9 LES ÉTOILES

Comment sait-on que ces 2 étoiles ont une température de surface différente ?

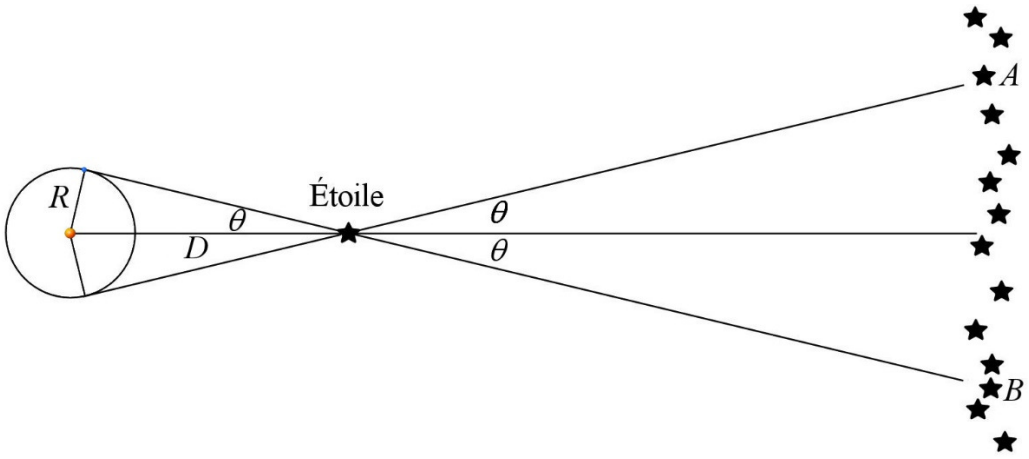
skyandtelescope.org/observing/will-the-real-albireo-please-stand-up/

Trouvez la réponse à cette question dans ce chapitre.

9.1 LA DISTANCE DES ÉTOILES

On a vu qu'il doit y avoir une parallaxe pour les étoiles. Comme la Terre change constamment de place en tournant autour du Soleil, notre position d'observation change constamment et cela se traduit par un mouvement apparent des étoiles pendant l'année. Voici, en rappel, ce qu'on devrait voir en observant plusieurs étoiles à différentes distances en même temps.
https://www.youtube.com/watch?v=HjjE4nzcKdk
Les étoiles les plus près font un mouvement d'oscillation important alors que les étoiles plus loin font un mouvement d'oscillation plus petit. Les étoiles très loin restent toujours dans la même direction et ne semblent pas osciller du tout. Comme l'amplitude d'oscillation varie avec la distance de l'étoile, on peut trouver la distance à partir de l'amplitude d'oscillation.

La **parallaxe** d'une étoile correspond à l'amplitude angulaire d'oscillation de l'étoile par rapport aux étoiles éloignées. C'est l'angle θ sur la figure suivante.



En se fiant à cette figure, on pourrait croire que cet angle est grand, mais le dessin n'est pas à l'échelle. Même pour l'étoile la plus près, cet angle dépasse à peine 0,0002° !

On peut trouver la distance D avec le triangle rectangle (celui avec les côtés R et D et l'angle θ). Puisqu'on sait que R = 1 UA, on a

$$\sin\theta = \frac{1UA}{D}$$

Avec cette formule, on peut calculer la distance de l'étoile. Par exemple, l'étoile alpha du Centaure a une parallaxe de 0,00021°. Avec cet angle, on peut calculer que la distance de l'étoile est de 4,3 al.

Cette étoile est la deuxième étoile le plus près du Soleil après Proxima du Centaure. C'est donc une des étoiles qui a la plus grande parallaxe et elle est à peine supérieure à 0,0002°. Pour vous donner une idée de la petitesse de cet angle, sachez qu'il correspond à la largeur

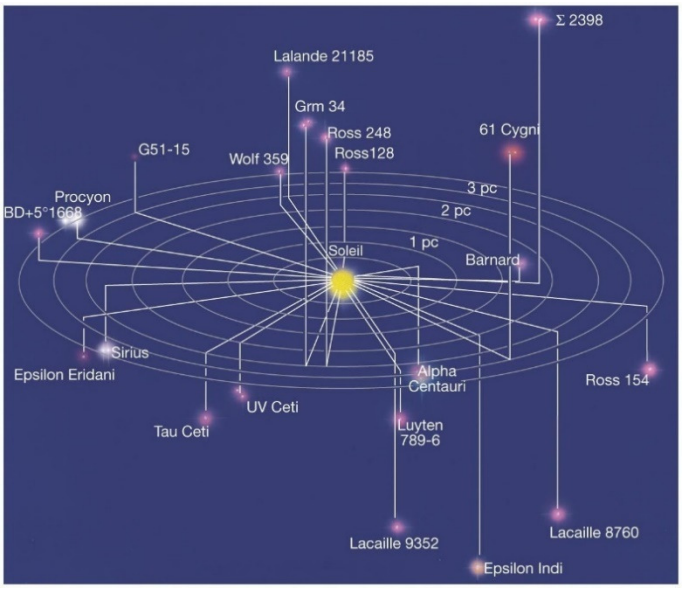
d'une pièce de 10 ¢ située à 10 km d'un observateur. Les angles des parallaxes sont tellement petits qu'on est parvenu à en mesurer une pour la première en 1838, alors qu'on tentait de les mesurer depuis 1543 (Friedrich Wilhelm Bessel mesure alors la parallaxe de l'étoile 61 du cygne, suivit de peu par Friedrich Struve qui mesura celle de Véga).

Pour les étoiles assez près, on peut mesurer l'angle avec un télescope, mais c'est impossible pour les étoiles éloignées, car l'angle est trop petit. Avant 1989, on mesurait la parallaxe à partir du sol avec une précision qui ne dépassait pas 0,05″ (1″ est égale à 1/3600°). On pouvait donc seulement connaitre la distance des étoiles se situant à moins de 65 al du Soleil. Cela veut dire qu'on connaissait la distance de seulement quelques douzaines d'étoiles avec une incertitude inférieure à 1 % et d'environ une centaine d'étoiles avec une incertitude inférieure à 5 %. En 1989, on lança le satellite Hipparcos qui pouvait mesurer les angles de parallaxe avec une précision de 0,001″. On a pu ainsi mesurer la parallaxe, et donc la distance, d'un peu plus de 2,5 millions d'étoiles se situant à moins de 3000 al de la Terre. Cela représente 99 % de toutes les étoiles du ciel de la Terre ayant une magnitude de 11 ou moins. Grâce à ces mesures, on avait la distance de 400 étoiles avec une incertitude inférieure à 1 % et de 7000 étoiles avec une incertitude inférieure à 5 %. En décembre 2013, on a lancé le satellite GAIA qui peut mesurer la parallaxe avec encore plus de précision (0,0001″). Avec les données de ce satellite, on peut maintenant mesurer précisément la distance de 50 millions d'étoiles.

Voici ce qu'on obtient pour la distance de quelques étoiles.

Étoile	Parallaxe (″)	Distance (al)
Sirius (étoile la plus brillante)	0,374	8,71
Véga (5e étoile la plus brillante)	0,130	25,0
Bételgeuse (9e étoile la plus brillante)	0,00572	570
Fomalhaut (18e étoile la plus brillante)	0,129	25,1
Polaire (48e étoile la plus brillante)	0,00754	433
Étoile de Barnard (5e étoile la plus près)	0,547	5,96

Voici aussi une image montrant les étoiles à moins de 13 al du Soleil.



www.uh.edu/~jclarage/astr3131/lectures/9/9.html

9.2 LA LUMINOSITÉ DES ÉTOILES

La luminosité d'une étoile est une mesure de la puissance d'une étoile. Elle peut se mesurer en watts, tout comme la puissance d'une ampoule. On peut déterminer la luminosité d'une étoile à partir de sa distance (trouvée avec la parallaxe) et de l'intensité de la lumière reçue (qu'on peut simplement mesurer).

Par exemple, on pourrait trouver la puissance d'une ampoule en mesurant la lumière reçue à une certaine distance de l'ampoule. Comme l'intensité de la lumière reçue diminue avec la distance (l'ampoule semble moins brillante à mesure qu'on s'éloigne), on peut calculer la distance de l'ampoule à partir de l'intensité et de la distance.

La luminosité d'une étoile peut être donnée en watts ou en luminosité solaire. Par définition, 1 luminosité solaire est

$$1L_{\odot} = 3{,}828\times10^{26}W$$

Les luminosités des étoiles sont très variables, allant de 0,0005 $L_{\odot}$ à 8 700 000 $L_{\odot}$. Voici les luminosités de quelques étoiles.

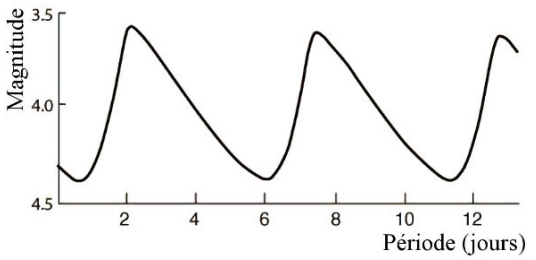
Étoile	Luminosité bolométrique
Sirius (étoile la plus brillante)	25,4 $L_{\odot}$
Véga (5e étoile la plus brillante)	40,1 $L_{\odot}$
Bételgeuse (9e étoile la plus brillante)	120 000 $L_{\odot}$
Fomalhaut (18e étoile la plus brillante)	16,6 $L_{\odot}$
Polaire (48e étoile la plus brillante)	1260 $L_{\odot}$
Étoile de Barnard (5e étoile la plus près)	0,0035 $L_{\odot}$

9.3 LES MESURES DE DISTANCE AVEC DES ÉTOILES VARIABLES

Les céphéides

Les étoiles variables sont des étoiles dont la luminosité change de façon périodique. (Nous verrons plus loin dans ce chapitre pourquoi certaines étoiles changent ainsi de luminosité.)

Par exemple, on peut voir à droite le graphique de la magnitude de l'étoile δ de Céphée. Ce graphique montre que la luminosité de l'étoile varie avec une période de 5,4 jours.



hyperphysics.phy-astr.gsu.edu/hbase/astro/cepheid.html

Il existe plusieurs types d'étoiles variables. Les étoiles variables très brillantes qui ont des caractéristiques identiques à δ de Céphée font partie du groupe des **céphéides**.

En classant différentes céphéides dans un groupe d'étoiles appelé le nuage de Magellan, Henrietta Lewitt découvre en 1912 qu'il existe un lien entre la période de la variation et la luminosité moyenne de l'étoile.

Ainsi, en mesurant la période de variation, on peut facilement obtenir la luminosité de l'étoile. Cela permet ensuite de trouver leur distance à partir de l'intensité de la lumière reçue.

Les céphéides ont une importance particulière parce qu'elles sont très brillantes. Avec une luminosité pouvant atteindre 40 000 $L_\odot$, on peut les voir même si elles sont très éloignées. Cela permet de déterminer la distance de ces étoiles quand il est impossible de le faire avec la parallaxe. Ainsi, quand on observe un objet lointain formé de plusieurs étoiles, on cherche souvent une céphéide parmi les étoiles formant l'objet, ce qui permettra de trouver la distance de cet objet.

Les mesures de distances avec les céphéides furent à l'origine de bien des problèmes en astrophysique durant la première moitié du 20^e siècle. En effet, il y a plusieurs types d'étoiles variables et il faut s'assurer que l'étoile est bien une céphéide avant de faire le calcul de la distance. Il existe une autre classe d'étoiles (les céphéides de type II) ayant des caractéristiques assez semblables aux céphéides classiques dont il est question dans cette section (qui sont les céphéides de type I), mais dont la relation entre la luminosité et la période est différente. Nous verrons plus tard que la confusion entre ces céphéides a été à l'origine de quelques erreurs en astrophysique, notamment concernant l'âge de l'univers.

