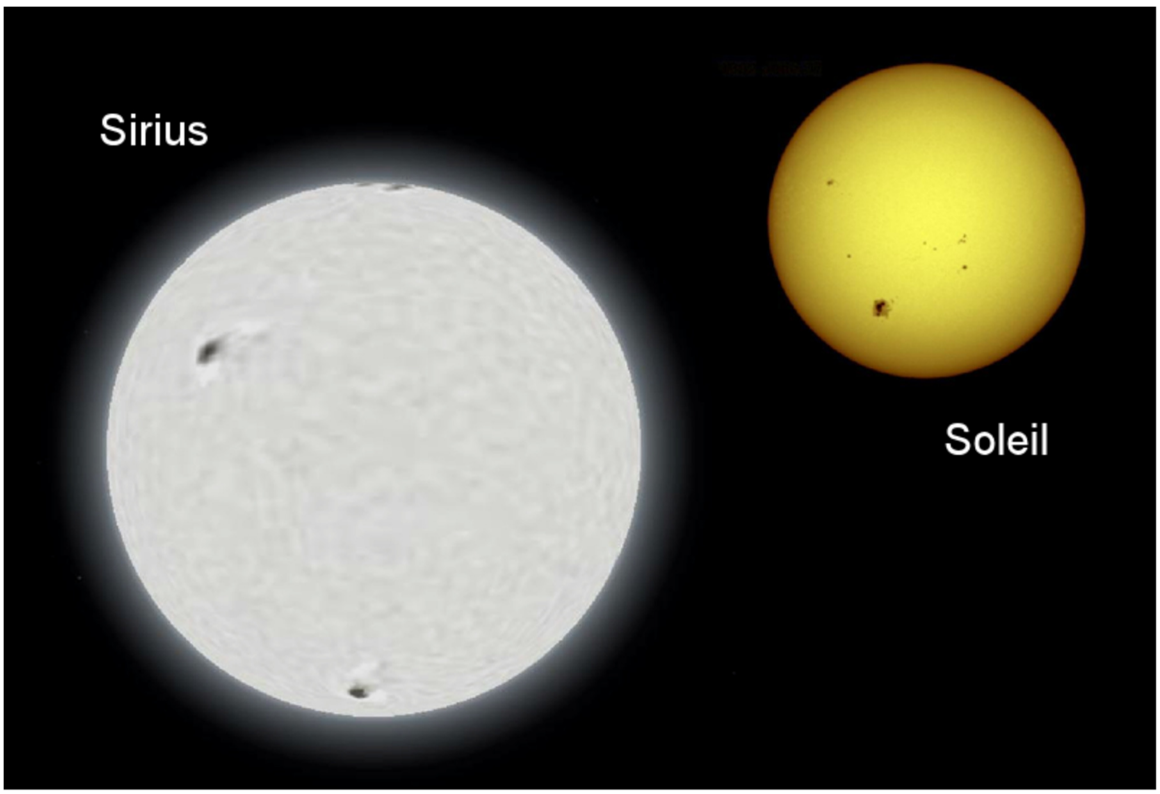
10 SPECTRES ET DIAGRAMME HR

Sirius a une température de surface de 9940 K et une luminosité de 25,4 $L_\odot$. Quel est le rayon de cette étoile ?



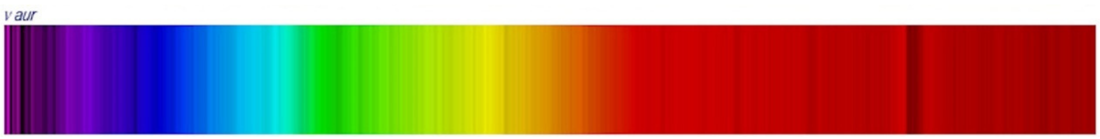
commons.wikimedia.org/wiki/File:Sirius_A-Sun_comparison.png

Découvrez comment résoudre ce problème dans ce chapitre.

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.

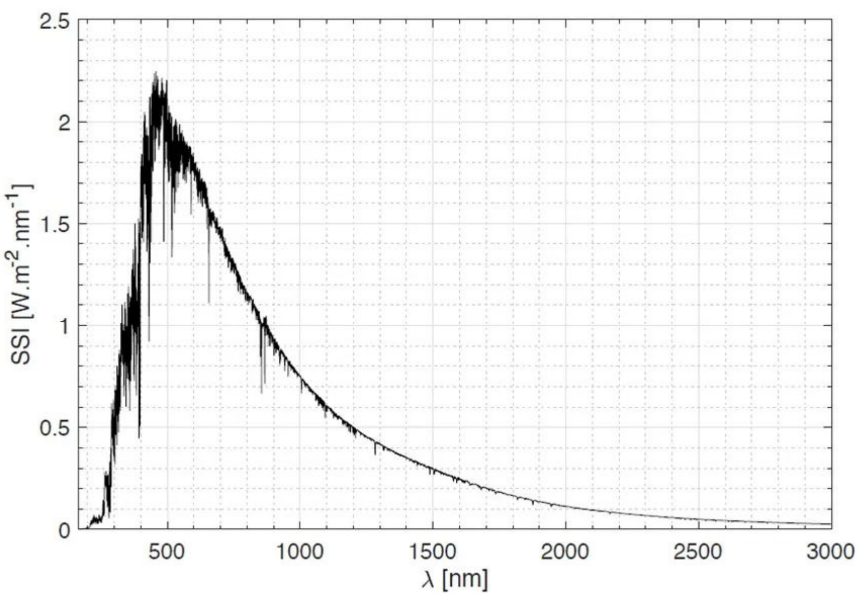
10.1 LE SPECTRE D'UNE ÉTOILE

La spectroscopie consiste à séparer la lumière reçue d'une étoile dans le but de mesurer l'intensité de la lumière en fonction de la longueur 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 des objets chauds

