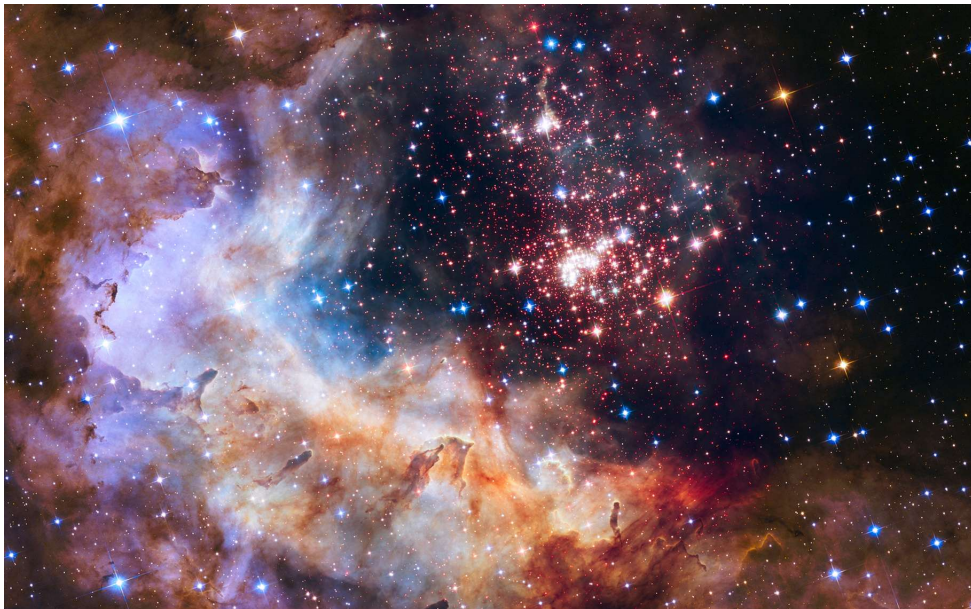


ÉCOLE NORMALE SUPÉRIEURE

DOSSIER DE M2 - PRÉPARATION À L'AGRÉGATION DE PHYSIQUE

Caractérisation des étoiles en astronomie



Samuël ZOUARI

2018 - 2019

1 Introduction

Les étoiles constituent la majorité des objets observables dans le ciel nocturne, et l'on en compterait environ dans notre galaxie.

On peut supposer en première approximation que tous ces objets sont à peu près similaires à notre Soleil, que l'on pourrait résumer ainsi : une **étoile** est une sphère de gaz ionisé (i.e de plasma) de rayon relativement stable sur au moins plusieurs millions d'années, qui résulte d'un équilibre entre attraction gravitationnelle et forces de pression internes. Ces objets perdent de l'énergie sous forme de rayonnement électromagnétique, et en produisent grâce à des réactions nucléaires qui ont lieu dans leurs régions centrales.

Les données déterminantes pour une étoile sont, en premier lieu, sa masse M et sa composition chimique. Les autres caractéristiques d'une étoile au cours de son existence résultent de ses deux premiers facteurs.

Cependant il existe de fait une grande variété d'étoiles observables. D'abord parce qu'elles évoluent au cours de leur vie, et que l'on peut donc observer des objets "similaires" à différentes étapes de leur évolution à une même époque d'observation. Ensuite car il existe différents types d'étoiles, souvent en fonction de leur masse, une étoile avec une masse dix fois plus grande que celle du Soleil n'aura pas la même durée de vie, et connaîtra une évolution radicalement différente de notre étoile.

