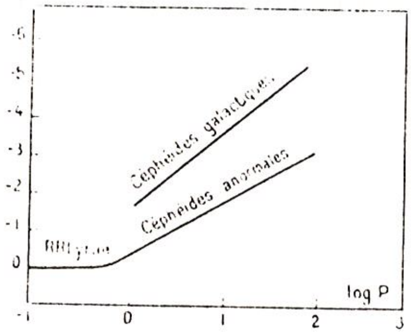
Au début du siècle, on avait déjà remarqué que, pour les Céphéides du Grand Nuage de Magellan, il y avait une relation empirique entre la magnitude apparente moyenne et la période. Il est alors naturel de supposer que toutes les Céphéides vérifient cette loi empirique ; si donc on parvient a étalonner la relation Période-Luminosité, en termes de la magnitude absolue (à l'aide ne serait-ce que d'une Céphéide de distance connue), on pourra trouver la distance d'une Céphéide quelconque, par une simple mesure de sa période et de sa magnitude apparente moyenne.

Les Céphéides sont relativement rares : aucune ne se trouve dans un amas proche. On les trouve le plus souvent dans les amas globulaires, dont les distances sont obtenues par la méthode d'ajustement de la séquence principale. Par conséquent, l'étalonnage de la loi Période-Luminosité n'est pas directe.

Comme les Céphéides sont rares, elles ne sont pas très utiles pour les distances à l'intérieur de la Galaxie ; par contre, elles sont très brillantes, sont visibles de très loin et sont donc indispensables pour l'établissement d'une échelle de distances extragalactiques.

Bien que simple et puissante en principe, la méthode des Céphéides est aussi sujette à un certain nombre d'incertitudes.

- la loi Période-Luminosité n'est pas unique. A l'origine, on pensait qu'il y avait une seule loi fondamentale, avec une dispersion importante. A l'heure actuelle, on connaît au moins deux lois : les deux lois se rapportent à deux classes différentes de Céphéides, chaque classe ayant un spectre caractéristique.



Relation période-luminosité.

- l'effet de la composition chimique sur la loi Période-Luminosité n'est pas connu ; en tout cas, on connaît maintenant des Céphéides qui ne s'encadrent pas dans les deux lois Période-Luminosité reconnues.

3°) Autres étoiles étalons

On connaît maintenant plusieurs classes d'étoiles, reconnues par leur spectre, variabilité caractéristique, couleur etc.; chaque classe a été étalonnée par une méthode essentiellement individuelle et peut être utilisée comme témoin de distance avec une incertitude plus ou moins grande. Mentionnons en quelques-unes. - Novae .

- variables RR Lyrae. Ces variables ressemblent beaucoup aux Céphéides sauf que leurs périodes sont inférieures à 1 jour environ. De plus, leur magnitude absolue moyenne est presque indépendante de la période. On les considère parfois comme une prolongation de la loi Période-Luminosité des Céphéides vers les courtes périodes.

- étoiles bleues les plus brillantes des amas globulaires.
- supernovae.

Remarquons que, contrairement aux cas précédents où il existe des explications théoriques pour les phénomènes utilisés, ces derniers étalonnages sont empiriques et on comprend très mal (ou même pas du tout) pourquoi ces classes seraient associées à des magnitudes absolues particulières.

MAGNITUDE BOLOMETRIQUE

Les magnitudes apparentes m dont nous avons parlé au début se rapportent à une bande spectrale particulière -par exemple U, B, ou V. De façon entièrement analogue, les magnitudes absolues M sont aussi définies dans des bandes spectrales particulières : pour le système U, B, V on a M_U, M_B, M_V.

Une telle magnitude absolue est une mesure de l'énergie rayonnée par l'étoile par sec dans un angle solide 4π dans la bande spectrale en question.