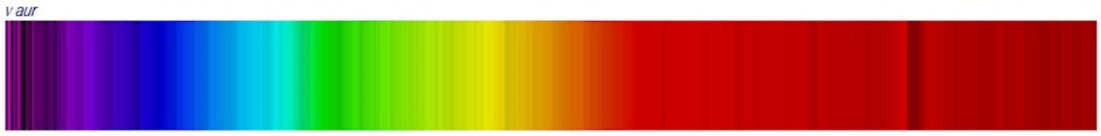
Les RR de la Lyre

Il existe aussi un autre type d'étoiles variables appelé RR de la Lyre (*RR lyrae* en anglais). Dans ce cas, il est encore plus facile de trouver la luminosité de l'étoile puisque les RR de la Lyre ont toutes une luminosité se situant entre 40 $L_\odot$ et 50 $L_\odot$. Étant moins lumineuses que les céphéides, elles sont cependant plus difficiles à voir. Par contre, elles sont tellement plus nombreuses que les céphéides qu'elles sont souvent plus utiles que les céphéides pour mesurer les distances.

9.4 LE SPECTRE D'UNE ÉTOILE

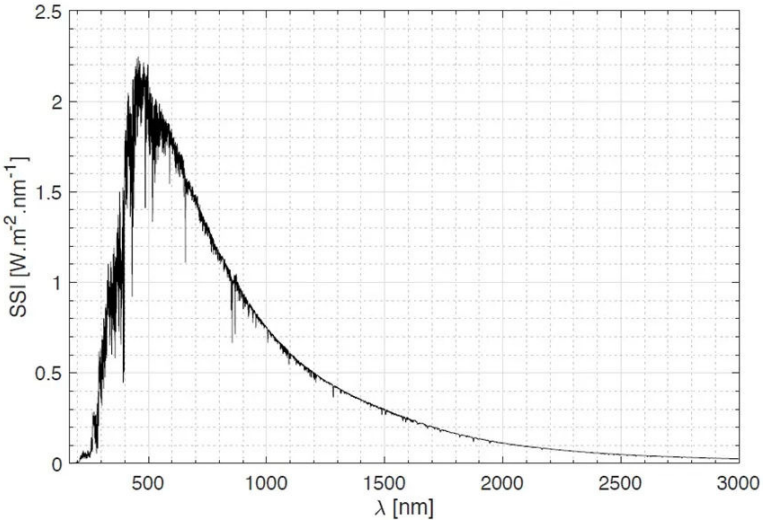
Nous avons déjà déterminé plusieurs caractéristiques des étoiles, mais ce n'est qu'un début. Nous n'avons même pas utilisé un des outils les plus puissants de l'astrophysique : la spectroscopie.

La spectroscopie consiste à séparer la lumière reçue d'une étoile dans le but de mesurer l'intensité de la lumière pour différentes longueurs d'onde. On peut alors obtenir un spectre qui ressemble à celui-ci.



assa.forumactif.org/t519p25-premiers-pas-en-spectrographie

Sur ce spectre, on voit toutes les variations d'intensité selon la couleur. On peut aussi présenter les résultats sous forme de graphique donnant l'intensité de la radiation en fonction de la longueur d'onde. Notez qu'avec un graphique, les longueurs d'onde peuvent s'étendre au-delà du spectre visible. C'est le cas pour ce graphique (celui du Soleil).



dailyscience.be/02/01/2018/nouvelle-carte-didentite-pour-le-soleil/

Il y a en fait 2 composantes aux variations d'intensité de la lumière reçue d'une étoile.

1 - Le rayonnement d'objet chaud

> Sur le graphique, il y a une variation globale (montée puis diminution) de l'intensité avec la longueur d'onde. Ceci est le spectre continu généré par le rayonnement des objets chauds.

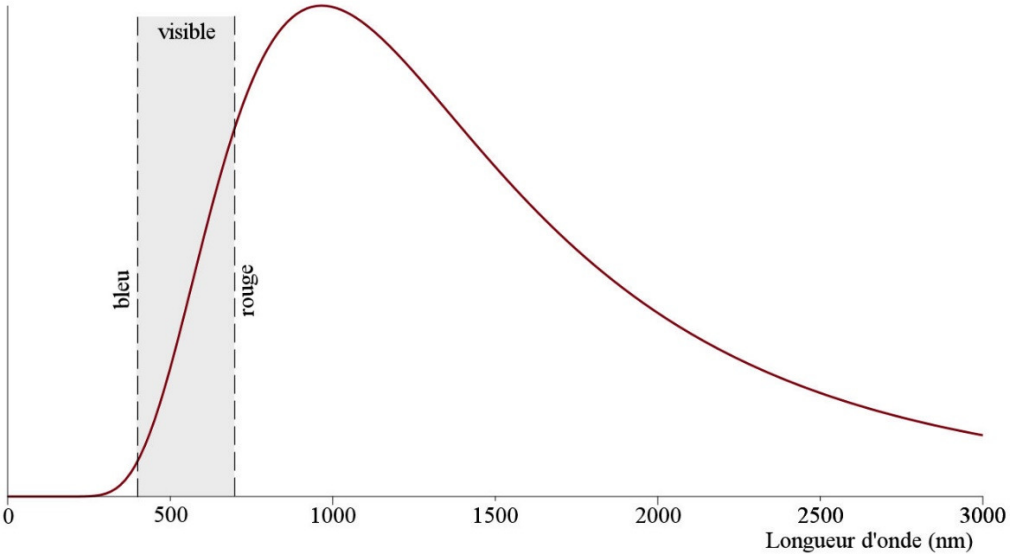
2 - Les raies spectrales

> Il y a ensuite de multiples petites variations dans le spectre venant de l'absorption de la lumière par différents éléments.

Le rayonnement d'objet chaud

On a vu qu'un objet chaud émet du rayonnement. Les étoiles étant chaudes, elles émettent du rayonnement.

Le rayonnement des objets chauds s'étend sur une plage de longueurs d'onde et la forme de la courbe du rayonnement dépend uniquement de la température. Par exemple, voici la courbe du rayonnement pour un objet à 3000 K.



En gros, le spectre d'une étoile suit la courbe du rayonnement d'un objet chaud. Par exemple, le graphique du Soleil montré au début de cette section suit, en gros, la courbe de rayonnement d'un objet à 5772 K.

Les raies spectrales

Tous les petits écarts par rapport à la courbe de rayonnement d'un objet chaud viennent de l'absorption de la lumière à certaines longueurs d'onde par des éléments chimiques. Par exemple, voici le spectre d'absorption de l'hélium.

www.nagwa.com/en/worksheets/658148208480/

Chaque élément à un spectre d'absorption qui lui est propre.

Ces lignes noires, qui correspondent à de la lumière moins intense, se traduisent par une baisse d'intensité à ces longueurs d'onde sur le graphique de l'intensité.

9.5 LA COMPOSITION DES ÉTOILES

Évidemment, la première chose qu'on peut trouver avec le spectre de l'étoile est sa composition. Les différentes raies spectrales du spectre nous permettent de connaitre les éléments présents dans l'étoile ainsi que l'abondance de ces éléments.

Quand on fait cette étude, on remarque qu'il n'y a pas de variation catastrophique dans la composition de la majorité des étoiles. L'abondance d'hydrogène tourne autour de 71 % de la masse alors que l'abondance d'hélium est d'environ 27 % pour pratiquement toutes les étoiles. L'abondance totale des autres éléments se situera généralement entre une valeur presque nulle et 3 % de la masse.

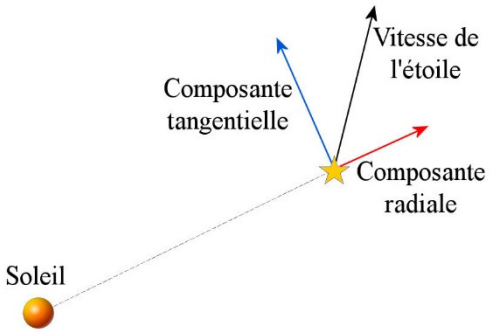
Élément	Abondance (% de la masse)
Hydrogène	Aux environs de 71 %
Hélium	Aux environs de 27 %
Autres éléments	Entre 0 et 3 %

Les variations sont mineures, mais elles ont un impact important sur la structure des étoiles. C'est spécialement l'abondance des éléments lourds (en astrophysique, les éléments lourds sont tous les éléments plus lourds que l'hélium) qui aura une importance capitale.

Il y a bien quelques exceptions et certaines étoiles ont des compositions assez différentes. Par exemple, il n'y a pas d'hydrogène dans les étoiles de Wolf-Rayet. Nous examinerons ces exceptions dans les chapitres suivants.

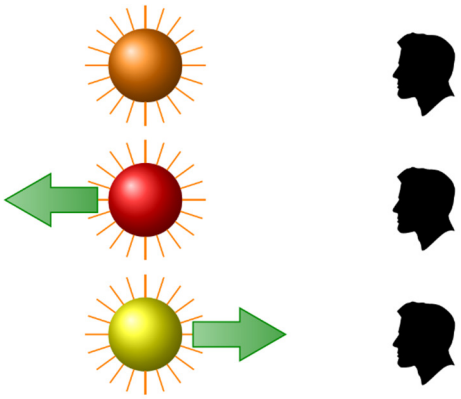
9.6 LA VITESSE RADIALE DES ÉTOILES

Avec les raies spectrales d'une étoile, on peut aussi déterminer si l'étoile s'éloigne ou s'approche de la Terre. Cela nous permet de déterminer la composante de la vitesse dans la direction allant de la Terre (ou du Soleil, cela ne fait pas vraiment de différence) à l'étoile. C'est ce qu'on appelle la *vitesse radiale*.



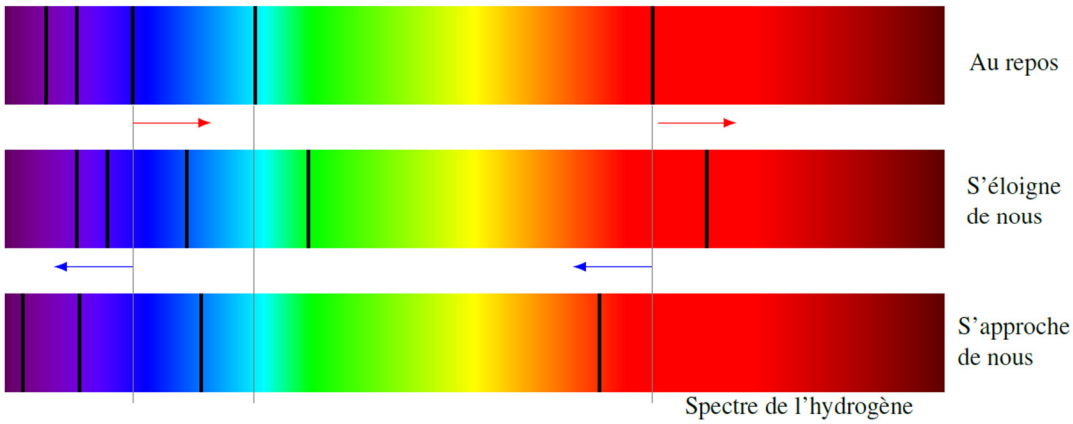
(Rappelez-vous qu'on trouvait la composante tangentielle de la vitesse en observant le mouvement propre de l'étoile, quand ce dernier est assez grand pour être mesuré. On a déjà étudié cette composante de la vitesse au chapitre 2.)

On trouve la vitesse radiale avec l'effet Doppler. Cet effet est le changement de fréquence d'une source perçue par un observateur quand elle se déplace. L'effet est particulièrement frappant avec le son. Quand une source sonore s'approche d'un observateur, le son est plus aigu (fréquence plus grande) que quand la source est au repos. Quand la source sonore s'éloigne d'un observateur, le son est plus grave (fréquence plus basse) que quand la source est au repos. Ces vidéos illustrent le phénomène
https://www.youtube.com/watch?v=imoxDcn2Sgo
https://www.youtube.com/watch?v=iOB6-hs-tME



Le même phénomène se produit avec la lumière. Supposons qu'on ait une source lumineuse qui émet de la lumière ayant une fréquence et une longueur d'onde correspondant à de la lumière orange. Si la source s'éloigne de l'observateur, la fréquence de la lumière va diminuer, ce qui signifie que la longueur d'onde de la lumière va augmenter. La couleur de la lumière va donc décaler vers la partie rouge du spectre. Elle pourrait alors être rouge pour l'observateur. Si la source se déplace vers l'observateur, la fréquence de la lumière va augmenter, ce qui signifie que la longueur d'onde de la lumière va diminuer. La couleur de la lumière va donc décaler vers la partie bleue du spectre. Elle pourrait alors être jaune pour l'observateur.