Ce dossier se propose de faire une introduction aux façons de caractériser les étoiles, aux mécanismes qui régissent leur évolution,

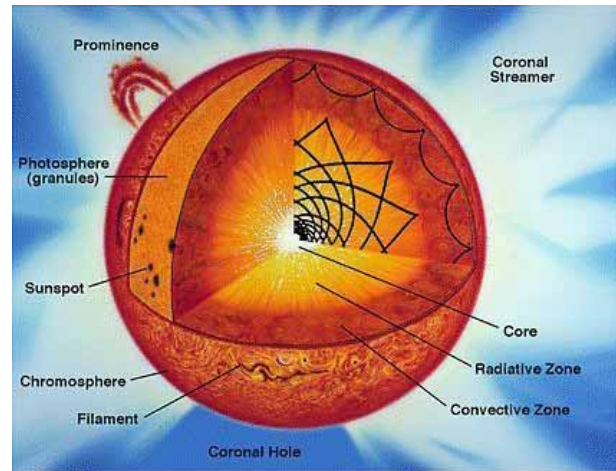


Figure 1: Représentation de la structure interne d'une étoile.

et aux différents types d'étoiles connus.

2 Caractérisation d'une étoile

En plus de sa masse et de sa composition chimique, les paramètres pertinents pour l'étude d'une étoile sont : son rayon R (pris comme le rayon de sa photosphère), sa luminosité L (énergie perdue par unité de temps au niveau de la photosphère), sa température effective T_{eff} (température de la photosphère), et enfin son âge.

2.1 Luminosité

On note L la **luminosité** d'une étoile, correspondant à la puissance W rayonnée à travers sa surface.

Les ordres de grandeurs des luminosités stellaires varient de manière assez drastique. Pour le Soleil, on a une luminosité de $L_{\odot} = 3,828 \times 10^{26}$ W, pour Vega on a $L = 37 L_{\odot}$

(étoile considérée comme très brillante) et pour Proxima du centaure seulement $L \simeq 10^{-4} L_{\odot}$.

Dans la mesure où l'on n'observe toujours une étoile depuis une certaine direction, la quantité la plus adaptée à l'observation est le flux d'énergie surfacique émis par l'étoile (qu'on supposera isotrope et homogène ici). On définit donc le flux bolométrique F_{bol} (en Wm^{-2}) tel que :

$$L = 4\pi R^2 F_{bol}$$

Où R est le rayon de la photosphère de l'étoile. Mise à part pour le Soleil, il n'est pas possible de mesurer directement le flux bolométrique au niveau de l'étoile, on mesure donc le flux d'énergie incident à la surface de la Terre f_{bol} :

$$f_{bol} = F_{bol} \left(\frac{R}{d} \right)^2$$

Où d est la distance entre l'étoile et la Terre. Cette donnée est sujette à des variations conséquentes du fait de l'éloignement de certains objets : on passe de quelques années lumière pour les étoiles les plus proches, à des distances cosmologiques de plusieurs milliards d'années lumière pour les galaxies les plus lointaines observées.

Du fait de ces variations très importantes du flux apparent, on définit la magnitude d'une étoile (par rapport à une étoile de référence A) comme :

$$m - m_A = -2,5 \log \left(\frac{f}{f_A} \right)$$

Cette magnitude m est appelée magnitude apparente. On définit également la magnitude absolue M :

$$m - M = 2,5 \log \left(\frac{d}{10pc} \right)^2$$

Dans les faits, aucun capteur unique ne peut enregistrer de flux sur l'ensemble du spectre électromagnétique, on va ainsi définir des systèmes photométriques qui découpent des gammes de longueur d'onde (ici entre l'ultra-violet et l'infrarouge) en différents filtres. Le système le plus utilisé est le système UBVRI (UV, Bleu, Visible, Rouge, Infrarouge). On regarde alors la magnitude m_V calculée avec le flux incident dans la bande V (comparé au flux dans la bande V de l'étoile de référence, qui est en général Véga).

2.2 Distance à une étoile

L'observation d'objets dans la voûte céleste ne permet a priori pas de savoir à quelle distance ces objets se trouvent de la Terre. Ce qui entraîne notamment le fait qu'on connaisse relativement mal l'allure de notre galaxie comparée à d'autres galaxies (que l'on observe depuis l'extérieur).