Or, si l'on connait la température de l'étoile (ou de sa classe spectrale), on peut calculer quelle fraction de l'énergie totale représente celle rayonnée dans cette bande ; on peut alors calculer, pour chaque classe spectrale, une correction additive qui transformera la magnitude absolue dans le V, M_V, en une grandeur qui représente l'énergie totale integrée sur toutes les longueurs d'onde.
On appelle cette grandeur "la magnitude bolométrique" (il est sous entendu qu'elle est absolue) M_{Bol} et on appelle la correction "la correction bolométrique".
On a donc :

$$M_{Bol} = M_V + \text{correction bolométrique}$$

Classe spectrale	Correction bolométrique
B 0	- 3.17
A 0	- 0.4
F 0	- 0.8
G 0	0.0[illegible]
K 0	0.1[illegible]
M 0	1.[illegible]

Question : on remarque que la correction est très petite pour les étoiles type G ;
Pourquoi ?

MASSES DES ETOILES

De façon générale, la seule méthode fiable pour la détermination d'une masse implique la mesure du mouvement d'un corps voisin.

Dans le cas du Soleil, le mouvement des planètes est suffisant : en effet, selon la troisième loi de Képler :

$$\frac{a^3}{P^2} = \frac{G(M+m)}{4\pi^2}$$

où :

a = séparation planète Soleil

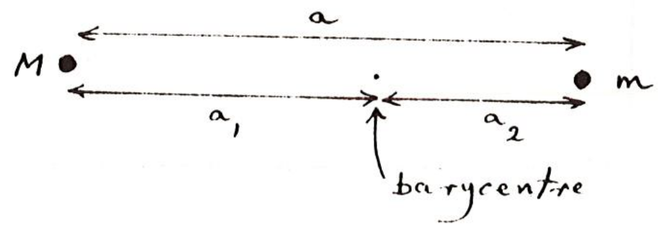
P = période orbitale

M = masse du Soleil

m = masse de la planète

Comme $m \ll M$, la relation se simplifie, et la mesure d'un rayon orbital et d'une période est suffisante pour déterminer la masse du Soleil.

Dans le cas des étoiles, il faut observer le mouvement d'une étoile voisine -le cas le plus simple (et aussi le plus fiable) est celui des étoiles binaires. Toutefois, les membres d'un système binaire pourraient avoir des masses comparables et par conséquent nous ne pouvons pas négliger m devant M dans la troisième loi de Képler. Dans ce cas, il faut trouver d'autres relations régissant le mouvement

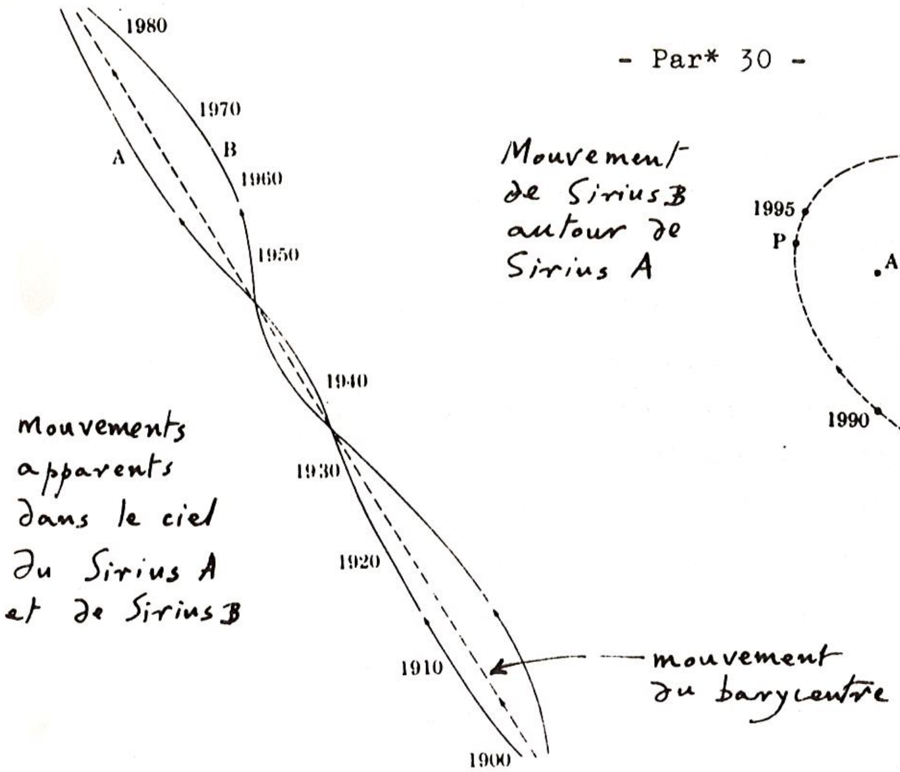


Si l'on peut identifier la position du barycentre, on peut mesurer les distances a_1, a_2 de chaque masse du barycentre. On aura alors l'équation supplémentaire :