Ce n'est pas exactement le changement de couleur de l'étoile qu'on pourra observer pour une étoile parce qu'elle n'émet pas qu'une seule longueur d'onde. Elle émet plutôt un spectre continu et c'est le spectre entier de l'étoile qui va se décaler d'un côté ou de l'autre. Cela ne change donc pas la couleur de l'étoile parce que les couleurs décalées sont remplacées par d'autres couleurs qui ont aussi été décalées. Toutefois, on peut remarquer que le spectre s'est déplacé d'un côté ou de l'autre parce que ce déplacement entraine avec lui les raies d'absorption dans le spectre. On aura alors les changements suivants.



Spectre de l'hydrogène

Quand la source s'éloigne de nous, on remarque que les raies spectrales décalent vers la partie rouge du spectre. C'est ce qu'on appelle le *décalage vers le rouge* ou, en anglais, le *redshift*.

Quand la source s'approche de nous, on remarque que les raies spectrales décalent vers la partie bleue du spectre. C'est ce qu'on appelle le *décalage vers le bleu* ou, en anglais, le *blueshift*.

Plus le décalage est grand, plus la vitesse est grande. À partir du décalage, on peut donc calculer la vitesse radiale d'une étoile. Ainsi, on sait que Sirius s'approche de nous à une vitesse de 5,5 km/s.

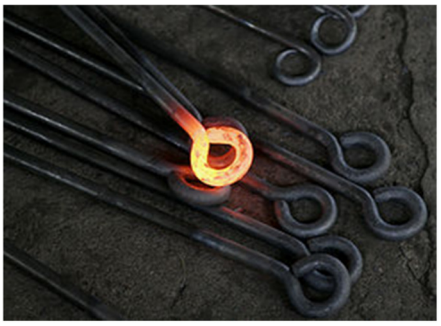
9.7 LA TEMPÉRATURE DE SURFACE DES ÉTOILES

La loi de Wien

On peut trouver la température à partir de la composante du spectre qui vient du rayonnement d'objet chaud.

La courbe du rayonnement émis par les objets chauds varie avec la température. Cela se remarque, entre autres, par la couleur de la lumière émise par l'objet. Si la température d'un objet augmente continuellement, on verra qu'il commence à émettre du rouge à partir d'environ 700 K. Puis à mesure que la température augmente, sa couleur passera du rouge à l'orange, au jaune, au blanc puis au bleu. Voici un vidéo montrant comment change donc la couleur d'un objet en fonction de sa température.
https://www.youtube.com/watch?v=cPQeaAkAM_A

Par exemple, cet anneau métallique chauffé à plus de 1000 °C émet un rayonnement plutôt rouge-orange.



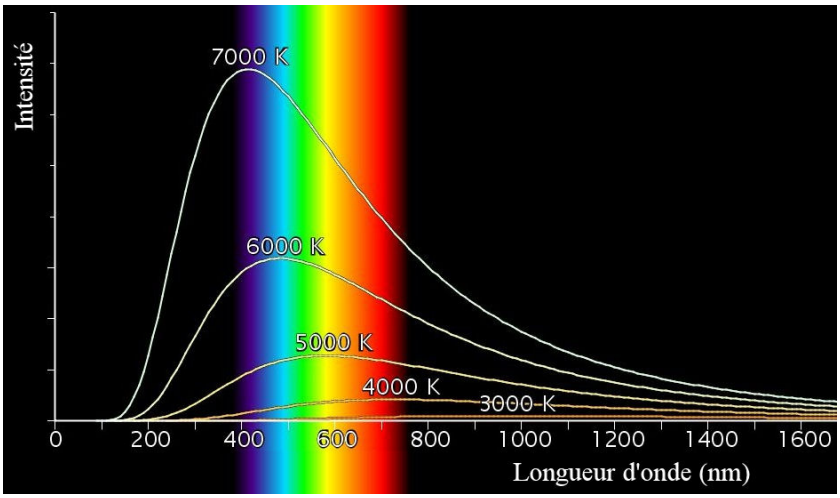
en.wikipedia.org/wiki/Thermal_radiation

Cela signifie que la couleur d'une étoile va dépendre de sa température. Les étoiles ayant une température de surface de 3000 K seront plutôt rouges et les étoiles ayant une température de surface de 10 000 K seront plutôt bleues. Voici une illustration frappante de cela. L'étoile double Albireo (figure) dans la constellation du Cygne est formée de deux étoiles de couleurs bien différentes. L'étoile bleue est une étoile très chaude (12 000 K) et l'étoile rouge est une étoile plus froide (4000 K).

sl.wikipedia.org/wiki/Dvojna_zvezda

La couleur de l'étoile est donc reliée à sa température. C'est ainsi qu'on peut connaitre sa température.

Pour comprendre le lien entre la couleur et la température, voyons pourquoi la couleur change ainsi. Pour ce faire, on va examiner les graphiques de l'intensité du rayonnement en fonction de la longueur d'onde pour des objets à 3000 K, 4000 K, 5000 K, 6000 K et 7000 K.



www.astrosurf.com/spectrodavid/page_resultats_basse_resolution_au_SA100.htm

À 7000 K, il y a plus d'intensité dans la partie bleu-mauve du spectre, ce qui donne une teinte bleue à l'étoile. L'étoile émet aussi d'autres longueurs d'onde, incluant beaucoup d'ultraviolet. À 4000 K, l'intensité est plus grande pour la partie rouge du spectre, ce qui donne une couleur rouge à l'étoile. Pour une étoile à 5000 K, la quantité de lumière émise est presque égale sur tout le spectre visible, mais avec un peu plus de jaune. Cela donne une étoile blanche avec une teinte légèrement jaunâtre.

On remarque que le maximum d'intensité n'est pas à la même longueur d'onde si la température change. À 7000 K, le pic d'émissivité est environ à 400 nm alors qu'à 5000 K, il est aux environs de 580 nm. Plus l'objet est chaud, plus la longueur d'onde du pic est petite. En mesurant λ_{pic}, on peut donc trouver la température de surface de l'étoile.

On obtient ainsi des températures de surface variant généralement entre 2000 K et un peu plus de 30 000 K. Certaines étoiles, appelées les naines blanches, peuvent même avoir des températures de surface aussi élevées que 100 000 K. Voici donc la température de surface de quelques étoiles.

Étoile	*T* (en K)
Soleil	5772
Sirius (étoile la plus brillante)	9940
Véga (5e étoile la plus brillante)	9600
Bételgeuse (9e étoile la plus brillante)	Entre 3140 et 3640
Fomalhaut (18e étoile la plus brillante)	8590
Polaris (48e étoile la plus brillante)	6015
Étoile de Barnard (5e étoile la plus près)	3134

9.8 LA TAILLE DES ÉTOILES

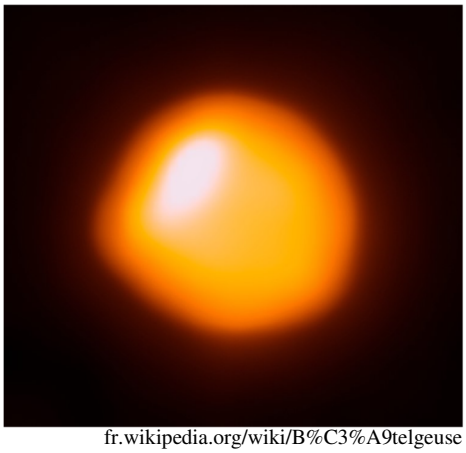
La taille d'une étoile peut être donnée en mètres ou en rayons solaires. Par définition, 1 rayon solaire est

$$1R_{\odot} = 6,957 \times 10^{8} m$$

Cette valeur est exacte (il n'y a pas d'autres chiffres après le 7) et elle a été adoptée en 2015. Elle est tout près du véritable rayon du Soleil, mais il n'est pas exactement égal au rayon du Soleil qui varie dans le temps.

Mesure directe de la taille

Même avec les meilleurs télescopes, une étoile reste toujours un simple point lumineux. Les étoiles sont trop petites par rapport à leur distance pour qu'on puisse mesurer leur grosseur.

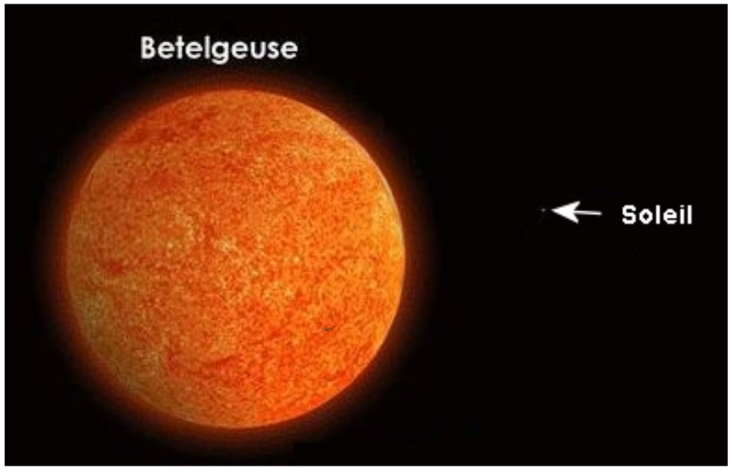


fr.wikipedia.org/wiki/B%C3%A9telgeuse

Il y a seulement quelques rares exceptions à cela, dont Bételgeuse. Elle n'est pas si près de nous (environ 700 al), mais elle est si grosse qu'on peut mesurer son diamètre. La première image montrant la taille de l'étoile fut obtenue par Hubble en 1995. Voici une image plus récente (2017) de Bételgeuse.

Les mesures indiquent que le rayon de Bételgeuse est d'environ 900 ± 200 rayons solaires. Il y a beaucoup d'incertitude parce que les bords de Bételgeuse ne sont pas aussi nets que ceux du Soleil. De plus, la taille de Bételgeuse varie avec le temps. Sa taille semble avoir diminué de 15 % depuis 1993.

Malgré la grande incertitude, on comprend que Bételgeuse est une énorme étoile par rapport au Soleil.



On verra un peu plus loin que Bételgeuse fait partie d'une catégorie appelée les *étoiles supergéantes*.

afkra.blogspot.ca/2012/11/10-largest-known-stars-of-universe.html

Calcul de la taille à partir de la luminosité

Une étoile est lumineuse uniquement parce qu'elle est chaude et qu'elle rayonne de l'énergie comme un objet chaud. Or, la luminosité d'un objet chaud dépend de sa température et de sa taille. Si on connait la luminosité (qu'on peut trouver à partir de la

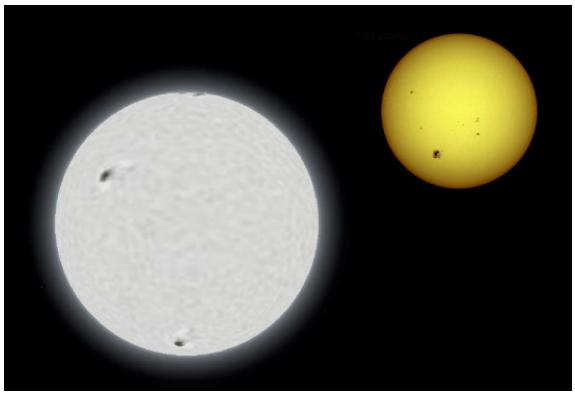
distance et de l'intensité de la lumière reçue) et la température (qu'on peut trouver à partir de λ_{pic}), alors on peut calculer le diamètre de l'étoile.

Résultats typiques

Quand on calcule la grosseur d'une étoile, on peut obtenir des rayons aussi petits que 0,12 $R_\odot$ et aussi grands que quelques milliers de rayons solaires. Voici donc le rayon de quelques étoiles.

