COURS

Cours élémentaire d'astronomie et d'astrophysique : IX- Les étoiles vivent

Georges Paturel, Observatoire de Lyon

Résumé: *Comment a-t-on pu comprendre l'évolution des étoiles, cette évolution qui s'échelonne sur des millions, voire des milliards d'années ? Les astronomes ne vivent pas assez vieux pour suivre la vie d'une étoile, mais les lois universelles de la physique permettent de combler cette impossibilité physique.*

Introduction

Dans le cours précédent nous avons vu que la seule source d'énergie possible pour expliquer le rayonnement des étoiles était la fusion nucléaire. Mais en ayant compris cela nous n'avons pas compris, dans le détail, le fonctionnement d'une étoile, car la réalité est très complexe. Il a fallu attendre l'avènement des premiers ordinateurs pour commencer à reproduire la complexité de la vie d'une étoile.

Dans ce cours nous allons essayer de comprendre les grandes lignes de l'évolution stellaire, avec un peu de physique.

Qu'y avait-t-il précisément à comprendre ? Vers les années 1912, deux astronomes, Hertzsprung et Russel, construisirent, indépendamment l'un de l'autre, un diagramme en portant, indirectement[1], la couleur des étoiles sur l'axe horizontal et la magnitude absolue sur l'axe vertical. Qu'est-ce donc que la magnitude d'une étoile et qu'est-ce donc que la couleur d'une étoile ?

[1] La vérité historique est un peu plus compliquée. L'astronome danois Hertzsprung s'était amusé à comparer la magnitude apparente des étoiles d'amas à leur couleur, alors que l'astronome américain Russell avait comparé, pour les étoiles du voisinage solaire, leur magnitude absolue à leur type spectral (une classification basée sur l'aspect des spectres).

Magnitude et magnitude

Commençons par définir la magnitude d'une étoile. Si vous ne savez pas ce qu'est une magnitude vous ne pouvez pas l'inventer, car il s'agit d'une définition : la magnitude apparente d'une étoile est une mesure de son éclat apparent dans une échelle logarithmique. L'éclat apparent est l'énergie que vous envoie l'étoile par unité de temps (on appelle ça une puissance) et par unité de surface. En prenant le logarithme de cet éclat apparent on définit une échelle logarithmique. Pour retrouver la classification ancienne, classification dans laquelle les étoiles les plus brillantes étaient dites de grandeur 1 et les étoiles faibles de grandeur 6 (ou plus), il fut proposé en 1856 par N.R. Pogson, que la magnitude apparente soit définie comme :

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

E est l'éclat apparent mesuré et C une constante arbitraire adoptée une fois pour toute, selon les unités adoptées pour E. Le signe moins est fait, vous l'avez compris, pour que les étoiles d'éclat le plus important correspondent à la plus petite grandeur, car le logarithme est une fonction monotone croissante, comme disent les mathématiciens, plus x est grand plus $\log x$ l'est aussi.

Il est important de remarquer que cette magnitude apparente ne nous renseigne pas sur la luminosité intrinsèque d'une étoile, car deux étoiles peuvent avoir la même magnitude apparente et ne pas avoir la même luminosité si leurs distances sont différentes. Les astronomes ont inventé une nouvelle définition pour mesurer la luminosité intrinsèque d'une étoile. C'est la magnitude absolue *M*, qui, par définition, est la magnitude apparente qu'aurait l'étoile si elle était à une distance fixe de 10 parsecs (31,26 années de lumière). Comme l'éclat E varie comme l'inverse du carré de la distance, il est facile de montrer que :

$$m - M = 5\log d - 5$$

d est la distance mesurée en parsec (1 pc=3,26 a.l.). Vous voyez donc que, quand on connaît $m - M$, on connaît la distance. Cette quantité est appelée le *module de distance* et on la note souvent par la lettre grecque μ.

Nous avons supposé implicitement que *m* et *M* étaient définies sur l'ensemble du spectre lumineux (toutes les longueurs d'onde). En pratique, les mesures ne sont effectuées que sur un domaine du spectre. On caractérise ce domaine par une longueur effective λ. On définit donc une magnitude m_λ (ou M_λ) pour un domaine de longueur d'onde donné. Vous allez voir que ceci est important pour définir une couleur d'étoile.