> 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

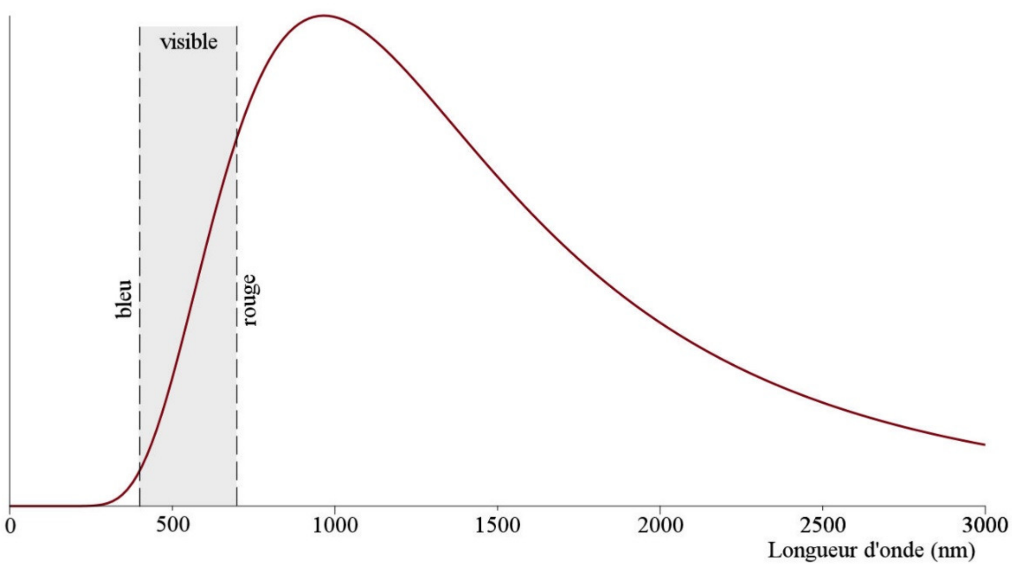
Il y a ensuite de multiples petites variations dans le spectre venant de l'absorption de la lumière par différents éléments.

Le rayonnement des objets chauds

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

On connait la formule de l'énergie totale émise par une étoile ($P = 4\pi\sigma R^2T^4$), mais ici on va aussi s'intéresser à la courbe de l'intensité de la lumière émise en fonction de la longueur d'onde pour savoir quel type de lumière est émise par l'étoile.

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 des objets chauds. 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 des objets chauds 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/

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.

10.2 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.

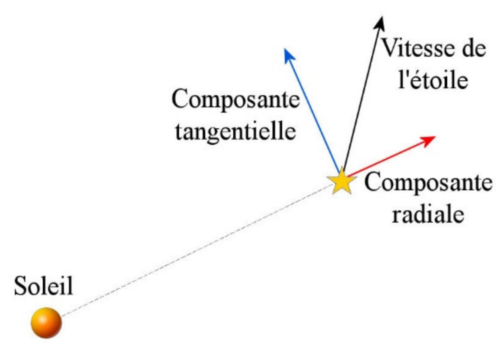
Élément	Abondance (% de la masse)
Hydrogène	Aux environs de 71 %
Hélium	Aux environs de 27 %
Autres éléments	Entre 0 et 3 %

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 en temps opportun.

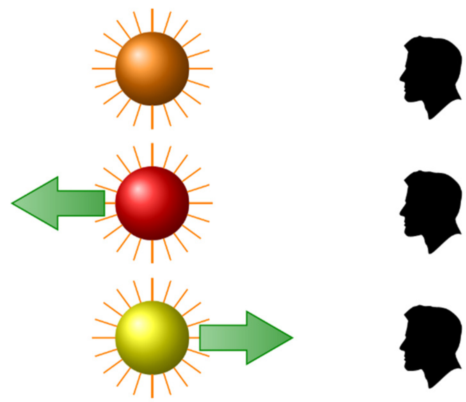
10.3 LA VITESSE RADIALE DES ÉTOILES

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*.



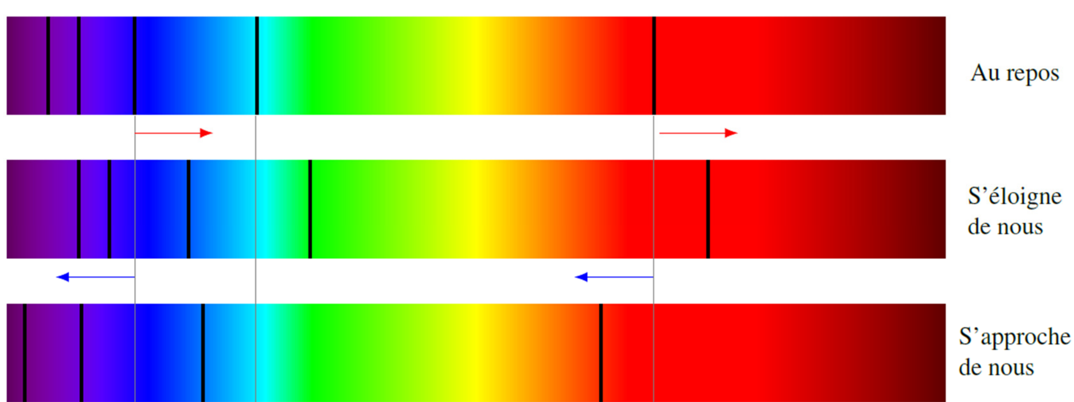
(Rappelez-vous qu'on trouvait la composante tangentielle de la vitesse en observant le mouvement propre de l'étoile, quand ce dernier est assez grand pour être mesuré. On a déjà étudié cette composante de la vitesse au chapitre 2.)