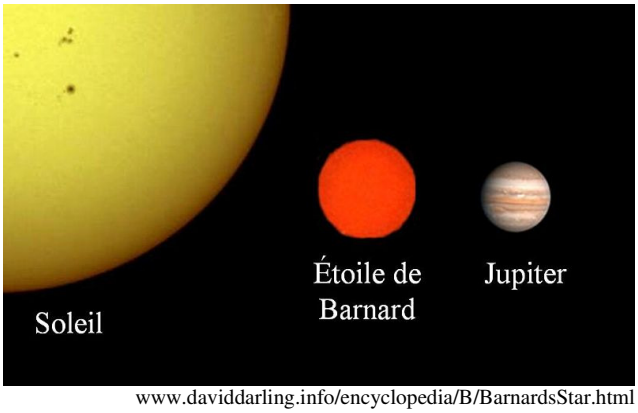
Étoile	Rayon
Soleil	1 $R_\odot$
Sirius (étoile la plus brillante)	1,71 $R_\odot$
Véga (5e étoile la plus brillante)	2,36 $R_\odot$
Bételgeuse (9e étoile la plus brillante)	Entre 760 et 1020 $R_\odot$
Fomalhaut (18e étoile la plus brillante)	1,84 $R_\odot$
Polaris (48e étoile la plus brillante)	37,5 $R_\odot$
Étoile de Barnard (5e étoile la plus près)	0,196 $R_\odot$

Sirius est donc un peu moins de 2 fois plus grosse que le Soleil. Voici donc Sirius comparée au Soleil.



commons.wikimedia.org/wiki/File:Sirius_A-Sun_comparison.png

On a déjà vu que certaines étoiles, comme Bételgeuse, sont beaucoup plus grandes que le Soleil. D'autres étoiles sont par contre beaucoup plus petites que le Soleil. C'est le cas de l'étoile de Barnard, une des étoiles le plus près du Soleil.



www.daviddarling.info/encyclopedia/B/BarnardsStar.html

Le vidéo suivant vous fait la comparaison des étoiles selon leur taille.
https://www.youtube.com/watch?v=HEheh1BH34Q

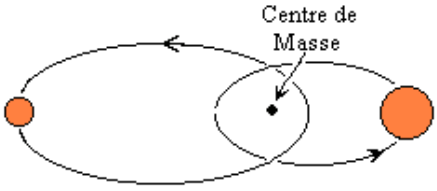
9.9 LA MASSE DES ÉTOILES

La masse d'une étoile peut être donnée en kilogrammes ou en masses solaires. 1 masse solaire est

$$1M_{\odot} = 1,9885 \times 10^{30}\, kg$$

On trouve la masse des étoiles à partir de la gravitation un peu comme on a trouvé la masse du Soleil à partir du mouvement de la Terre autour du Soleil. Toutefois, on ne peut pas utiliser le mouvement des planètes autour de l'étoile pour calculer la masse puisqu'on ne voit presque jamais les planètes qui tournent autour des étoiles (on peut les détecter, mais on ne les voit pas, sauf pour quelques rares systèmes). Toutefois, on peut, avec la gravitation, trouver la masse des étoiles qui font partie d'un système double.

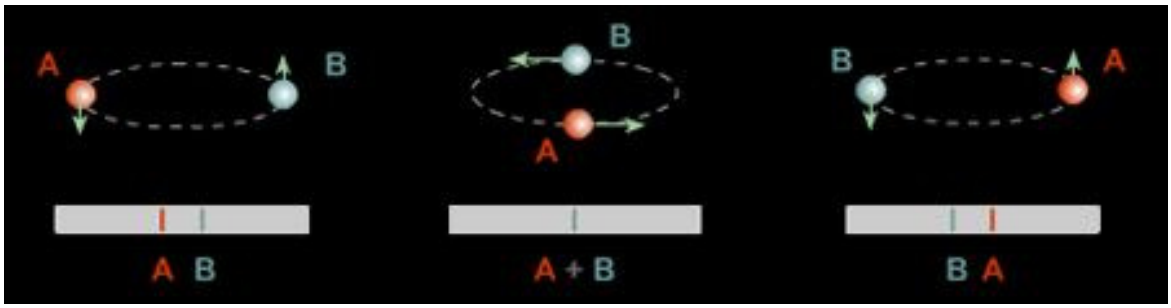
Un système double est formé de 2 étoiles liées par leur attraction gravitationnelle. Ces deux étoiles sont en orbite autour du centre de masse du système.



Tous les systèmes sont en orbite autour du centre de masse. C'est aussi le cas du système Terre-Soleil. La Terre n'est pas en orbite autour du Soleil, elle est en orbite autour du centre de masse du système Terre-Soleil. Le Soleil n'est pas immobile, il est en orbite autour du centre de masse du système Terre-Soleil. Toutefois, le Soleil est tellement plus massif que la Terre, que tout se passe comme si le Soleil est immobile et qu'il n'y avait que la Terre qui était en orbite. Le mouvement des 2 astres est plus évident avec des étoiles doubles parce que les masses ne sont pas aussi différentes que pour le système Terre-Soleil.

Parfois, le système est assez près de nous et peut voir les 2 étoiles du système, ce qui permet d'étudier l'orbite, de déterminer la taille des orbites des étoiles et de mesurer la période. Avec ces données, on peut calculer la masse des 2 étoiles. Toutefois, il arrive souvent que le système d'étoiles soit si éloigné de nous que nous ne pouvons pas voir séparément les deux étoiles. Mais même si le système formé de 2 étoiles est vu comme une seule étoile à partir de la Terre, on peut quand même déduire que nous avons affaire à une étoile double avec le spectre du système d'étoiles. On peut même déterminer la masse de chaque étoile !

En tournant l'une autour de l'autre, chaque étoile se déplace à une certaine vitesse. Comme les deux étoiles doivent toujours être de chaque côté du centre de masse, il y aura une étoile qui se dirige vers nous et une autre qui s'éloigne de nous.



astronomyonline.org/stars/classification.asp

Examinons l'image de gauche. Pendant que l'étoile A se dirige vers nous, ses raies spectrales sont décalées vers le bleu (sur la figure, on a montré une seule raie spectrale pour simplifier). Pendant ce temps, l'étoile B s'éloigne de nous et ses raies spectrales sont décalées vers le rouge. On observe donc deux spectres superposés : un décalé vers le bleu (étoile A) et un décalé vers le rouge (étoile B).

Un peu plus tard (¼ de période plus tard, image du centre), les deux étoiles n'ont plus de vitesse radiale et il n'y a plus de décalage des raies. Les deux spectres superposés sont alors identiques.

Encore un peu plus tard (½ période plus tard, image de droite), c'est maintenant l'étoile A qui s'éloigne de nous et l'étoile B qui s'approche. Les raies spectrales de A seront donc décalées vers le rouge alors que les raies spectrales de B seront décalées vers le bleu. On aura donc deux spectres superposés : un décalé vers le rouge (étoile A) et un décalé vers le bleu (étoile B).

Le spectre de l'étoile double va donc changer lentement au cours de temps puisque la vitesse des étoiles change continuellement. L'animation suivante nous montre, en accéléré, comment change le spectre en fonction du temps.
https://www.youtube.com/watch?v=pSznol5BYW8

En observant les changements du spectre, on peut calculer la vitesse des deux étoiles et la période du système, qui correspond au temps nécessaire pour que les raies du spectre fassent un cycle complet (temps pour que la raie d'une étoile passe du décalage maximum vers le rouge au décalage maximum vers le bleu et revienne finalement au décalage maximum vers le rouge). À partir de ces informations, on peut calculer la masse des 2 étoiles.

En étudiant ainsi les orbites des étoiles doubles, on a pu calculer la masse de nombreuses étoiles. Les étoiles les moins massives ont une masse d'environ 0,085 $M_\odot$ et les étoiles les plus massives ont une masse de l'ordre de 250 $M_\odot$. On verra cependant qu'il est possible que des étoiles de quelques milliers de masses solaires aient existé quand l'univers était très jeune.

Voici la masse de quelques étoiles dont la masse a été déterminée par les lois de la gravitation.

Étoile	Masse
Soleil	1 $M_\odot$
Sirius A (étoile la plus brillante)	2,06 $M_\odot$
Procyon A (8^e étoile la plus brillante)	1,50 $M_\odot$
Alpha du centaure A (2^e étoile la plus près ex aequo)	1,10 $M_\odot$
Alpha du centaure B (2^e étoile la plus près ex aequo)	0,907 $M_\odot$
Delta de Céphée A	4,5 $M_\odot$
Mira	1,18 $M_\odot$
Polaris (Polaris A)	5,4 $M_\odot$

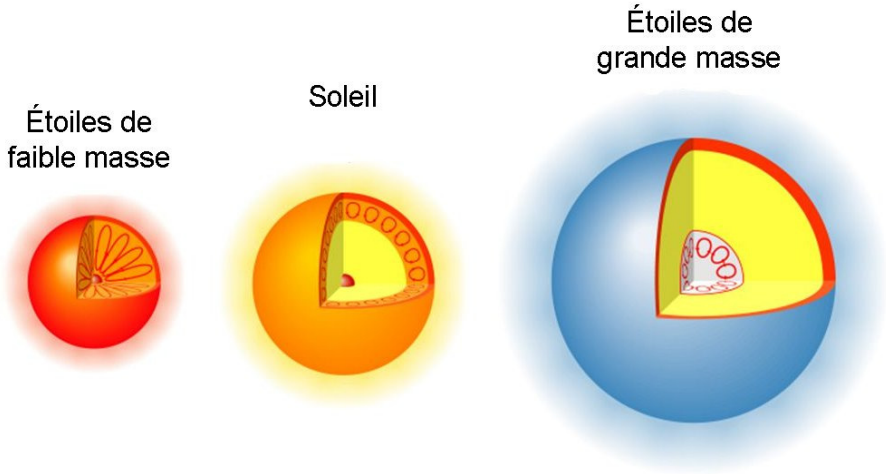
9.11 LA STRUCTURE DES ÉTOILES

On a vu que les astrophysiciens ont développé des modèles de l'intérieur du Soleil. Évidemment, ils ont aussi développé des modèles pour déterminer la structure des autres étoiles.

La première chose qui ressort de cette étude est que la masse de l'étoile et la composition chimique de l'étoile sont les seuls éléments qui déterminent toutes les autres caractéristiques de l'étoile. C'est le **théorème de Vogt-Russell**. Ainsi, le rayon, la luminosité, la température de surface, la structure interne et l'évolution de l'étoile sont uniquement déterminés par la masse et la composition chimique de l'étoile.

On note premièrement une différence pour la fusion de l'hydrogène selon la masse de l'étoile. C'est la fusion proton-proton qui domine pour les étoiles de moins de 1,2 $M_\odot$, alors que c'est la fusion par cycle CNO qui domine pour les étoiles de plus de 1,2 $M_\odot$.

Il y a aussi une différence de structure. Pour des étoiles dont la masse est inférieure à 0,4 $M_\odot$, il n'y a pas de zone radiative. Il y a de la convection partout dans l'étoile. Pour des étoiles entre 0,4 $M_\odot$ et 1,3 $M_\odot$ la structure ressemble à celle du Soleil. Plus la masse augmente dans cet intervalle, plus la zone radiative devient importante par rapport à la zone convective. Pour des étoiles dont la masse est supérieure à 1,3$M_\odot$, la zone convective près de la surface de l'étoile disparait. Par contre, une zone de convection apparait dans le cœur de ces étoiles.



cse.ssl.berkeley.edu/bmendez/ay10/2002/notes/lec14.html

9.12 LES ÉTOILES VARIABLES

Les étoiles variables sont des étoiles dont la luminosité varie de façon périodique en fonction du temps. Parmi les étoiles variables, on se rappelle qu'il y a les céphéides et les étoiles RR de la lyre.