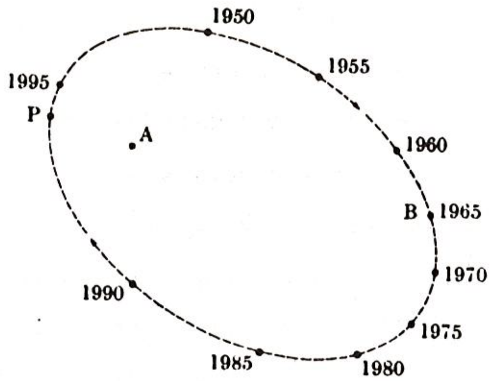
$$M a_1 = m a_2$$

Pour identifier la position du barycentre, il faut pouvoir observer le système binaire pendant quelque temps. Le mouvement apparent de chaque étoile sera la superposition de :

- mouvement orbital autour du barycentre,
- mouvement le long d'une droite du barycentre lui même.



Mouvement de Sirius B autour de Sirius A



Remarquons ou'il faut aussi connître l'inclinaison de l'orbite par rapport à la ligne de visée : on utilise la forme de l'orbite apparente pour trouver l'angle d'inclinaison.

Finalement, il faut connaître a , a_1 et a_2 en unités métriques : il fait donc avoir aussi mesuré la distance du système binaire.

Le nombre d'étoiles pour lesquelles toutes ces conditions sont réunies est très faible ; il est toutefois très important pour la théorie de la structure interne des étoiles.

INFORMATIONS SPECTRALES SUR LES RAYONS STELLAIRES

A part une fraction infime d'étoiles proches et géantes, nous ne pouvons pas mesurer, même interférométriquement, la dimension d'une étoile. Toutefois, on peut avoir quelques renseignements, quoique ambigus, d'après la largeur des raies spectrales.

Si l'on néglige toute contribution Doppler à la larguer d'une raie, la durée de vie d'un état excité va déterminer la largeur de la raie :

Comme :

$$\Delta E \, \Delta t \approx \hbar$$

et :

$$E = h\nu$$

d'où

$$\Delta\nu \propto 1/\Delta t$$

Or, pour un état donné, la durée de vie sera fonction de la densité du milieu : dans un milieu dense, la durée de vie est courte et donc les raies sont larges, et c'est le contraire pour un milieu raréfié.

Par ailleurs, la densité photosphérique d'une étoile est fonction de la pression superficielle, qui est fonction de la gravité superficielle, qui est proportionnelle à $M/\mathcal{R}^2$, étant la masse de l'étoile et $\mathcal{R}$ son rayon. On voit alors que la densité photosphérique varie de façon très sensible avec le rayon.

Cette constatation est à l'origine d'une classification spectrale des étoiles ayant la même température, selon la largeur de certaines raies spectrales : dans une première approximation, une étoile ayant des raies plus larges qu'une autre à la même température est considérée comme étant plus petite. On distingue 6 classes, appelées "Classes de luminosité" car la magnitude absolue est fonction du rayon stellaire.

Classe de luminosité	Type d'étoile
I	Supergéante
II	Géante brillante
III	Géante
IV	Sousgéante
V	Naine (le Soleil en est une)
VI	Sousnaine

Soulignons que cette classification est à titre indicatif seulement et peut avoir un sens seulement pour un ensemble d'étoiles ; il est dangereux de la prendre trop au sérieux pour une étoile indivielle car :

les raies spectrales peuvent être élargies par plusieurs mécanismes

les masses stellaires couvrent une gamme de $0.M_\odot \simeq 50\,M_\odot$ environ.