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
http://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 certaine fréquence ou 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 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*.

On a prouvé dans le cours d'ondes et de physique moderne que le changement de fréquence observé quand la source se déplace dans la direction radiale est (si $v \ll c$)

$$f' = f\,\frac{c - v_o}{c - v_s}$$

où v_o est la vitesse de l'observateur et v_s est la vitesse radiale de la source. Dans cette formule, on a comme convention que le sens positif de l'axe pour mesurer les vitesses va de la source vers l'observateur. Ainsi, si une source s'éloigne de la Terre, sa vitesse est négative avec cette convention. Toutefois, en astrophysique, on prend la convention inverse. On a choisi que la vitesse est positive si une source s'éloigne (principalement parce qu'il y a beaucoup plus de sources qui s'éloignent de nous qu'il y en a qui s'approchent). Cela veut dire que pour mesurer les vitesses en astrophysique, on travaille plutôt avec un axe qui va de l'observateur vers la source. Cela inverse tous les signes des vitesses dans l'équation. On arrive donc a

$$f' = f\,\frac{c + v_o}{c + v_s}$$

Comme on mesure les vitesses par rapport à la Terre, on peut se considérer au repos et poser que $v_o = 0$. Il n'est alors plus nécessaire de mettre l'indice s à la vitesse de la source, car c'est la seule vitesse qui reste dans cette équation. Toutefois, cette vitesse est la composante radiale de la vitesse et on va donc mettre un indice r pour se rappeler que cette vitesse est uniquement la composante radiale. On arrive donc a

$$\begin{aligned} f' &= f\,\frac{c}{c + v_r} \\ &= f\,\frac{1}{1 + \frac{v_r}{c}} \end{aligned}$$

Comme $v = \lambda f$, on a aussi

$$\begin{aligned} \lambda' &= \frac{c}{f'} \\ &= \frac{c}{\left(f\,\frac{c}{c + v_r}\right)} \end{aligned}$$

$$= \frac{c}{f}\left(\frac{c+v_r}{c}\right)$$
$$= \frac{c}{f}\left(1+\frac{v_r}{c}\right)$$
$$= \lambda\left(1+\frac{v_r}{c}\right)$$

On obtient donc les formules suivantes.

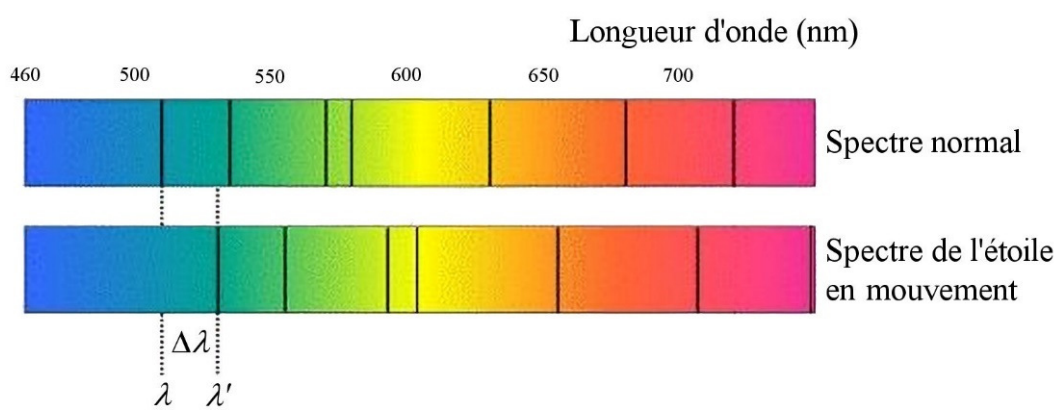
Effet Doppler si $v \ll c$

$$f' = f\,\frac{1}{1+\frac{v_r}{c}}$$
$$\lambda' = \lambda\left(1+\frac{v_r}{c}\right)$$

Convention de signe dans cette formule : une vitesse positive signifie que la source s'éloigne de la Terre.

(Il existe une version plus générale de cette formule valide pour des vitesses s'approchant de la vitesse de la lumière, mais elle ne sera pas utile, car il est très rare qu'on puisse observer directement une étoile qui s'éloigne de nous avec une vitesse s'approchant de la vitesse de la lumière. On observe des galaxies qui s'éloignent très rapidement de nous, mais on verra que le changement de fréquence n'est pas dû à l'effet Doppler dans ce cas.)

Pour déterminer la vitesse de l'étoile, on va premièrement mesurer le décalage de la raie en comparant la valeur mesurée de la longueur d'onde à ce qu'on devrait obtenir si la source était au repos.



tap.iop.org/astronomy/astrophysics/702/page_47545.html

Il y a deux façons de mesurer le décalage. Il y a premièrement le décalage δ.

Décalage des raies δ

$$\delta = \frac{\lambda'}{\lambda}$$

Il y a aussi le décalage z.

Décalage des raies z

$$z = \frac{\Delta\lambda}{\lambda}$$

Évidemment, le lien entre ces deux décalages est

$$z = \frac{\Delta\lambda}{\lambda} = \frac{\lambda' - \lambda}{\lambda} = \frac{\lambda'}{\lambda} - 1$$

On a alors

Lien entre δ et z

$$z = \delta - 1$$

Le lien entre le décalage et la vitesse se trouve avec

$$\delta = \frac{\lambda'}{\lambda} = \frac{\lambda\left(1 + \frac{v_r}{c}\right)}{\lambda}$$

On obtient alors

Vitesse radiale de la source

$$\delta = 1 + \frac{v_r}{c} \qquad\qquad z = \frac{v_r}{c}$$

Exemple 10.3.1

La raie spectrale de l'hydrogène, ayant normalement une longueur d'onde de 656,279 nm, a une longueur d'onde de 656,263 nm dans le spectre de l'étoile Sirius. Quelle est la vitesse radiale de Sirius ?