Oscillations amorties

Il est possible qu'une perturbation quelconque provoque des oscillations radiales dans une étoile (c'est-à-dire une variation périodique du rayon de l'étoile). Supposons que le rayon d'équilibre de l'étoile soit R_0 et qu'une perturbation contracte un peu l'étoile. Dans ce cas, la pression de l'étoile va augmenter plus que la force de gravitation lors de la contraction, ce qui ramènera l'étoile vers sa taille de départ. Cependant, la surface de l'étoile aura trop de vitesse vers l'extérieur quand le rayon de l'étoile sera revenu à R_0 et l'étoile commencera à être plus grosse que sa taille de départ. Cette augmentation de taille fera que la force de pression deviendra plus petite que la force de gravitation. Cette force de gravitation arrêtera l'expansion de l'étoile pour ensuite provoquer un retour de la surface vers sa position d'équilibre. Quand le rayon de l'étoile reviendra à R_0, la surface de l'étoile aura maintenant une vitesse vers l'intérieur et l'étoile continuera à se contracter. À partir de là, le cycle se répètera.

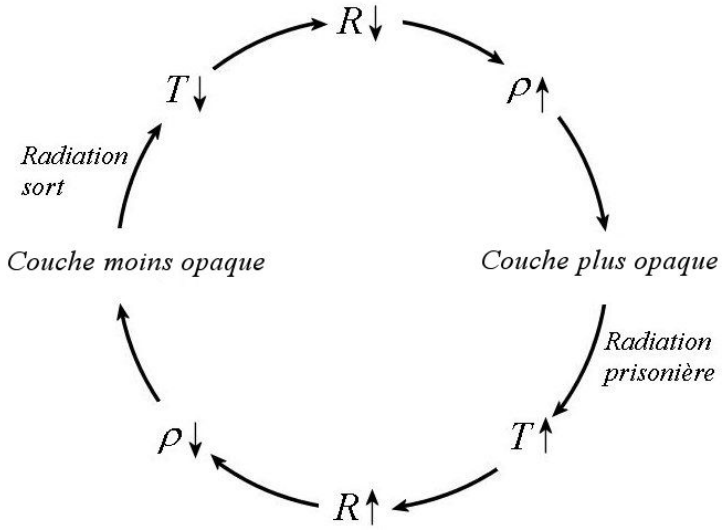
Ces oscillations pourraient se répéter sans cesse, mais, la plupart du temps, elles ne dureront pas bien longtemps. La friction générée par les mouvements du gaz absorbe l'énergie des oscillations et elles disparaissent.

Les céphéides et les étoiles RR de la lyre

Dans les céphéides et les étoiles RR de la lyre, il y a une couche quelque part dans l'étoile où l'hélium s'ionise pour perdre son 2^{e} électron (le 1^{er} électron étant déjà arraché à ces températures). Puisque les photons sont absorbés pour ioniser l'hélium à cet endroit, cette couche est très opaque. Plus la densité de cette couche est grande, plus elle absorbe les photons et plus elle est opaque.

Voici donc pourquoi cette couche va permettre aux oscillations de garder une amplitude constante. Supposons pour commencer que, pour une raison quelconque, l'étoile se contracte un peu. Cela fait augmenter la densité de la couche d'hélium partiellement ionisé, ce qui la rend plus opaque. Cette augmentation de l'opacité de la couche empêche alors la lumière de sortir et l'étoile devient moins lumineuse. En empêchant le rayonnement de sortir de l'étoile, la chaleur s'accumule dans l'étoile, ce qui réchauffe l'intérieur de l'étoile et provoque sa dilatation. Cette dilatation fait diminuer la densité de la couche d'hélium, ce qui fait diminuer son opacité. En devenant moins opaque, cette couche permet alors à la lumière de passer, ce qui augmente la luminosité de l'étoile. La chaleur pouvant alors s'échapper, l'intérieur de l'étoile se refroidit et elle se contracte à nouveau. Cela augmente

à nouveau la densité de la couche de sorte que la couche redevient opaque et emprisonne à nouveau la radiation. La luminosité diminue à nouveau, la température de l'étoile recommence à monter et le cycle recommence. On peut résumer ce mécanisme avec ce diagramme.



En réalité, toutes les étoiles ont une telle couche où l'hélium est partiellement ionisé, mais ce ne sont pas toutes les étoiles qui sont variables. La couche doit être positionnée à un endroit très précis dans l'étoile pour qu'on obtienne une étoile variable. Si la couche est trop près du centre de l'étoile, la densité est plus grande. Cela fait en sorte qu'il y a tellement d'hélium dans la couche que l'énergie qui arrive va ioniser une proportion trop petite d'hélium. L'effet de l'ionisation ne sera donc pas très important et l'opacité n'augmentera pas assez pour emprisonner la radiation. Si la couche est trop loin du centre de l'étoile, sa densité est trop faible et sa masse est trop petite pour entrainer les pulsations.

On peut se demander pourquoi la couche d'ionisation d'hélium est si spéciale. En effet, l'opacité de n'importe quel gaz augmente avec sa densité. La couche d'ionisation d'hélium est différente parce que sa température reste à peu près constante. Si on comprime le gaz, l'énergie qui arrive dans la couche sert à ioniser davantage d'hélium plutôt qu'à chauffer le gaz. C'est un peu comme une transition de phase en chimie : tant que la transition n'est pas terminée, la température reste la même. Cela fait en sorte que l'opacité de cette couche dépend uniquement de sa densité. La situation est différente à l'extérieur de la couche d'ionisation puisque l'opacité d'un gaz très chaud diminue quand la température augmente. Or, la diminution d'opacité générée par l'augmentation de température est plus importante que l'augmentation d'opacité générée par l'augmentation de densité quand l'étoile se contracte. Ainsi, le gaz de l'étoile devient donc moins opaque quand l'étoile se contracte (sauf dans la couche d'ionisation de l'hélium) et cette baisse d'opacité permet à la radiation de sortir plus facilement de l'étoile. La température et la pression vont donc bel et bien augmenter avec la contraction, mais pas autant que si l'opacité n'avait pas changé. L'augmentation de pression avec la contraction est alors assez grande pour garder l'équilibre de l'étoile, mais elle n'est pas assez grande pour entretenir les oscillations. Seule la couche d'ionisation d'hélium parvient à générer une augmentation de pression plus grande que ce qu'on aurait sans variation d'opacité.

Les autres types d'étoiles variables

Il y a bien d'autres mécanismes qui peuvent faire varier la luminosité d'une étoile. Ces autres mécanismes font varier la luminosité de façon plutôt irrégulière. En voici quelques-uns.

- Les T du taureau (T tauri)

  Ces étoiles sont des étoiles en train de naitre. Elles sont très actives et il semble que d'immenses éruptions sont générées à la surface de ces étoiles, ce qui fait varier leur luminosité.

- Des éruptions sur des étoiles de faible masse

  Les éruptions ne font pas beaucoup augmenter la luminosité du Soleil, mais la situation est bien différente pour des étoiles de faible masse. Dans ce cas, les éruptions ont à peu près la même force que sur le Soleil, mais comme l'étoile n'est pas lumineuse au départ, l'augmentation de la luminosité due à l'éruption est très importante si on la compare à la luminosité de départ de l'étoile. Dans le cas d'une étoile de faible masse, la luminosité peut même doubler lors d'une éruption.

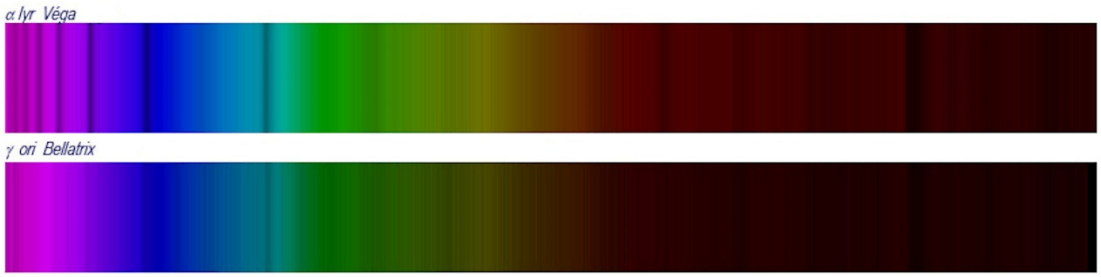
- Des étoiles magnétiques

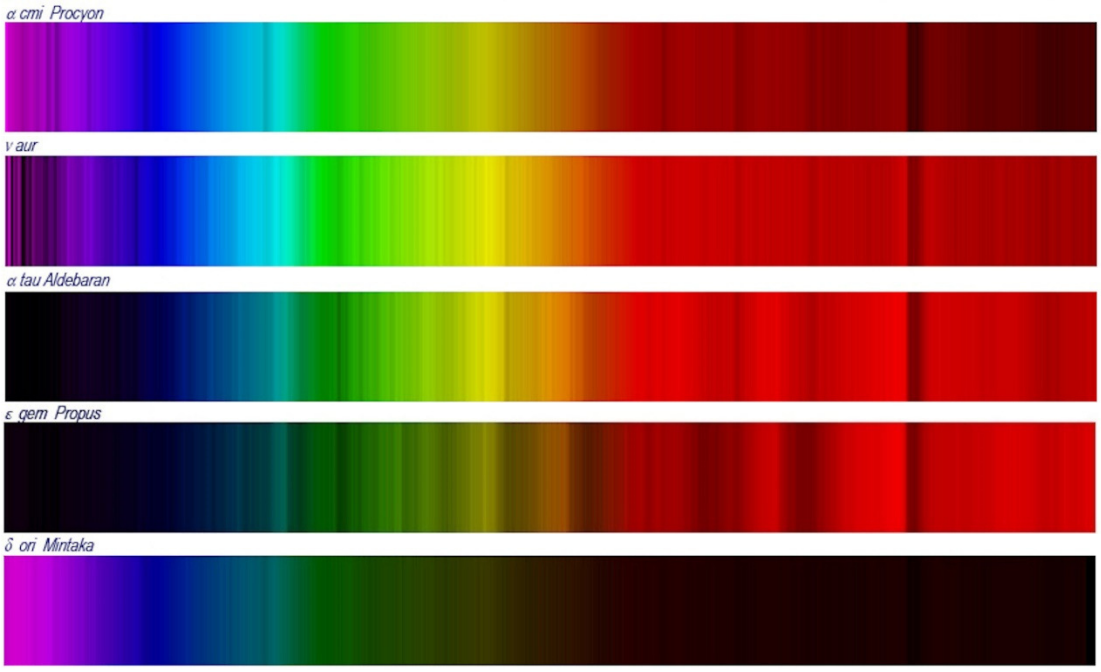
  Le champ magnétique de certaines étoiles est beaucoup plus important que celui du Soleil. Le cycle de variation du champ magnétique peut alors entrainer une variation de l'ordre de 10 % de la luminosité de l'étoile.

9.13 LE TYPE SPECTRAL

La classe spectrale

Quand on fait le spectre de la lumière provenant des étoiles, les spectres obtenus sont très différents les uns des autres. Voici les spectres des étoiles Véga (Lyre), Bellatrix (Orion), Procyon (Petit Chien), nu du cocher, Aldébaran (Taureau), Propus (Gémeaux) et Mintaka (Orion).





assa.forumactif.org/t519p25-premiers-pas-en-spectrographie

Comme les spectres des étoiles sont passablement différents, on a cherché une façon de les classer.

Dans les années 1890, Edward Pickering et Williamina Fleming ont décidé de classer les spectres en fonction de l'intensité des raies d'absorption de l'hydrogène. Cette classification allait du type A (raies très fortes) jusqu'au type P (raies très faibles). On s'est rendu compte assez vite que cette classification était trop détaillée et on a diminué le nombre de types. Après cette simplification, il ne restait plus que les types A, B, F, G, K, M et O.

Assez vite, on a compris que ces différences venaient essentiellement d'une différence de température de surface de l'étoile et on a décidé qu'il valait mieux classer les étoiles selon leur température de surface. C'est ce qu'a fait une assistante de Pickering, Annie Jump Cannon, en 1901. En faisant cela, l'ordre de la classification s'est trouvé bouleversé pour arriver à l'ordre O, B, A, F, G, K, M.

Pour se rappeler l'ordre de la classification, les anglophones utilisent la phrase suivante.