Il existe toutefois des méthodes pour mesurer la distance qui sépare la Terre (ou le Soleil) d'un objet stellaire.

La méthode de la parallaxe trigonométrique Pour des étoiles suffisamment proche du système solaire, il est possible d'observer un déplacement angulaire apparent de celles-ci dans le ciel en fonction de la position de la Terre par rapport au soleil. Ce déplacement est bien sûr maximisé pour deux observations prises à six mois d'écart. On définit la parallaxe annuelle p (en ") comme le demi grand axe angulaire de ce mouvement apparent. En connaissant la distance entre ces deux positions de la Terre (2 unité astronomique) on peut remonter à la distance entre le

Soleil et l'étoile observée telle que :

$$d(\text{pc}) = \frac{1}{p(")}$$

La définition du parsec (pc) étant adapté à ce calcul : une étoile située à 1 pc du Soleil aura une parallaxe annuelle de 1 seconde d'arc.

La distance maximale mesurable par cette méthode est limitée par la résolution angulaire maximale que l'on peut obtenir.

Pour les objets plus lointains, il n'existe pas forcément de méthode directe pour évaluer leur distance à la Terre. Cependant, certains objets possèdent des propriétés observables qui permettent de remonter à leur luminosité intrinsèque, et donc d'estimer leur distance à notre système. C'est le cas notamment des Céphéides, un type d'étoile dont la luminosité varie avec le temps, et donc la période de variation dépend de la luminosité. L'étude de ces type d'objets, appelés **chandelles standards** dans le cas de ceux les plus proches de nous a donc permis de mesurer la distance qui nous sépare d'étoiles très lointaines, pour certaines situées dans d'autres galaxie.

2.3 Température

Il existe plusieurs façon de mesurer la température d'une étoile, ce qui mène à définir différentes températures caractéristiques pour une étoile.

La première est la **température effective**, définie grâce à la loi de Stefan-Boltzmann, qui relie le flux d'énergie rayonnée à la température d'un corps noir. Pour les étoiles, si elles ne constituent pas des corps noir parfaits, on fera

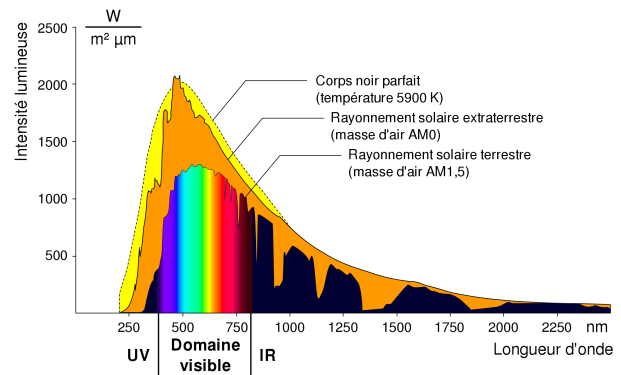


Figure 2: Spectre d'émission du Soleil, au sommet de l'atmosphère et au sol, comparé au spectre d'un corps noir parfait. Source : Wikipédia

l'approximation que leur rayonnement est similaire à celui d'un corps noir (cf. Figure 2) .

On en déduit :

$$L = 4\pi R^2 F = 4\pi R^2 \sigma T^4$$

La température effective T_{eff} est alors la température apparaissant dans la formule ci-dessus. On réécrit généralement cette définition avec une loi d'échelle faisant apparaître la luminosité L_{\odot} du Soleil, son rayon R_{\odot} et sa température effective $T_{eff\odot}$:

$$\left(\frac{L}{L_{\odot}}\right) = \left(\frac{R}{R_{\odot}}\right)^2 \left(\frac{T_{eff}}{T_{eff\odot}}\right)^4$$

Le problème de cette donnée est notamment qu'elle nécessite la connaissance de la luminosité intrinsèque de l'étoile.