Le changement de longueur d'onde est

$$\begin{aligned}\Delta\lambda &= \lambda' - \lambda \\ &= 656,263nm - 656,279nm \\ &= -0,016nm\end{aligned}$$

Le décalage z est donc

$$\begin{aligned} z &= \frac{\Delta\lambda}{\lambda} \\ &= \frac{-0,016nm}{656,279nm} \\ &= -0,0000244 \end{aligned}$$

La vitesse radiale de Sirius est donc

$$\begin{aligned} z &= \frac{v_r}{c} \\ -0,0000244 &= \frac{v_r}{3\times 10^8 \frac{m}{s}} \\ v_r &= -7320 \tfrac{m}{s} \end{aligned}$$

Sirius s'approche donc de nous à 7320 km/s.

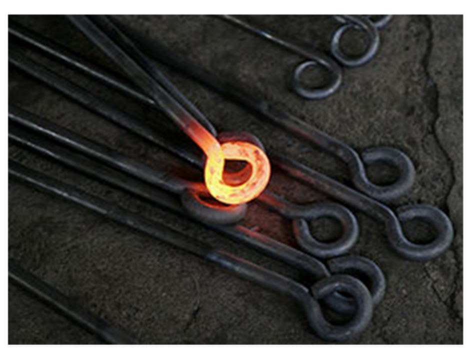
10.4 LA TEMPÉRATURE DE SURFACE DES ÉTOILES

La loi de Wien

On peut trouver la température à partir de la composante du spectre qui vient du rayonnement des objets chauds.

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.
http://www.youtube.com/watch?v=jCTmN7HY76k

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



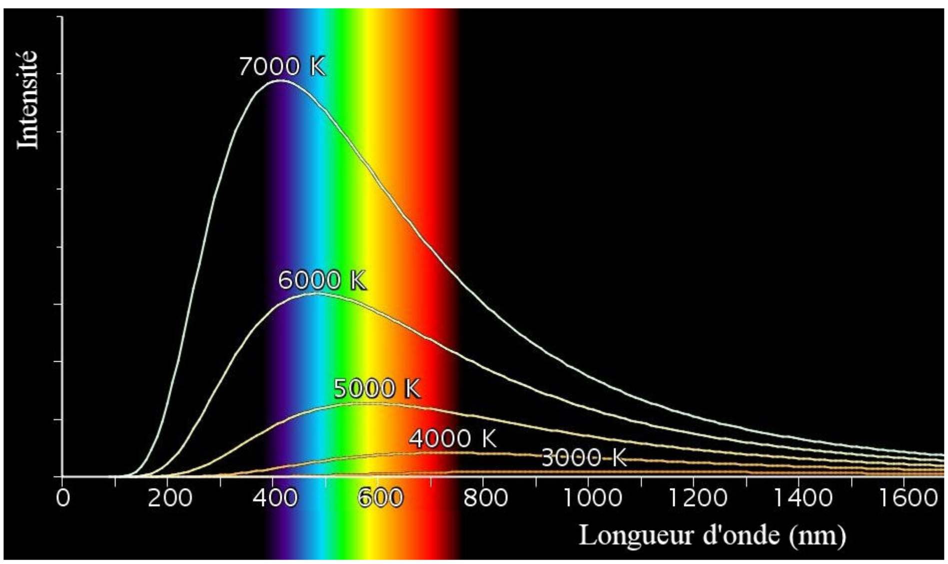
en.wikipedia.org/wiki/Thermal_radiation

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 pourra 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. On va appeler cette longueur d'onde du pic d'émission λ_{pic}. Des mesures plus précises ont permis de découvrir en 1893, la loi suivante.

Longueur d'onde du pic d'émission (Loi de Wien)

$$\lambda_{pic} = \frac{2,898 \times 10^{-3} m \cdot K}{T}$$

où T est la température de l'objet.

On peut donc mesurer la longueur d'onde du pic d'émissivité de la lumière reçue d'une étoile et calculer la température. Cette température est la température de surface de l'étoile.

Exemple 10.4.1

La lumière émise par l'étoile Sirius a un pic d'émissivité à 291,5 nm. Quelle est la température de surface de cette étoile ?

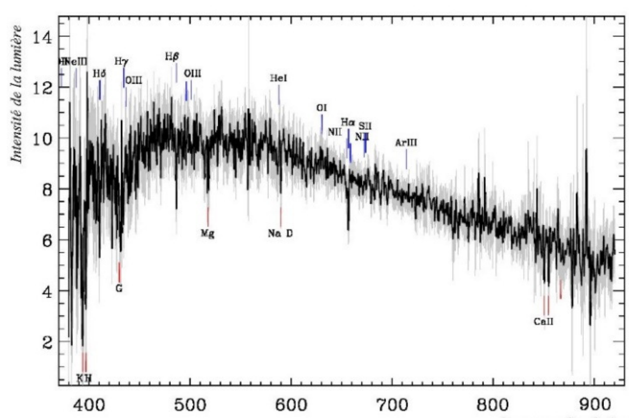
On peut trouver la température avec la formule du pic d'émissivité.

$$\lambda_{pic} = \frac{2,898 \times 10^{-3} m \cdot K}{T}$$
$$291,5 \times 10^{-9} m = \frac{2,898 \times 10^{-3} m \cdot K}{T}$$
$$T = 9940 K$$

La surface de Sirius est donc un peu plus chaude que celle du Soleil (qui est à 5772 K).