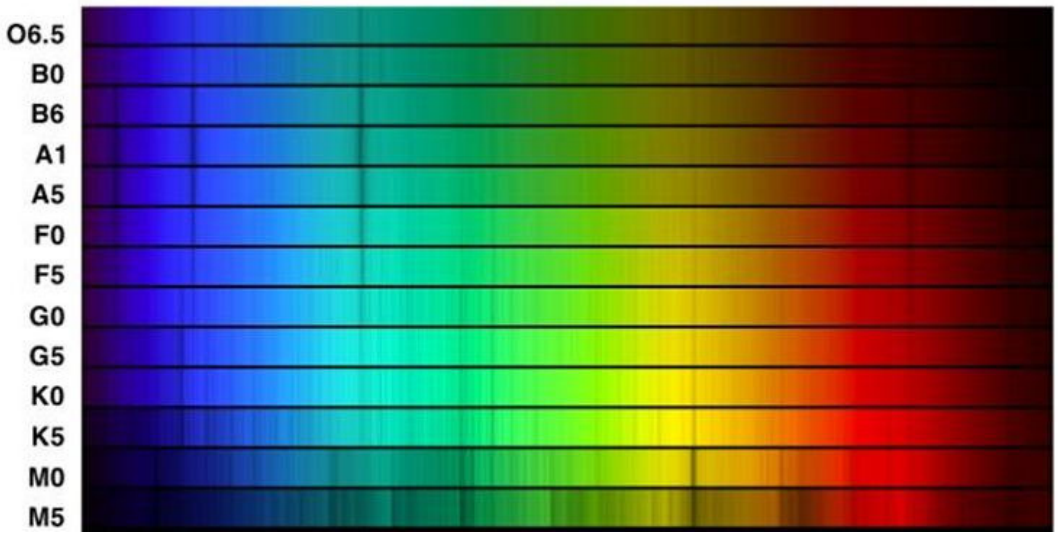
Oh **B**e **A** **F**ine **G**irl, **K**iss **M**e

Si vous préférez, vous pouvez vous inventer une nouvelle phrase pour vous rappeler l'ordre de ces lettres. (La plupart du temps, ceux qui en font une arrivent à une version nettement plus grivoise.)

Finalement, on a séparé chacune de ces catégories en 10 parties allant de 0 à 9. Par exemple, les étoiles les plus chaudes du type A sont des étoiles de type A0 et les étoiles les plus

froides du type A sont les étoiles de type A9. Avec cette classification de spectre, le Soleil est une étoile de type spectral G2 alors que Sirius est une étoile de type A1.

Voici donc à quoi ressemblent les spectres des étoiles selon le type spectral de l'étoile.



astro.unl.edu/naap/ebs/spectraltype.html

Remarquez comme les raies d'absorption de l'hydrogène sont intenses pour les étoiles de type A1 et A5.

9.14 LA MÉTHODE DES ÉTOILES JUMELLES

Jusqu'ici, nous avons montré comment on peut connaitre les différentes caractéristiques des étoiles. Toutefois, presque toutes ces informations peuvent être obtenues uniquement si on connait la distance de l'étoile.

Il y a cependant un problème. Pendant longtemps, on ne pouvait mesurer la parallaxe que pour des étoiles relativement près de la Terre (à moins de 100 al environ). Ça peut sembler suffisant, mais cela ne représente qu'une très petite partie des étoiles qui sont autour de nous. Comment faisait-on alors pour connaitre les caractéristiques des autres étoiles ?

Pour ces étoiles, on utilise la *méthode des étoiles jumelles*. On commence par étudier le spectre de l'étoile pour en déterminer le type. On va alors supposer que les caractéristiques de l'étoile sont identiques à celles des étoiles du même type. On va donc supposer que cette étoile a la même masse, la même luminosité, le même rayon et la même température de surface que l'étoile jumelle. On pourra alors faire le raisonnement inverse et trouver la distance de l'étoile.

Méthode des étoiles jumelles

Si deux étoiles ont des spectres identiques, elles doivent avoir des caractéristiques identiques.

Notons que cette idée semble être confirmée quand on compare toutes les étoiles dont on connait la distance et les propriétés. On remarque en effet que des spectres identiques signifient que les étoiles ont des caractéristiques similaires.

Évidemment, cette méthode peut parfois réserver des surprises. Par exemple, avant l'entrée en fonction du satellite Hipparcos en 1989, on avait déterminé la distance de l'amas des Pléiades avec la méthode des étoiles jumelles pour arriver à 424 al. Quand Hipparcos a fait la mesure de la parallaxe des Pléiades, on a constaté que la distance n'était que de 387 al… C'était un peu embêtant parce que les Pléiades sont utilisées pour calibrer les distances des autres amas.

En utilisant la méthode des étoiles jumelles, on peut alors déterminer la masse des étoiles qui ne font pas partie d'un système multiple. Si une étoile A a un spectre identique à celui d'une étoile B dans un système multiple pour laquelle on a pu calculer la masse, on va présumer que la masse de l'étoile A est identique à celle de l'étoile B. Voici ce qu'on obtient alors pour les masses de quelques étoiles.

Étoile	Masse
Sirius (étoile la plus brillante)	2,06 $M_\odot$
Véga (5e étoile la plus brillante)	2,14 $M_\odot$
Bételgeuse (9e étoile la plus brillante)	$18 \pm 2\ M_\odot$
Fomalhaut (18e étoile la plus brillante)	1,92 $M_\odot$
Polaire (48e étoile la plus brillante)	5,4 $M_\odot$
Étoile de Barnard (5e étoile la plus près)	0,144 $M_\odot$

9.15 LE DIAGRAMME HR

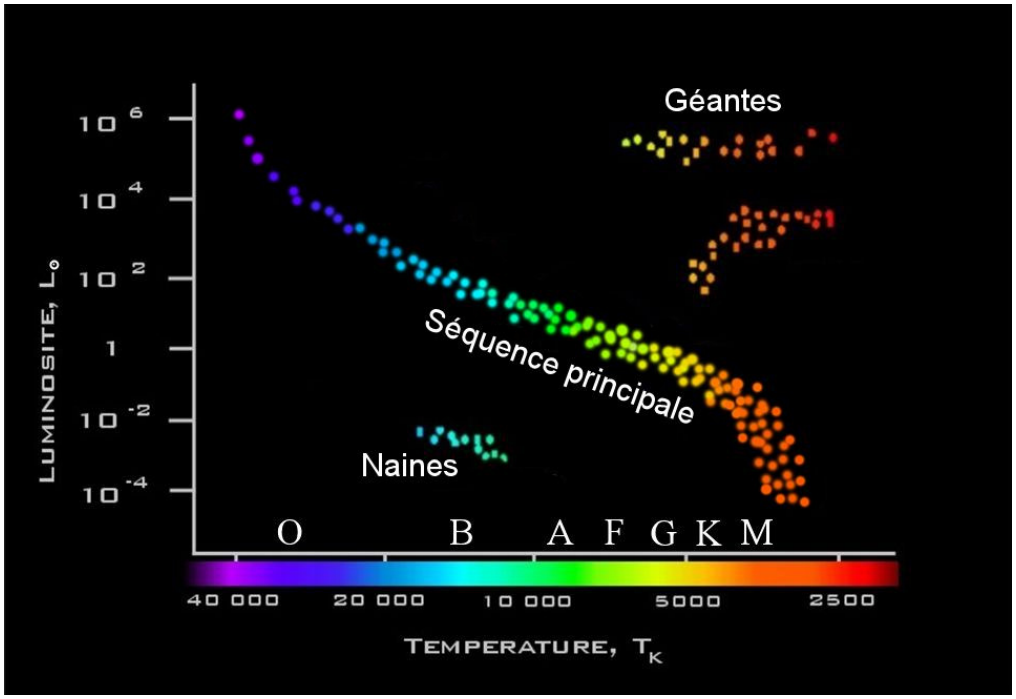
Qu'est-ce que le diagramme HR ?

La spectroscopie permet d'obtenir la température de surface d'une étoile. On peut également calculer la luminosité des étoiles ou l'estimer en utilisant la méthode des étoiles jumelles. Grâce à ces méthodes, on avait, au début du 20e siècle, accumulé des données sur suffisamment d'étoiles pour commencer à comparer la luminosité et la température de surface des étoiles. Cela a été fait par Ejnar Hertzsprung, un astronome amateur qui a publié en 1905 une table de luminosité et de température, et par Henry Norris Russell de l'université de Princeton, qui a publié ses résultats en 1913, mais sous forme de diagramme. Le diagramme ainsi obtenu s'appelle le *diagramme de Hertzsprung-Russell* ou, plus simplement, le *diagramme HR*.

Dans ce diagramme, on retrouve la luminosité de l'étoile sur l'axe vertical et la température de surface de l'étoile sur l'axe horizontal (ou le type spectral, ce qui revient au même puisque le type spectral dépend de la température). Curieusement, la graduation est inversée sur l'axe horizontal, allant des températures plus élevées à des températures plus basses. Nous avons cette curieuse graduation parce qu'en réalité, c'était plutôt *l'indice de*

couleur qui était originalement sur l'axe horizontal. Quand on transforme l'indice de couleur en température, on se retrouve avec une graduation inversée.

On obtient alors le diagramme suivant.



cosmos.ucdavis.edu/archives/2010/cluster9/KUMAR_SAHANA.pdf

On remarque alors que les étoiles ne sont pas n'importe où dans ce diagramme. On les retrouve principalement dans 3 régions de ce diagramme.

La séquence principale

On retrouve la plupart des étoiles sur une bande traversant en diagonale le diagramme HR. Cette bande est la *séquence principale*. Entre 80 % et 90 % des étoiles se retrouvent dans la série principale. Nous verrons plus tard que ce sont les étoiles qui fusionnent uniquement de l'hydrogène qui se retrouve dans la séquence principale.

Géantes et naines

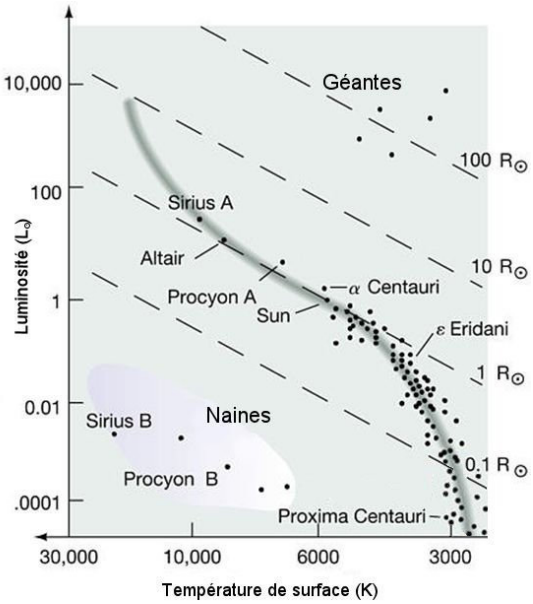
Voyons pourquoi on qualifie les autres étoiles de géantes et de naines. Comme la luminosité dépend de la température et du rayon de l'étoile, le diagramme HR nous indique aussi le rayon de l'étoile.

Selon la formule du rayonnement émis par les objets chauds, le rayon est grand pour les étoiles ayant une grande luminosité et une faible température. Cela correspond aux étoiles qui se retrouvent dans le coin supérieur droit du diagramme. On a donc nommé ces étoiles *Les étoiles géantes.*

Toujours selon la formule du rayonnement émis par les objets chauds, le rayon de l'étoile est petit pour les étoiles ayant une faible luminosité et une grande température de surface. Cela correspond aux étoiles qui se retrouvent dans le coin inférieur gauche du diagramme. On a donc nommé ces étoiles *Les naines blanches.*

Sur le graphique de droite, on peut voir des lignes pointillées qui indiquent la taille d'une étoile selon sa position dans le diagramme HR.

www2.astro.psu.edu/users/cpalma/astro10/class9.html



Les géantes

Environ 1 % des étoiles font partie des géantes. La très grande luminosité des géantes fait qu'on peut les voir facilement. Même si ces étoiles ne constituent que 1 % des étoiles, 12 des 20 étoiles les plus brillantes du ciel sont des géantes. (Ce sont, en ordre de brillance, Canopus, Arcturus, Capella, Rigel, Bételgeuse, Agena, Albébaran, Capella B, Spica, Antarès, Pollux et Deneb.)