Indice de couleur d'une étoile

L'indice de couleur (ou plus brièvement, la couleur) est définie en astrophysique comme la différence des magnitudes à deux longueurs d'onde différentes. Par exemple, les astronomes utilisent la couleur notée $B - V$, différence entre la magnitude apparente en "bleu" à la longueur d'onde approximative de 450nm et la magnitude apparente dans le domaine "visible" à 550nm. Mais on peut définir une infinité de couleurs. On utilise souvent la couleur *U–B*, différence des magnitudes en ultraviolet (350 nm) et en bleu (550nm). En allant vers l'infrarouge on rencontre aussi l'indice de couleur *V–I* (visible à 550 nm moins infrarouge à 800 nm), etc.

Remarquons qu'une couleur est invariante avec la distance puisque l'effet de distance affecte les deux magnitudes de la même façon. La couleur est une propriété intrinsèque de l'étoile (après correction éventuellement de l'effet d'absorption par de la poussière interstellaire qui affecte plus un domaine de longueur d'onde qu'un autre).

Couleur et température effective

On peut assimiler les étoiles à des corps noirs parfaits et calculer la couleur $B - V$ pour différentes températures en utilisant l'équation du corps noir donnée par la relation de Planck. Exprimée en magnitude à la longueur d'onde effective λ elle s'écrit (à une constante près):

$$m = -2{,}5\log\left[\frac{1}{\lambda^5}\left(\exp(\frac{hc}{\lambda kT}) - 1\right)^{-1}\right]$$

Avec h=6,6626 10^{-34}, k=1,38 10^{-23}, c=2,99792 10^{8}, en unités S.I.. On fera le calcul pour T entre 2000 K et 10000K, pour 450 nm (B) et 550 nm (V). Bien que la relation ne soit pas linéaire, elle est bien approximée par :

$$\log T = 3{,}79 - 0{,}43(B - V)$$

La couleur B–V est approximativement une mesure de température effective.

Retour sur le diagramme HR

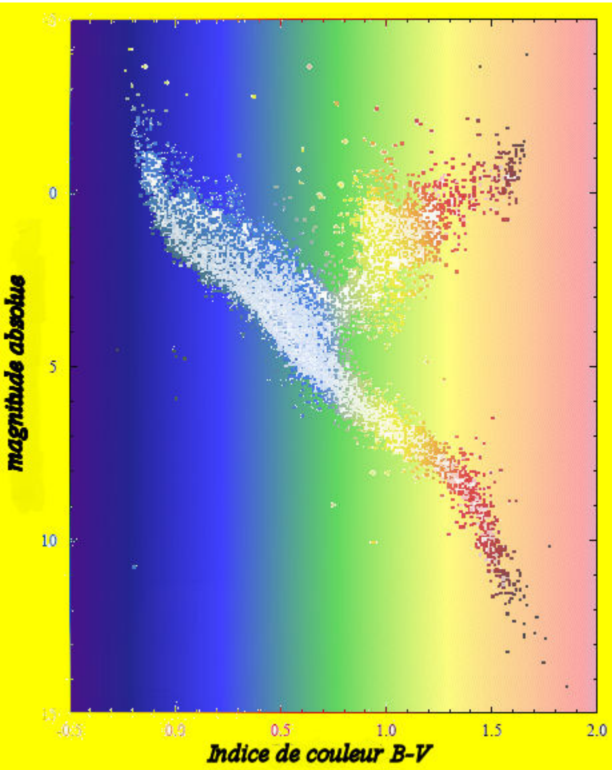
Maintenant que les bases ont été définies, revenons sur le diagramme de nos deux astronomes Hertzsprung et Russel. On parle généralement de diagramme HR, c'est plus simple à dire.

Tout d'abord, éclaircissons le point historique. Hertzsprung, le premier, avait tracé un diagramme en prenant la magnitude apparente des étoiles d'un amas en fonction de leur couleur. Comme, toutes les étoiles d'un amas sont à la même distance (vu de Lyon, tous les habitants de Paris sont à la même distance), la magnitude apparente est, à un terme constant près, une mesure de la magnitude absolue. Donc pour un amas, le diagramme était bien un diagramme magnitude absolue – couleur, à un décalage en ordonnée près.