L'indice de couleur

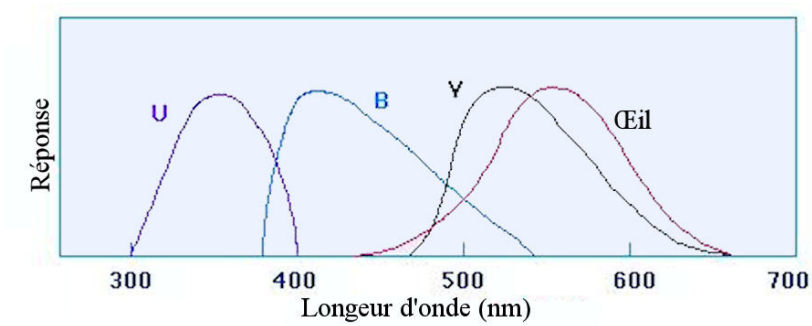
Ça a l'air facile de déterminer la température avec le pic d'émission, mais en réalité ce n'est pas si facile. Le graphique de droite, qui est le véritable graphique de l'intensité de la lumière en fonction de la longueur d'onde pour une étoile, illustre bien cela. On voit que le pic d'émission est aux environs de 500 nm, mais c'est difficile de déterminer sa valeur exacte.



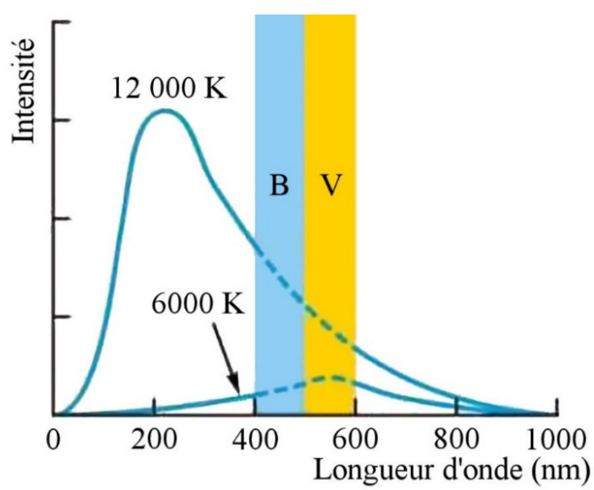
Ainsi, il est très rare qu'on parvienne à déterminer la température de surface à partir du maximum d'émission sur ce graphique. Par contre, on connait tellement bien la courbe de rayonnement des objets chauds, qu'on peut déterminer la forme de la courbe, et donc la position du maximum, uniquement avec deux points de la courbe. On mesure donc l'intensité pour deux couleurs différentes pour déduire ensuite la courbe et la position du maximum.

Plus précisément, on obtient la température en mesurant les intensités de la lumière avec les filtres B et V. On se rappelle que ces filtres laissent passer la lumière dans une petite région du spectre.

Filtre	Longueur d'onde effective	Largeur de la plage de longueurs d'onde (limite à 50 % du maximum de sensibilité)
B (bleu)	445 nm	94 nm
V (visible)	551 nm	88 nm



wtlab.iis.u-tokyo.ac.jp/~wataru/lecture/rst/Sect20/A7.html



www.astro.ljmu.ac.uk/courses/phys134/magcol.html

Examinons alors ce qu'on obtient pour deux étoiles ayant des températures différentes.

Pour l'étoile à 12 000 K, l'intensité sera plus grande pour le filtre B que le filtre V, alors que l'intensité sera plus grande pour le filtre V que le filtre B pour l'étoile à 6 000 K. Le rapport entre les intensités pour chacun des filtres dépend donc de la température. Cela signifie qu'on peut déterminer la température de surface de l'étoile avec le rapport des intensités obtenues avec les filtres B et V.

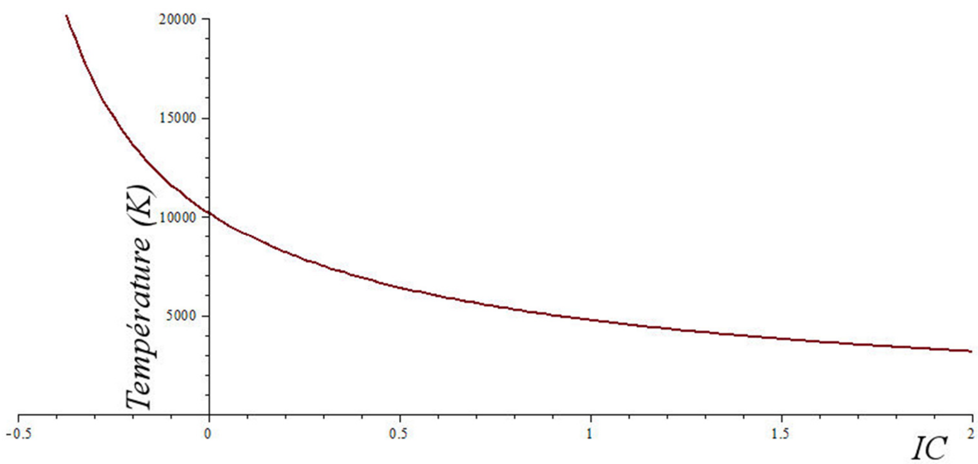
On sait que les variations dues aux raies spectrales modifient la courbe et on n'a pas une courbe parfaite des objets chauds. C'est vrai que la véritable courbe est différente de celle des objets chauds parfaits, mais on diminue un peu les effets des raies spectrales en mesurant l'intensité sur une plage de valeurs de longueurs d'onde plutôt qu'à des longueurs d'onde spécifiques. En procédant de la sorte, on obtient alors un genre de moyenne de l'intensité sur cette plage et cela atténue l'effet des variations par rapport à ce qu'émettrait un objet chaud parfait.