Les géantes se reconnaissent aussi par leur spectre. Le spectre est un peu différent de ceux des étoiles de la séquence principale parce que les raies spectrales des géantes sont un peu plus minces.

On verra plus loin que les géantes sont des étoiles en fin de vie qui fusionnent d'autres éléments en plus de fusionner de l'hydrogène.

Les naines blanches

Entre 10 % et 20 % des étoiles sont des naines blanches. L'estimation du nombre exact est difficile, car ce sont des étoiles peu lumineuses, donc difficiles à observer. En fait, aucune naine blanche n'est visible à l'œil nu.

La première observation de naine blanche (40 de l'Éridan B) a été faite par William Hershell en 1783. Comme cette étoile a une magnitude de 11,01 et qu'elle est à une distance de seulement 16,45 al, on peut calculer qu'elle a une luminosité d'à peine 0,013 $L_{\odot}$. Selon la méthode des étoiles jumelle, la faible luminosité de l'étoile a fait en sorte que, lorsqu'on a commencé à faire des spectres d'étoiles, on s'attendait à observer un spectre de type M pour cette étoile.

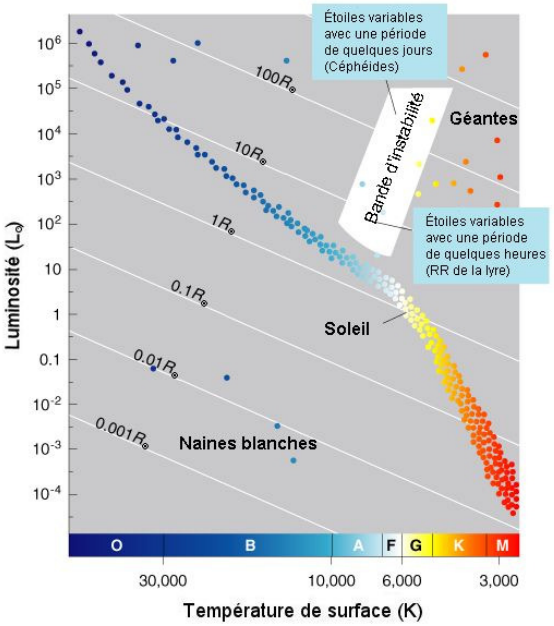
On a eu toutefois toute une surprise quand Henry Norris Russell, Charles Pickering et Williamina Fleming ont présenté les résultats de leur étude du spectre de cette étoile en 1910. La température de surface de 40 Eridani B est de 16 500 K ! C'est très loin de la température de surface des étoiles de type M (qui ont toutes des températures inférieures à 3850 K). Une température aussi élevée signifie que l'étoile doit être très petite pour que sa luminosité soit si petite. En fait, l'étoile doit être approximativement de la taille de la Terre. En 1915, Walter Adams est arrivé à la même conclusion pour une autre étoile, Sirius B. L'étoile doit avoir une masse de près de 1 masse solaire, tout en ayant la taille de la Terre. Bien que plusieurs astronomes de l'époque qualifiaient ces résultats d'absurdes, on venait de découvrir les naines blanches. Les naines blanches ont généralement des masses se situant entre 0,4 $M_\odot$ et 0,7 $M_\odot$, mais elles sont très petites, approximativement de la taille de la Terre.

Encore une fois, un examen détaillé du spectre permet de distinguer les naines des étoiles de la séquence principale.

On verra plus loin que ces petites étoiles chaudes sont en fait des cadavres stellaires, c'est-à-dire des étoiles qui ne font plus aucune fusion nucléaire.

Les étoiles variables dans le diagramme HR

Les étoiles qui réunissent les conditions nécessaires pour qu'il se produise l'instabilité nécessaire pour que l'étoile soit variable se retrouvent principalement dans une région du diagramme HR appelée la *bande d'instabilité*. Plus L'étoile est haute sur cette bande dans le diagramme HR, plus la période d'oscillation est longue. En haut de cette bande, on retrouve les céphéides, dont la période est de quelques jours, et en bas de la bande, on retrouve les étoiles RR de la Lyre, dont la période est de quelques heures.



www.astro.sunysb.edu/metchev/PHY515/cepheidpl.html

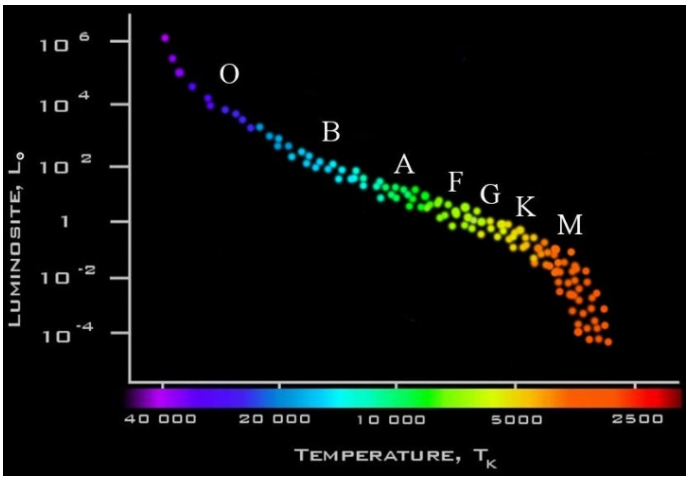
9.16 LA SÉQUENCE PRINCIPALE

Comme environ 85 % des étoiles sont sur la séquence principale, examinons davantage leurs caractéristiques.

Différences selon le type spectral

En partant en haut à gauche de la séquence principale en allant vers le bas à droite, les différents types spectraux sont O, B, A, F, G, K, M.

(Les couleurs des étoiles sur ce diagramme font référence à la couleur de la lumière correspondant au maximum d'émission de spectre.)



cosmos.ucdavis.edu/archives/2010/cluster9/KUMAR_SAHANA.pdf

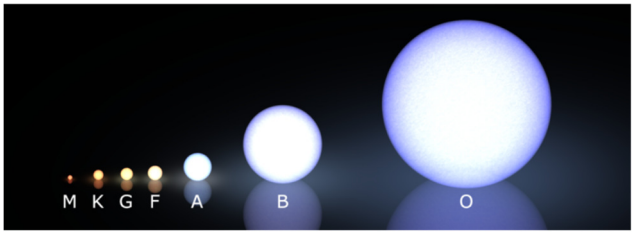
Voici un tableau montrant les caractéristiques des étoiles de la séquence principale selon le type spectral de l'étoile.

Type	Température (K)	Luminosité ($L_\odot$)	Rayon ($R_\odot$)	Masse ($M_\odot$)
O5	44 500	790 000	15	60
B0	30 000	52 000	8,4	17,5
B5	15 400	830	4,1	5,9
A0	9520	54	2,7	2,9
A5	8200	14	1,9	2,0
F0	7200	6,5	1,6	1,6
F5	6440	2,9	1,4	1,4
G0	6030	1,5	1,1	1,05
G5	5770	0,79	0,89	0,92
K0	5250	0,42	0,79	0,79
K5	4350	0,15	0,68	0,67
M0	3850	0,077	0,63	0,51
M5	3240	0,011	0,33	0,21
M8	2640	0,0012	0,17	0,085

Source : Modern Astrophysics, Carroll, Ostlie, 1996 pour la température, la luminosité et la masse

(Notez que ces valeurs sont des moyennes. Les valeurs pour une étoile spécifique peuvent varier par rapport à ces valeurs. Nous verrons pourquoi un peu plus loin.)

Voici donc, en comparaison, à quoi ressemblent ces étoiles de la séquence principales selon les types spectraux.

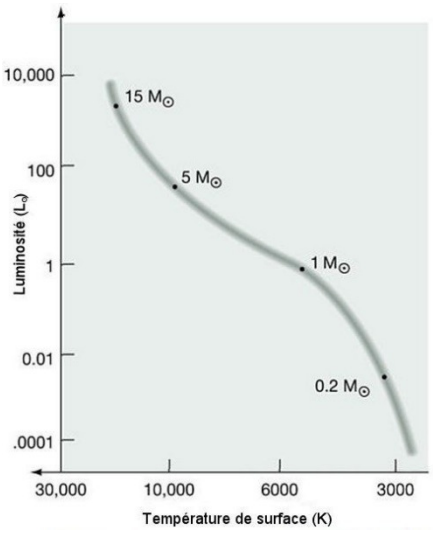


lcogt.net/spacebook/types-stars

La masse sur la séquence principale

Vous pouvez également voir sur le diagramme HR ci-contre comment varie la masse de l'étoile sur la séquence principale.

Ceci est une conséquence du théorème de Vogt-Russell qui affirme que le rayon, la luminosité, la température de surface, la structure interne et l'évolution de l'étoile sont uniquement déterminés par la masse et la composition chimique de l'étoile. Comme la composition de ces étoiles varie peu, c'est essentiellement la masse qui détermine la position de l'étoile sur la séquence principale.



www2.astro.psu.edu/users/caryl/a10/lec8_2d.html

La durée de vie sur la séquence principale

Avec la luminosité et la masse de l'étoile, on peut déduire pendant combien de temps pourra vivre une étoile.

La durée de vie augmente avec la masse de l'étoile tout simplement parce qu'il y a plus de carburant pour la fusion dans les étoiles plus massives. Ainsi, une étoile de 2 masses solaires pourrait vivre 2 fois plus longtemps que le Soleil si elle avait la même luminosité que le Soleil.

Cependant, les étoiles plus massives consomment leur carburant plus rapidement. Par exemple, une étoile de 2 masses solaires a 14 fois la luminosité du Soleil. L'étoile a beau avoir 2 fois plus de carburant au départ. Elle ne vivra pas très longtemps si elle consomme cette énergie 14 fois plus rapidement que le Soleil. En fait, elle vivra 7 fois moins longtemps que le Soleil.

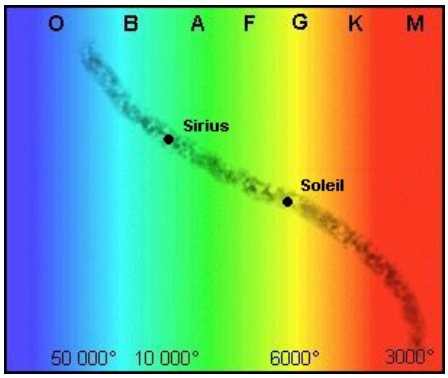
La luminosité des étoiles augmente tellement avec la masse que la durée de vie des étoiles diminue avec la masse même si la quantité de carburant augmente. Voici ce que donnent les résultats de durée de vie des étoiles.

Type	Masse ($M_\odot$)	Luminosité ($L_\odot$)	Durée de vie (années)
B0	17,5	53 000	3,6 millions
B5	5,9	850	76 millions
A0	2,9	57	550 millions
A5	2,0	14	1,6 milliard
F0	1,6	6,0	2,9 milliards
F5	1,4	3,6	4,2 milliards

G0	1,05	1,2	9,5 milliards
G5	0,92	0,73	14 milliards
K0	0,79	0,41	21 milliards
K5	0,67	0,22	33 milliards
M0	0,51	0,077	72 milliards
M5	0,21	0,0027	860 milliards

Distribution des étoiles dans la séquence principale

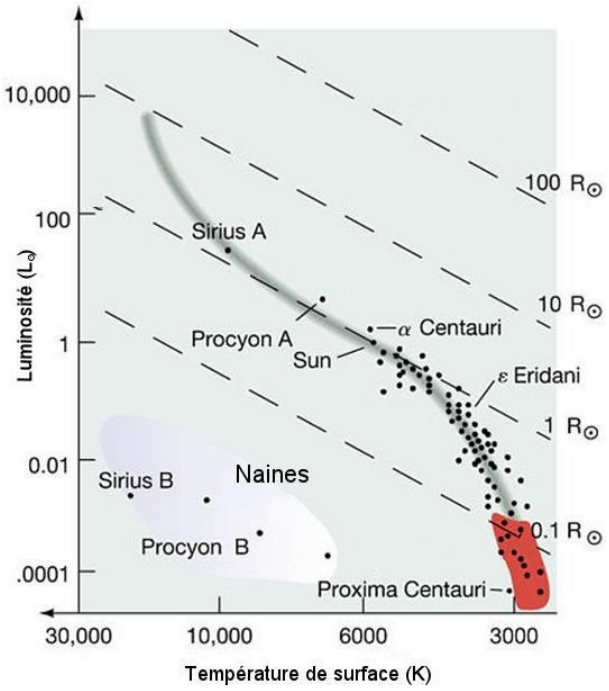
On pourrait penser que le Soleil est une étoile très ordinaire puisqu'il est situé presque au milieu de la série principale.



spacehole.free.fr/normal/webspace/Soleiletoile.html

Toutefois, ce n'est pas le cas, car les étoiles ne sont pas distribuées uniformément sur la série principale. Seulement 1 % des étoiles sont de type O ou B alors que 70 % des étoiles sont de type K ou M.