Une autre température caractéristique, appelée **température de brillance** peut être mesuré à partir du spectre d'émission d'une étoile, en utilisant la loi de Wien (et en exploitant l'analogie avec les corps noir). La

longueur d'onde d'émission maximum λ_{max} d'un corps noir s'exprime en fonction de sa température comme :

$$\lambda_{max} = \frac{hc}{5k_B T} = \frac{2,8973 \times 10^{-3}}{T}$$

Pour le Soleil, dont la température de surface vaut environ 5770K, on a $\lambda_{max} \simeq 500\text{nm}$, donc dans le vert, mais dans les faits, à partir de 6000K les étoiles apparaissent blanches à l'oeil humain car elles rayonnent suffisamment dans toutes les longueurs d'onde du visible. Pour une étoile qui nous apparaîtrait plus rouge ($\lambda_{max} \simeq 800\text{nm}$) on aura plutôt $T = 3600\text{K}$.

2.4 Composition chimique

Les données pertinentes pour décrire la composition chimique d'une étoile sont : son abondance en masse d'hydrogène, notée X , son abondance en hélium, notée Z , et son abondance en éléments plus lourds que l'hélium, la métallicité notée Z , de telle sorte que $X + Y + Z = 1$. A titre d'exemple, pour le Soleil on a $X(\text{H}) \simeq 0,7$, $Y(\text{He}) \simeq 0,28$ et $Z(\text{métaux}) \simeq 0,02$. Cette composition évolue au cours de la vie d'une étoile et n'est pas homogène à l'intérieur de l'étoile (même si l'on considère en général que c'est le cas au moment de la formation de celle-ci).

En particulier, la valeur de Z , lorsqu'accessible, donne des informations sur l'âge et la période de formation de l'étoile. Dans notre galaxie, on identifie globalement trois populations d'étoiles :

- la population I, dont fait partie le Soleil, possédant une métallicité $Z \sim 0.02$. Ce sont des étoiles relativement jeunes se trouvant principalement dans le disque de la galaxie.

- la population II, dont la métallicité est proche de $Z \sim 0.0001$. Ces étoiles se sont formées il y a plus longtemps, et sont dispersées dans le halo de la galaxie

- la population III, constituée des premières générations d'étoiles, avec $Z \sim 0$.

Si la métallicité décroît avec l'âge des étoiles (ou de manière équivalente, la métallicité des étoiles formées croît avec l'âge de la galaxie), c'est parce que ces éléments "lourds" sont issus des réactions nucléaires qui ont lieu dans les étoiles, et étaient absent aux débuts de la vie de la galaxie. Puis au fur et à mesure de l'évolution de la galaxie, les étoiles naissent et meurent en libérant les éléments lourds formés, et de nouvelles étoiles se forment dans un milieu interstellaire plus riche en éléments lourds.

2.5 Classification spectrale

Le spectre du rayonnement reçu d'une étoile est principalement un spectre de corps noir, dépendant de la température à la surface de l'étoile, auquel sont superposées des raies en absorption, dues à la composition de l'atmosphère de l'étoile.

Un premier type de classification est **la classification en température**. La loi de Wien étant techniquement dure à exploiter, la "couleur" de corps noir associée est dans les fait déduite de l'intensité des raies d'absorption du spectre de l'étoile (cf. Figure 3). On identifie ainsi sept types d'étoiles, subdivisé en 10 parties, du type 0 (le plus "chaud" pour un type donné) au type 9 (le moins "chaud"). Notre Soleil est

ainsi une étoile de type G2 par exemple.

Il existe également une **classification en luminosité** (classification MKK) qui permet de diviser les étoiles selon leur taille. En effet, certaines raies d'absorption sont sensibles à la gravité de surface, qui dépend elle-même de la masse et du rayon de l'étoile. La différenciation en fonction de la luminosité complète celle en fonction de la température car pour un même type spectral, G2 par exemple, une supergéante aura une luminosité 10^5 fois plus élevée que celle du Soleil, et un rayon 300 fois plus grand. Les classes de luminosité vont de 0 (hypergéantes), I (supergéantes) jusqu'à VII (naines blanches). Le Soleil est ainsi de type spectral G2V, la classe V correspondant aux étoiles dites de la séquence principale (phase la plus longue de la vie d'une étoile, où celle-ci évolue peu).