Plutôt que de donner le rapport des intensités pour les deux filtres, on donne la différence de magnitude entre les deux intensités. Avec chaque intensité, on détermine la magnitude. La magnitude obtenue avec le filtre B est notée m_B et la magnitude avec le filtre V est, comme avant, notée m. (Notez que la valeur de référence pour la magnitude 0 est différente pour chaque filtre. Ils sont généralement calibrés pour que m soit près de 0 pour l'étoile Véga pour chacun des filtres, même si Véga n'émet pas la même quantité de radiation pour chaque partie du spectre.) Ensuite, on examine la différence de magnitude des deux filtres. Cette différence de magnitude s'appelle *l'indice de couleur* ou *l'indice B – V*.

Indice de couleur (*IC*) ou indice *B – V*

$$IC = m_B - m$$

Le graphique suivant montre le lien entre l'indice de couleur et la température.



Ce graphique montre qu'il y a un lien entre l'indice de couleur et la température, mais il est difficile d'obtenir une formule théorique pour faire ce lien puisque les étoiles ne sont pas des objets chauds parfaits et n'ont pas toute la même composition. De nombreuses formules approximatives qui font le lien entre l'indice de couleur et la température ont été faites. La formule est différente d'un livre à l'autre. Voici la formule donnée sur le site Wikipédia en anglais.

Lien entre la température de surface et l'indice de couleur d'une étoile

$$T \approx 5000K \cdot \left(\frac{1}{IC + 1{,}85} + \frac{1}{IC + 0{,}67} \right)$$

Cette formule donne des résultats assez corrects pour des indices de couleur se situant entre -0,1 et 1,4 (ce qui correspond à des températures entre 4000 K et 11 500 K).

N'oubliez pas que cette formule est un peu approximative. Par exemple, l'indice de couleur du Soleil est de 0,656 ± 0,005. Selon notre formule, on aurait une température de 5766 ± 18 K, alors que la véritable température est de 5772 K. C'est assez près, mais l'écart est parfois beaucoup plus grand pour d'autres étoiles.

Exemple 10.4.2

L'indice de couleur de l'étoile Procyon est de 0,42. Quelle est la température de surface de cette étoile ?

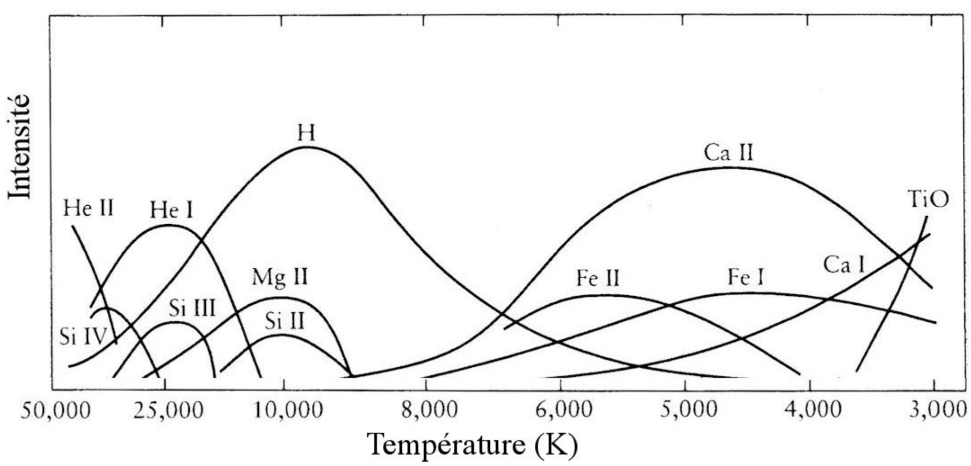
La température est

$$
\begin{aligned}
T &\approx 5000K \cdot \left(\frac{1}{IC+1,85} + \frac{1}{IC+0,67} \right) \\
&\approx 5000K \cdot \left(\frac{1}{0,42+1,85} + \frac{1}{0,42+0,67} \right) \\
&\approx 5000K \cdot \left(\frac{1}{2,27} + \frac{1}{1,09} \right) \\
&\approx 6790K
\end{aligned}
$$

La véritable température est de 6530 K ± 50 K.