Pour vous donner une idée plus concrète de cette distribution inégale des étoiles sur la série principale, examinons le type spectral des étoiles à moins de 16,3 al du Soleil. Cela inclut 65 étoiles, dont le Soleil. On peut voir sur la figure de droite la position de ces étoiles dans un diagramme HR.



www2.astro.psu.edu/users/cpalma/astro10/class9.html

Sur les 65 étoiles près du Soleil, on retrouve :

Géantes : Aucune
Naines blanches : 4 (Sirius B, Procyon B, étoile de Van Maanen et Gliese 440)
Séquence principale : 61

Sur les 61 étoiles de la séquence principale, on a la distribution suivante :

O	Aucune
B	Aucune
A	1 (Sirius A (A1))
F	1 (Procyon A (F5))
G	3 (Soleil (G2), alpha du Centaure A (G2) et tau de la Baleine (G8))
K	6
M	50

Dans notre région de l'univers, le Soleil est donc au 4^{e} rang sur 65 étoiles. En fait, le Soleil est dans le top 20 % des étoiles les plus brillantes de la séquence principale. Pas mal quand même.

Notez que les 50 étoiles de type M à moins de 16,3 al sont si peu brillantes qu'aucune n'est visible à l'œil nu bien qu'elles soient assez près de la Terre.

9.17 LES EXOPLANÈTES

Les étoiles possèdent aussi des planètes. On peut toutefois se demander s'il est possible de détecter ces planètes. Détecter une planète, c'est un peu comme essayer de voir une mouche qui tourne autour d'une ampoule quand on est à des centaines de kilomètres de distance.

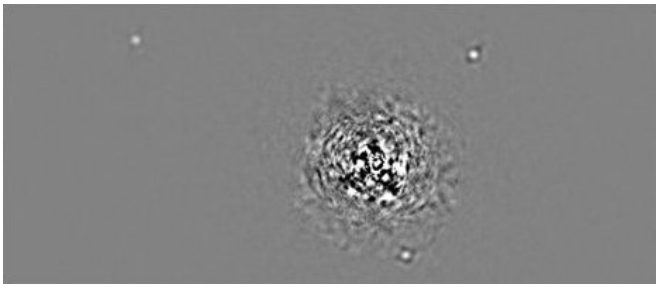
Cela semble difficile, mais on parvient quand même à le faire. La première publication de détection de planète à l'extérieur du Système solaire et confirmée par des observations subséquentes (en 2003) fut faite par les astronomes canadiens Campbell et Yang en 1988. On était alors à la limite de résolution des appareils, ce qui laissait beaucoup de doutes concernant cette découverte. Il fallut attendre 1995 avant qu'on soit certain d'avoir découvert une planète en orbite autour d'une étoile de la séquence principale, 51 Pegasi. Depuis, on a découvert 6153 planètes tournant autour de 4587 autres étoiles que le Soleil (au 19 novembre 2025). Il y a aussi 2143 autres planètes dont l'existence n'est pas confirmée. https://exoplanet.eu/catalog/

Au départ, on détectait surtout des planètes très massives tournant autour de l'étoile sur des orbites très près de l'étoile. Avec l'amélioration des techniques, on détecte des planètes de moins en moins massives.

La méthode de l'imagerie directe

Par cette méthode, on tente de voir directement la planète en orbite autour de l'étoile. Pour y parvenir, on doit trouver une façon de cacher la lumière de l'étoile pour faire apparaitre la faible lumière réfléchie par la planète. Autrement, la lumière de l'étoile est trop forte et masque les planètes. On parvient ainsi à détecter quelques grosses planètes situées assez loin de leur étoile.

Par exemple, on peut apercevoir ici trois planètes en orbite autour de l'étoile HR 8799, située à 129 années-lumière de nous.

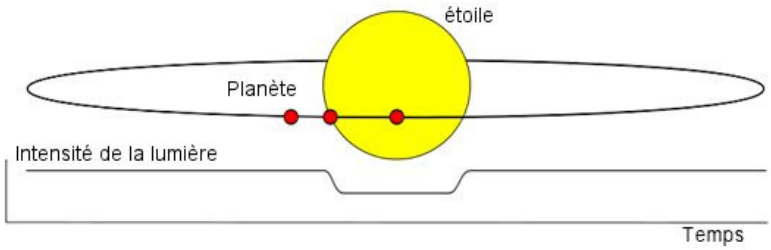


en.wikipedia.org/wiki/File:HR_8799_planetary_system_photo.jpg

Au 19 novembre 2025, seulement 52 planètes (0,8 % des exoplanètes) avaient été découvertes de cette façon. Il y a aussi 54 autres planètes découvertes de cette façon dont existence n'a pas encore été confirmée.

La méthode du transit

On détecte parfois la planète parce qu'elle passe devant l'étoile. Cachant ainsi une partie de l'étoile, la luminosité de l'étoile diminue durant le transit de la planète devant l'étoile. Évidemment, on ne peut détecter que des planètes dont l'orbite les amène à passer devant l'étoile vue de la Terre. Le satellite Kepler mesure ainsi constamment la luminosité de nombreuses étoiles dans l'espoir de détecter une baisse de luminosité due au passage d'une planète devant l'étoile.



en.wikipedia.org/wiki/Methods_of_detecting_extrasolar_planets

Cette méthode amène souvent de faux résultats positifs et il faut bien étudier les données pour être sûr que la planète existe vraiment.

Jusqu'à maintenant (19 novembre 2025), 4597 planètes ont été découvertes de cette façon (74,7 %), ce qui en fait la méthode la plus efficace pour détecter les planètes. Il y a 1616 autres planètes découvertes de cette façon dont existence n'a pas encore été confirmée.

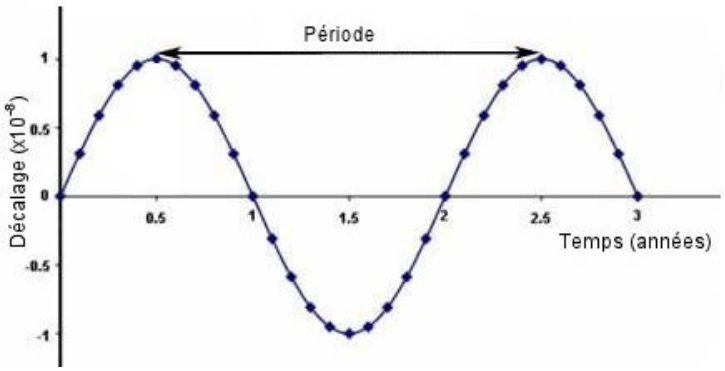
La méthode du spectre

Cette méthode ressemble beaucoup à la méthode visant à déterminer la masse des étoiles binaires par spectroscopie. Dans un système planétaire, les planètes ne tournent pas simplement autour d'une étoile, elles tournent plutôt autour du centre de masse du système. Quant à l'étoile, elle n'est pas immobile. Elle tourne aussi autour de ce centre de masse. C'est d'ailleurs ce qui se passe dans le Système solaire. Le centre de masse du Système

solaire est un peu à l'extérieur du Soleil, du côté de Jupiter. Ainsi, le Soleil tourne autour de ce centre de masse avec une période de 11,862 ans, la période orbitale de Jupiter.

Voyons comment un observateur loin du Système solaire pourrait déterminer la présence de Jupiter. Cet observateur ne pourrait peut-être pas voir Jupiter, ni même voir le Soleil faire son mouvement autour du centre de masse. Cependant, le mouvement du Soleil autour du centre de masse fait que le Soleil se dirige parfois vers l'observateur et s'éloigne parfois de l'observateur. L'observateur pourrait alors observer une oscillation dans le décalage des raies spectrales du Soleil.

Par exemple, on pourrait avoir une variation dans le décalage spectral comme celle-ci, avec une amplitude de 10^{-8} et une période de 2 ans (figure).



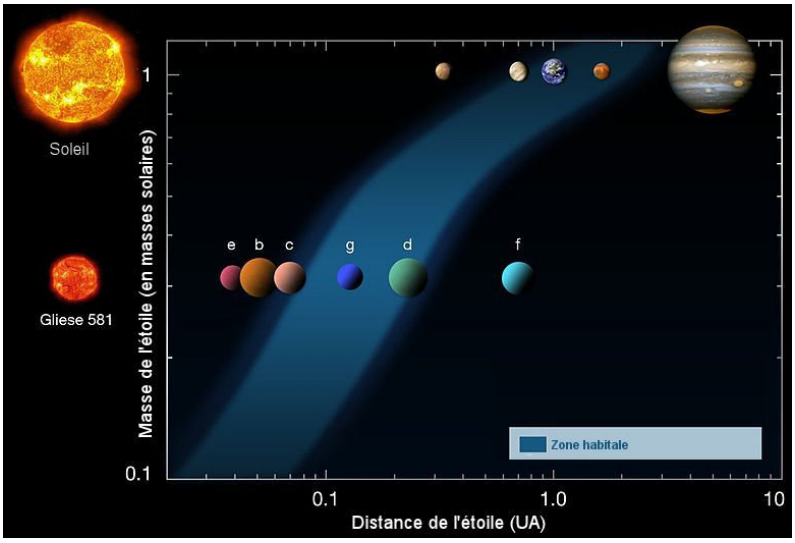
fr.wikipedia.org/wiki/Méthode_des_vitesses_radiales

Dans le cas du Soleil, l'amplitude serait de $4{,}16 \times 10^{-8}$ et la période serait de 4335 jours (11,86 ans). Ce n'est pas bien grand comme décalage, mais c'est mesurable.

Avec le décalage, on peut trouver la vitesse de l'étoile autour du centre de masse. Une fois qu'on a cette vitesse, on peut déduire la taille de l'orbite de la planète et la masse de la planète.

On peut même détecter une deuxième planète dans le système en vérifiant s'il n'y a pas une deuxième oscillation sinusoïdale ayant une période différente qui se superpose à l'oscillation principale. Notre observateur pourrait ainsi découvrir Saturne. On trouve même parfois plusieurs oscillations superposées, ce qui permet de trouver plusieurs planètes autour de l'étoile.

On a ainsi découvert au moins 6 planètes autour de Gliese 581, dont 4 par effet Doppler. Il y a même une de ces planètes qui est située dans la zone habitable autour de l'étoile (zone où la température de la planète est similaire à celle de la Terre.).



fr.wikipedia.org/wiki/Gliese_581

L'astrométrie est une méthode similaire. Au lieu de déterminer le mouvement de l'étoile par effet Doppler, on tente d'observer directement le mouvement de l'étoile autour du centre de masse pour déterminer le rayon de son orbite autour du centre de masse. Comme le mouvement est très petit, cette méthode n'a permis de découvrir que 89 planètes.

Jusqu'à maintenant (19 novembre 2025), on a découvert 1156 planètes dans 843 systèmes par la méthode de l'effet Doppler ou par astrométrie, ce qui représente 18,8 % des planètes découvertes. Il y a aussi 188 autres planètes découvertes de cette façon dont existence n'a pas encore été confirmée.