Russel, lui, avait considéré les étoiles du voisinage solaire de magnitude absolue connue (par les estimations de distance et la magnitude apparente). Ces mêmes étoiles avaient été classées d'après les caractéristiques de leur spectre. Cette classification spectrale s'est révélée être une classification de température, donc de couleur $B - V$ (voir encadré).

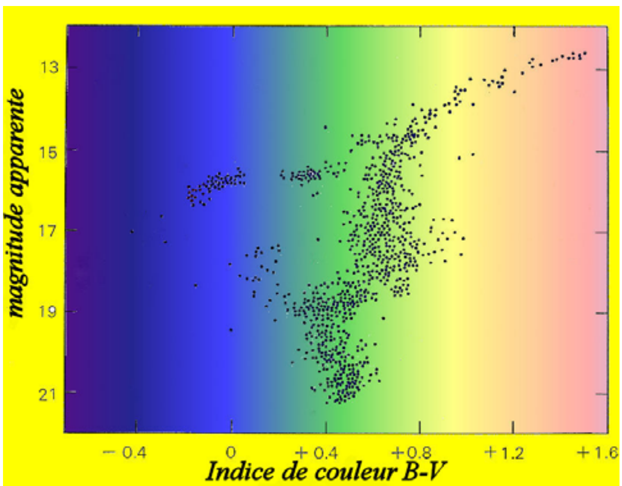
Finalement le diagramme HR est bien un diagramme Magnitude absolue - Couleur (ou Luminosité - Température).

Le problème se posait alors ainsi : Pourquoi les étoiles du voisinage solaire ne se situent qu'en certaines régions du diagramme et pourquoi les étoiles d'amas obéissent à des distributions différentes ?



D'après ESA- HIPPARCOS

Diagramme HR pour les étoiles du voisinage solaire mesurées par le relevé HIPPARCOS.



D'après un diagramme de H. Arp

Diagramme HR typique pour les étoiles d'un amas.

Température intérieure

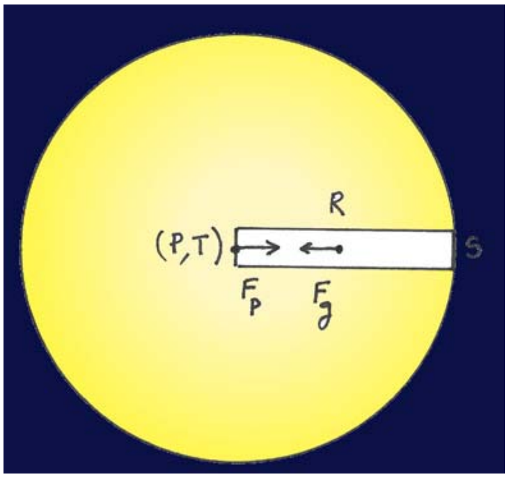
La première chose à vérifier est que la température intérieure d'une étoile est assez élevée pour permettre la fusion nucléaire des noyaux d'hydrogène. Vous vous rappelez en effet que c'est la seule source d'énergie capable d'expliquer la longévité d'une étoile.

Nous empruntons la démonstration très simple à Martin. Schwarzschild[2]. Quand je dis très simple, il faut normalement utiliser le calcul différentiel. Mais nous allons simplifier encore en essayant de ne pas trop dénaturer le calcul.

Nous allons considérer un volume cylindrique de section S et de masse m, qui s'étend du cœur de l'étoile à la périphérie (voir le schéma). Ce tube a pour longueur le rayon de l'étoile et son volume est $v=S.R$. Il est poussé vers l'extérieur de l'étoile par une force

$$F_p = PS,$$

où P désigne la pression au centre de l'étoile. La pression sur l'autre face du cylindre est nulle.