L'intensité des raies spectrales

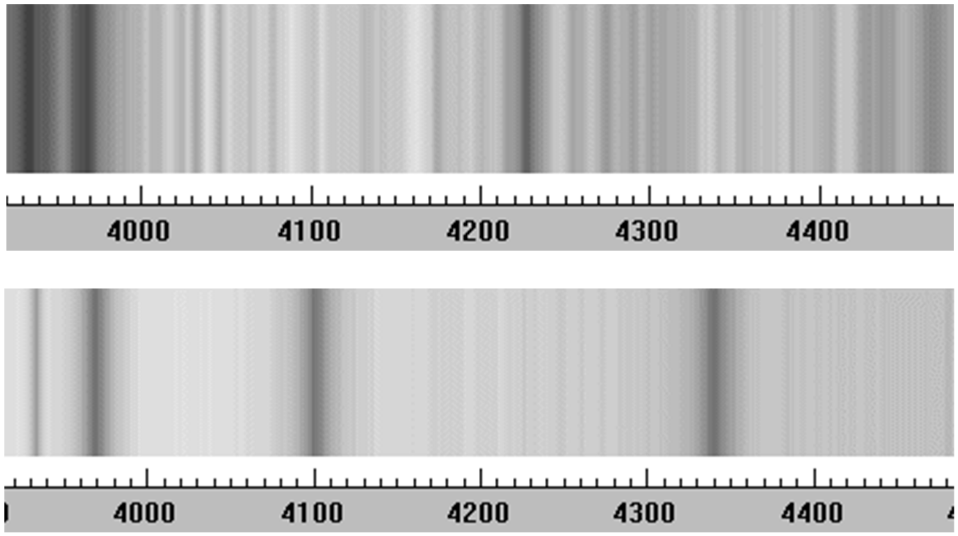
On peut aussi mesurer la température avec l'intensité des raies spectrales puisque l'intensité des raies spectrales change avec la température. Voici un rappel du graphique qui montre l'intensité de raies en fonction de la température.



www.astro.bas.bg/~petrov/hawley99.html

(L'intensité des raies varie aussi avec la composition de l'étoile, mais on a vu que la composition des étoiles est assez uniforme. Les variations d'intensité sont donc presque entièrement dues aux variations de température.)

Selon la température, on obtient donc des spectres très différents même si la composition des étoiles est pratiquement identique. Par exemple, voici des spectres d'étoiles ayant des températures de surface de 4000 K (haut) et de 10 000 K (bas).



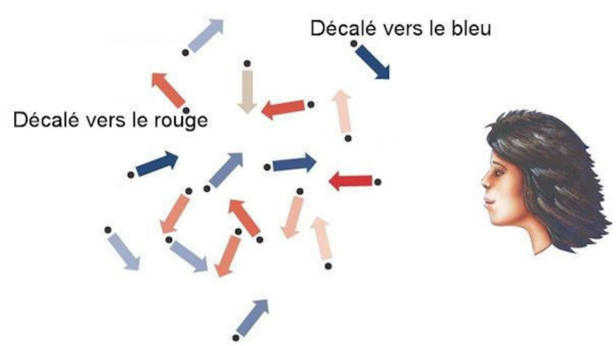
www.kcvs.ca/martin/astro/au/unit2/63/chp6_3.html

Le spectre de l'étoile à 10 000 K est dominé par le spectre de l'hydrogène, très intense à cette température. Par contre, les raies spectrales de l'hydrogène sont pratiquement absentes du spectre de l'étoile à 4000 K.

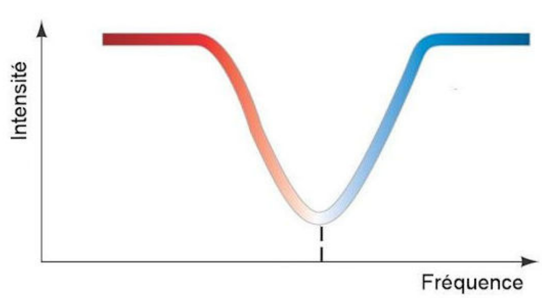
Ainsi, on peut déduire la température de l'étoile à partir de l'intensité relative des différentes raies spectrales.

La largeur des raies spectrales

Dans un gaz chaud, les particules se déplacent dans toutes les directions à des vitesses différentes. Ainsi, certaines particules s'éloignent de l'observateur, ce qui décale les raies vers le rouge et d'autres particules se dirigent vers l'observateur, ce qui décale les raies vers le bleu.



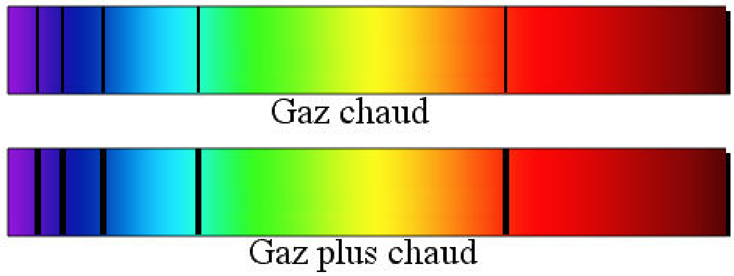
astronomy.nju.edu.cn/~lixd/GA/AT4/AT404/HTML/AT40404.htm



Ainsi, il y a une certaine variation dans les fréquences absorbées par chacun des atomes et la raie d'absorption s'étendra donc sur une plage de fréquence.

astronomy.nju.edu.cn/~lixd/GA/AT4/AT404/HTML/AT40404.htm

Plus le gaz est chaud, plus les atomes vont vite et plus l'effet Doppler sera important. Cela augmentera encore plus la largeur de la raie. La largeur de la raie spectrale permet donc de déterminer la température du gaz.



astronomy.swin.edu.au/cms/astro/cosmos/t/Thermal+Doppler+Broadening

Des calculs de thermodynamique permettent de calculer l'élargissement des raies spectrales dû à l'effet Doppler. La largeur totale de la raie est donnée par

$$\frac{\Delta\lambda}{\lambda} = \sqrt{\frac{8kT\ln(2)}{mc^2}}$$

(Les limites se situent quand l'intensité de l'absorption de la raie est la moitié de l'intensité de l'absorption au centre de la raie.) En utilisant les valeurs des constantes, on arrive à

Largeur totale des raies spectrales due à la température du gaz

$$\frac{\Delta\lambda}{\lambda} \approx 2\times10^{-5}\cdot\sqrt{\frac{T}{1000K\cdot A}}$$

Dans cette formule, *A* est le nombre de nucléons dans l'atome qui fait la raie spectrale.