Les étoiles ne prennent cependant pas n'importe quelles valeurs de luminosité et de température, ces paramètres étant liés. Les observations ont conduit à l'élaboration d'un diagramme, appelé **diagramme de Hertzsprung-Rüssel** (cf. Figure 4), qui place les étoiles en fonction de leur luminosité et de leur température de surface¹.

2.6 Masses et rayons stellaires

Les masses des étoiles se situent entre $0,08 M_{\odot}$ et $120 M_{\odot}$. En dessous de cet intervalle on trouve les naines brunes, puis les planètes en dessous de $0,01 M_{\odot}$, sachant que la masse $M_{\odot} = 1,98 \times 10^{30}$ kg. La

¹Les variables utilisées dans les faits sont la magnitude absolue et la "couleur", c'est-à-dire la différence de magnitude entre les filtres B et V.

masse d'une étoile pourrait typiquement être mesurée grâce à la troisième loi de Kepler en observant des satellites de l'étoile. Cependant même si l'on suppose que l'existence de planète est un phénomène courant, celles-ci sont en général très dures à observer car très peu lumineuses (c'est tout un champ de l'astronomie qui est dédié à la recherche d'exoplanètes).

En revanche, dans le cas d'un système d'étoiles binaire, deux objets ou plus en interaction gravitationnelle sont observables, et si la résolution des télescopes le permet, leur mouvement relatif est également observable. Le phénomène de système binaire est en fait relativement courant (par exemple Alpha du Centaure est composé de deux étoiles, en interaction avec une troisième, Proxima de Centaure), ce qui permet de nombreuses mesure de masses stellaires.

Les rayons stellaires varient quant à eux de $10^{-3} R_{\odot}$ à $10^3 R_{\odot}$, où $R_{\odot} = 7 \times 10^8$ m. Pour une étoile suffisamment étendue et suffisamment proche, il est possible de déduire son diamètre de son diamètre angulaire sur l'image du télescope, mais cela concerne peu d'étoiles. Si une étoile est suffisamment brillante, il est possible de mesurer son diamètre angulaire par interférométrie. Enfin, les binaires à éclipse (celles pour lesquelles l'une des deux étoiles passe devant l'autre périodiquement) permettent d'estimer le rapport des rayons des deux étoiles en observant les variations périodique du flux lumineux, puis les rayons individuels en connaissant la vitesse relative des deux étoiles.

Classe	température	couleur	raies d'absorption
O	28 000 - 50 000 °C	bleue	azote, carbone, hélium et oxygène
B	9 600 - 28 000 °C	bleue-blanche	hélium, hydrogène
A	7 100 - 9 600 °C	blanche	hydrogène
F	5 700 - 7 100 °C	jaune-blanche	métaux: fer, titane, calcium, strontium et magnésium
G	4 600 - 5 700 °C	jaune (comme le Soleil)	calcium, hélium, hydrogène et métaux
K	3 200 - 4 600 °C	jaune-orange	métaux et oxyde de titane
M	1 700 - 3 200 °C	rouge	métaux et oxyde de titane

Figure 3: Classification en température, avec les températures effectives associées et les raies d'absorption liées à leur caractérisation. Source : Wikipédia

Conclusion

On dispose de nombreux moyens de caractériser une étoile simplement par l'observation, et notamment la spectroscopie. Celle-ci permet d'analyser la composition chimique d'une étoile, mais également de mesurer la température de surface d'une étoile, mais également le champ de gravité à sa surface, et ainsi sa taille.