Mais, chaque section du cylindre est attirée par toute la masse M qui est en direction du centre de l'étoile. En moyenne nous pourrons considérer que le cylindre est attiré par la moitié de la masse de l'étoile, $M/2$ (c'est une approximation simpliste, justifiée par le fait que la masse volumique doit être plus importante au centre qu'en surface). Nous allons désigner par ρ la masse volumique moyenne de l'étoile (masse divisée par volume) :

[2] Fils de Karl Schwarzschild qui trouva la solution des équations d'Einstein dans le cas d'une symétrie centrale (cas applicable au Soleil).

$$\rho = \frac{M}{(4/3)\pi R^3} \approx \frac{M}{4R^3}$$

. Donc le cylindre est attiré vers le centre par une force gravitationnelle :

$$F_g = \frac{GMm}{(R/2)^2} = G\frac{(M/2)(SR\rho)}{(R/2)^2} = \frac{GSM^2}{2R^4}$$

L'étoile étant stable, cela signifie que les deux forces antagonistes sont égales en module ($F_p = F_g$). On trouve alors immédiatement :

$$P = \frac{GM^2}{2R^4}$$

Nous pouvons estimer l'ordre de grandeur de la pression au centre d'une étoile. En prenant l'exemple du Soleil[3] ($M=2\times10^{30}$kg $R=7\times10^8$m). On trouve que la pression au centre du Soleil est de $P=6\times10^{14}$ N/m^2. Sur chaque mètre carré du centre du Soleil s'exerce une force de 600 000 milliards de Newton. C'est comme si, sur Terre, vous aviez une masse de 60 milliards de tonnes par mètre carré.

Bon, alors, et la température ! Il y a une loi de la physique, loi des gaz parfaits, qui dit que le produit de la pression par le volume d'une quantité de matière est proportionnel à la température absolue T de cette quantité de matière (la température absolue est celle de votre thermomètre, augmentée de 273 degrés. On la mesure en degrés Kelvin, abrégés en K). On peut déduire de cette formulation une expression qui relie la pression, la masse volumique de la matière considérée et la masse μ_p d'une particule qui compose cette matière. Cette relation très classique en physique s'écrit (voir l'encadré) :

$$P = \frac{k}{\mu_p}\rho T$$

La constante de Boltzmann $k \approx 1{,}4\times10^{-23}$ dans le même système d'unité standard que précédemment μ_p est à peu près la masse d'un noyau d'hydrogène (un proton) mais il faut diviser par deux car il y a aussi des électrons, en nombre égal, et qui ont une masse négligeable. En remplaçant dans l'expression précédente, la pression centrale et la masse volumique par leurs expressions vues plus haut, on tire l'expression de la température centrale :

$$T = 2P\frac{\mu_p}{k}\frac{R^3}{M}$$

En appliquant cette relation au Soleil et avec $\mu_p=1{,}7\times10^{-27}$kg, on trouve $T= 25\times10^6$ K. C'est chaud, 25 millions de degrés. A cette température là, il n'y a pas de problème pour réussir la fusion de l'Hydrogène en Hélium. C'est ainsi qu'on récupère une belle énergie, fort agréable sur la plage...

[3] La constante de la gravitation universelle $G \approx 7\times10^{-11}$ dans le système des unités standards (m,kg,s).

La loi des gaz parfaits

Expérimentalement on peut constater que le produit PV/T reste constant pour un gaz à la température T, à la pression P et de volume V. On sait par ailleurs (loi d'Avogadro) qu'un paquet de $N_o=6\times10^{23}$ particules (ce qu'on appelle une mole) occupe un volume de 0,0224m^3 à la pression de 101000 N.m^{-2} (les N.m^{-2} sont des Pascal - abréviation Pa) et à la température de 0°C= 273 K. On a donc pour les N_o particules (1 mole) :

$$\frac{PV}{T} = \frac{101000\times0.0224}{273} = 8{,}3 \text{ N.m.K}^{-1}.\text{mole}^{-1}.$$

Notons que les "Newton×mètre" = N.m sont des Joules (abréviation J).

Par ailleurs, la masse de n moles de particules ayant une masse individuelle de μ_p est $n.N_o\mu_p$. Cette masse, divisée par le volume, définit la masse volumique :

$$\rho = \frac{nN_o\mu_p}{V}$$

En reportant cette expression dans notre première relation écrite pour n moles on trouve alors :

$$P = \frac{8{,}3}{N_o\mu_p}\rho T$$

La valeur $8{,}3/N_o=1{,}38\times10^{-23}$ J.K^{-1} se note k. C'est la constante de Boltzmann. Nous retrouvons bien l'expression utilisée dans le cours.

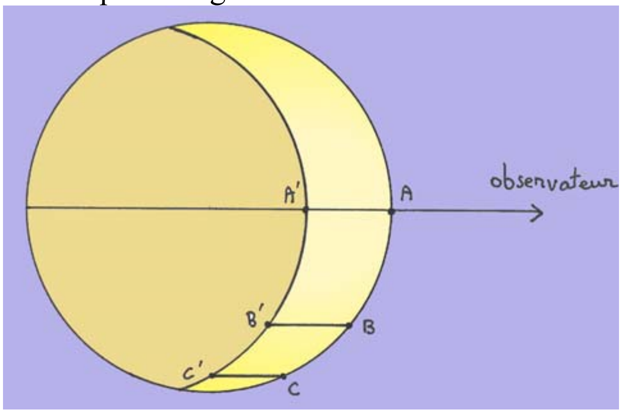
Ce n'est pas croyable où ça mène l'astro !

Preuve expérimentale

Nous avons trouvé que l'intérieur du Soleil est très chaud. La partie extérieure est bien plus froide, quelques milliers de degrés seulement ! On sait d'ailleurs mesurer cette température extérieure (voir CC6 page 3). On en conclut que la température augmente quand on s'enfonce dans les couches profondes. Peut-on le prouver expérimentalement ? Eh bien oui, et c'est très simple, même si on ne peut pas aller mesurer la température sur place. C'est l'observation de l'assombrissement du bord du Soleil.

L'astronome Foucault et son camarade d'étude Fizeau furent les premiers à photographier le Soleil en 1845 (voir l'article de J.N Terry dans ce numéro). Il apparut clairement que le bord du Soleil était plus sombre. Quelle était l'origine de cet assombrissement ?

Le schéma ci-dessous vous fera comprendre mieux qu'un long discours.



La profondeur optique d'où nous provient la lumière est à peu près constante AA'=BB'=CC'. Mais vous voyez sur le schéma que A' est plus profond que B', lui-même plus profond que C'. La lumière que nous observons au centre du Soleil provient, en moyenne, de régions plus chaudes, comme nous l'observons.

Photo D. Bardin

Sur cette magnifique photo prise par Daniel Bardin lors du dernier passage de Vénus devant le Soleil, on devine bien l'assombrissement centre bord.

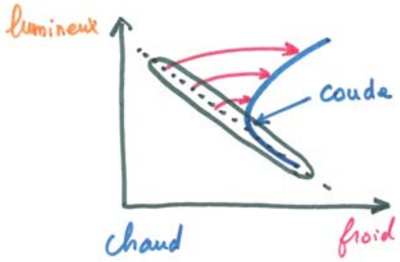
Formation des éléments

Nous sommes rassurés car nous avons compris la source d'énergie des étoiles. Cette source est inépuisable... pas exactement.

A partir de quatre atomes d'hydrogène nous pouvons former un atome d'hélium. Cette réaction n'est pas directe. Elle passe par des étapes intermédiaires que nous ne détaillerons pas ici. Mais le résultat est que nous récupérons de l'énergie, des petites particules (neutrinos) et bien sûr de l'hélium. Quand le cœur de l'étoile ne sera composé que d'hélium les réactions se poursuivront vers la périphérie de l'étoile. Mais on peut imaginer que l'hélium à son tour puisse fusionner pour donner du carbone, que le carbone puisse fusionner pour donner de l'oxygène, etc. En principe ces mécanismes sont possibles mais sous certaines conditions qui ne sont pas toujours satisfaites, selon la masse de l'étoile.

Peut-on tout calculer ? En principe oui. Les lois de la physique qui gouvernent la production d'énergie, son acheminement par rayonnement, par convection (brassage des différentes couches) ou conduction, ces lois sont connues, ou au moins bien représentées. Il n'y a pas moins de cinq équations différentielles à résoudre simultanément pour décrire l'évolution d'une étoile de masse et de composition chimique initiale données. Pour une description fine il faut prendre en compte aussi les mouvements mécaniques et la perte de masse des étoiles. Vous concevez la complexité du problème. Avec l'avènement des ordinateurs il a été possible de s'attaquer à ce gigantesque problème.