Si la distance entre la Terre et l'étoile observée est souvent le paramètre manquant, les modèles d'évolution stellaire élaborés en accord avec les données disponibles, notamment via le diagramme HR, permette d'avoir une idée assez claire des propriétés générale d'une étoile lointaine (sa luminosité, sa masse, etc.). Ainsi, pour une étoile de la séquence principale, la couleur observable donne une assez bonne idée de la magnitude absolue, ce qui se traduit néanmoins par des incertitudes significative sur la distance de l'objet.

Les missions Hipparcos, et plus récemment Gaïa, ont pour but de mesurer toujours plus de distances interstellaires pour les étoiles de notre galaxie, avec un objectif d'un milliard de distances (avec des

précisions variables) pour Gaïa.

3 Références

Ce dossier a été constitué avec pour principal support le cours Structure interne et évolution stellaire de Marie-Jo Goupil pour le Master Astronomie, Astrophysique et Ingénierie Spatiale de l'Observatoire de Paris.

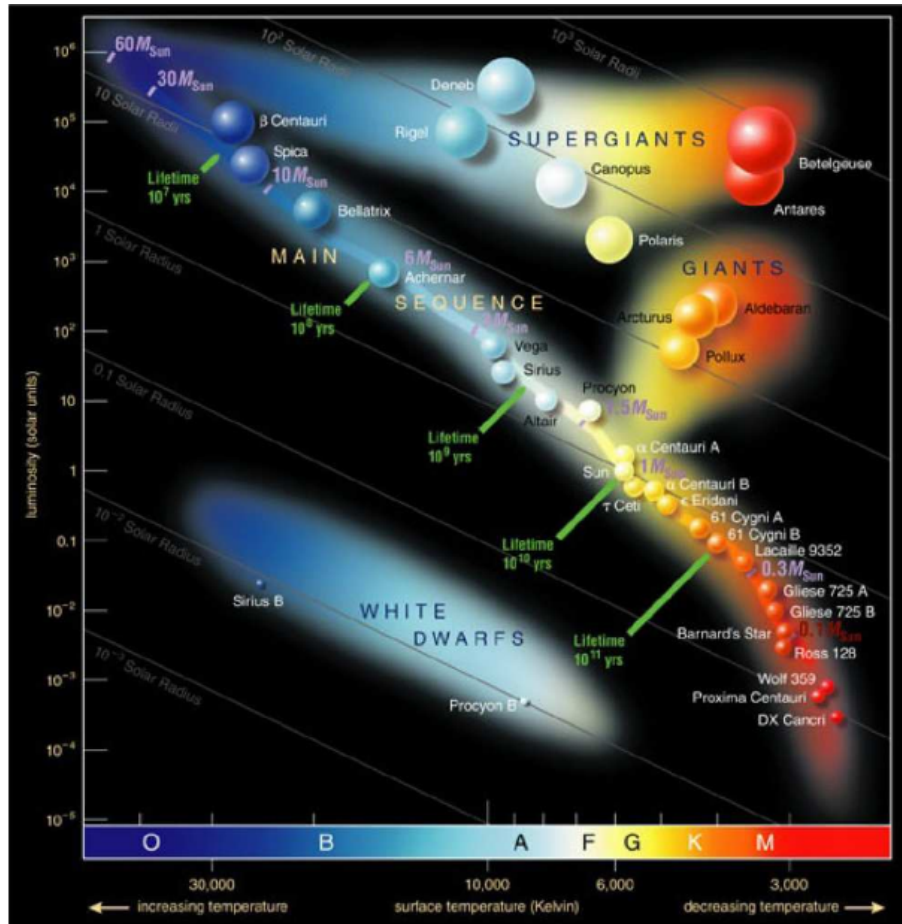


Figure 4: Diagramme de Hertzsprung-Russell, la droite autour de laquelle se trouvent de nombreuses étoiles est la séquence principale, sur laquelle évolue les étoiles (en "remontant" vers les fortes magnitudes) avant de devenir des géantes, voire des supergéantes, selon la masse initiale de l'étoile.