On découvre ainsi qu'une étoile comme le Soleil ne peut pas démarrer immédiatement les réactions nucléaires de fusion de l'hélium. Il faut d'abord que le cœur d'hélium se contracte pour augmenter la température à un niveau suffisant. Ce faisant, les couches externes seront soufflées et l'étoile va enfler pour devenir une étoile géante rouge (extérieur plus froid). Le point représentatif du Soleil, dans le diagramme HR dont nous parlions au début de l'article, se déplacera vers la droite (vers les étoiles froides) et vers le haut (vers les étoiles plus lumineuses). On découvre aussi que plus une étoile est massive plus tôt se fera ce passage de la zone principale du diagramme vers la zone des étoiles géantes.



L'âge des étoiles

On commence à comprendre un peu le diagramme HR pour les étoiles du voisinage solaire. Toutes ces étoiles se sont formées par contraction d'un nuage primordial mais elles n'ont pas commencé leur vie au même moment. Mais cependant, elles sont toutes arrivées dans la zone principale du diagramme HR pour y brûler leur hydrogène. Cette zone s'appelle la *séquence principale*. Là, elles y restent le temps d'épuiser leur combustible nucléaire. Pour les étoiles de faible masse, comme le Soleil, cette phase est très longue (quelques milliards d'années). Pour les étoiles massives c'est plus court (enfin... quelques centaines de millions d'années tout de même). Pour les étoiles les plus massives, c'est très court, quelques millions d'années seulement.

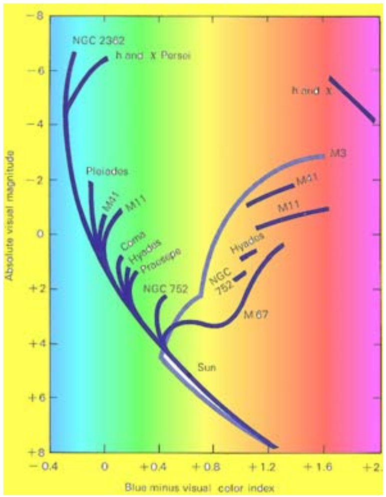
Quand les étoiles quittent la séquence principale pour aller rejoindre la séquence des étoiles géantes, le processus est très rapide. C'est le cœur d'hélium qui se contracte d'abord (et nous avons vu dans le dernier cours que ce processus était rapide). Arrive ensuite la combustion de l'hélium, un second souffle pour les étoiles et une seconde pose dans le diagramme HR. On comprend donc pourquoi on n'observe pas d'étoiles sur toute la surface du diagramme. On n'observe les étoiles que là où elles demeurent assez longtemps.

Qu'en est-il du diagramme HR des amas d'étoiles. Pourquoi un aspect différent du diagramme HR général.

La différence essentielle tient à ce que toutes les étoiles d'un amas naissent à peu près en même temps. Les étoiles demeurent physiquement proches les une des autres. Si nous observons un diagramme d'amas qui vient juste de naître et qui n'a que quelques millions d'années, les étoiles sont toutes encore sur la séquence principale. C'est ce qu'on observe avec un amas jeune comme l'amas des Pléiades.

Si on prend un amas plus vieux, les étoiles massives auront déjà quitté la séquence principale, mais pas encore les étoiles peu massives. La séquence principale sera incurvée vers le haut. Si enfin on prend un amas très vieux, la courbure sera bien plus prononcée, seules les étoiles très peu massives seront encore sur la séquence principale. Nous venons de comprendre la diversité des diagrammes HR pour les amas stellaires.

Une conséquence importante est que la position du coude (voir le graphique) est un indicateur d'âge. On parvient, en comparant les diagrammes observés aux prévisions théoriques, à dater les amas. On trouve que les vieux amas ont plus de dix milliards d'années. Retenez bien ce résultat. Il aura une importance pour la suite de notre exploration.



D'après G. Abell, 1969

Diagramme HR pour différents amas stellaires

Nous parlerons bientôt de la fin de la vie d'une étoile, fin calme ou catastrophique.

Bibliographie :
Schwarzschild M., 1958, Structure and Evolution of the stars, Dover
Bottinelli L., 1986, L'univers des étoiles, Gammaprim

■