Exemple 10.4.3

La température de surface du Soleil est de 5772 K. Quelle est la largeur de la raie spectrale du carbone ayant une longueur d'onde de 601,322 nm ?

Pour le carbone, *A* = 12. La largeur est donc

$$\frac{\Delta\lambda}{\lambda} \approx 2\times10^{-5}\cdot\sqrt{\frac{T}{1000K\cdot A}}$$

$$\frac{\Delta\lambda}{\lambda} \approx 2\times10^{-5}\cdot\sqrt{\frac{5772K}{1000K\cdot 12}}$$

$$\frac{\Delta\lambda}{\lambda} \approx 1,38\times10^{-5}$$

$$\frac{\Delta\lambda}{601,322nm} \approx 1,38\times10^{-5}$$

$$\Delta\lambda = 0,008nm$$

Ce n'est pas beaucoup, mais ça se mesure.

Plusieurs températures possibles

Le rayonnement émis par les étoiles ne correspond pas exactement au rayonnement des objets chauds parfaits. Ainsi, quand on mesure la température en utilisant différentes méthodes, on n'obtient pas toujours le même résultat. Il peut y avoir une petite variation de la valeur de la température selon la méthode employée.

Résultats typiques

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

10.5 LA TAILLE DES ÉTOILES SELON LA FORMULE DES OBJETS CHAUDS

On peut trouver la taille de l'étoile à partir de la formule de la luminosité de l'étoile, formule qu'on a trouvée lors de notre étude du Soleil.

Lien entre la luminosité et le rayon des étoiles

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

où σ est une constante valant 5,67 x 10^{-8} W/m²K^4. On peut aussi écrire cette formule sous la forme suivante.

$$\frac{L}{L_\odot} = \frac{\sigma 4\pi R_\odot^2 \cdot (1000K)^4}{L_\odot} \cdot \frac{R^2}{R_\odot^2} \cdot \left(\frac{T}{1000K}\right)^4$$

Puisque

$$\frac{\sigma 4\pi R_\odot^2 \cdot (1000K)^4}{L_\odot} = 9,0093\times 10^{-4}$$

on arrive à

$$\frac{L}{L_\odot} = 9\times 10^{-4} \cdot \frac{R^2}{R_\odot^2} \cdot \left(\frac{T}{1000K}\right)^4$$

$$1110 \cdot \frac{L}{L_\odot} \cdot \left(\frac{1000K}{T}\right)^4 = \frac{R^2}{R_\odot^2}$$

Ce qui nous amène à

Rayon des étoiles

$$R = 33,3R_\odot \cdot \sqrt{\frac{L}{L_\odot}} \cdot \left(\frac{1000K}{T}\right)^2$$

Comme on peut connaitre la luminosité et la température de surface des étoiles, on peut déduire le rayon de l'étoile avec ces formules.

Exemple 10.5.1

Sirius a une température de surface de 9940 K et une luminosité de 25,4 $L_\odot$. Quel est le rayon de cette étoile ?

Première version

On trouve le rayon de cette étoile avec la formule de la luminosité.

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

$$25,4 \cdot 3,828\times 10^{26} W = 5,67\times 10^{-8} \tfrac{W}{m^2K^4} \cdot 4\pi R^2 \cdot (9940K)^4$$

$$R = 1,182\times 10^9 m$$

$$R = 1,70R_\odot$$

Deuxième version

Le rayon de l'étoile est

$$R = 33,3R_\odot \cdot \sqrt{\frac{L}{L_\odot}} \cdot \left(\frac{1000K}{T}\right)^2$$

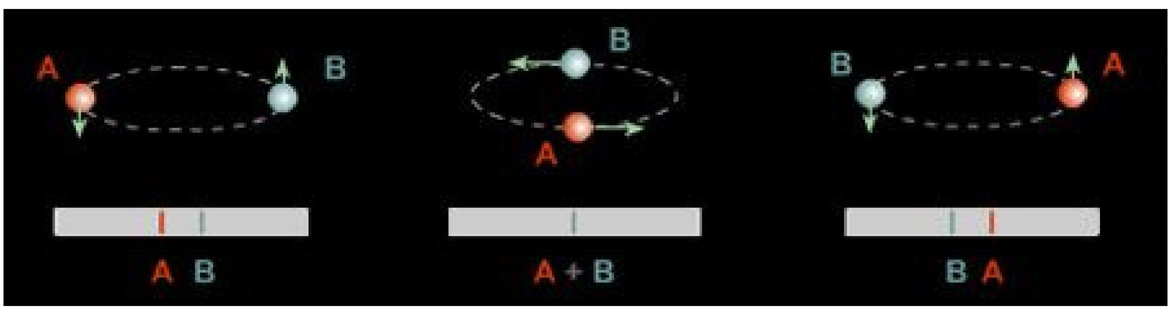
$$= 33,3R_\odot \cdot \sqrt{\frac{25,5L_\odot}{L_\odot}} \cdot \left(\frac{1000K}{9940K}\right)^2$$

$$= 33,3R_\odot \cdot \sqrt{25,4} \cdot \left(\frac{1}{9,94} \right)^2$$
$$= 1,70R_\odot$$

10.6 LA MASSE DES ÉTOILES DOUBLES À PARTIR DU SPECTRE

Il arrive souvent qu'une étoile double soit si éloignée de nous que nous ne puissions pas voir séparément les deux étoiles. Mais même si l'étoile double est vue 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. (Ici, on fait comme si le centre de masse était immobile. Le centre de masse pourrait être en mouvement, mais il est possible de corriger les données dans ce cas, mais nous ne le ferons pas dans ces notes.)



astronomyonline.org/stars/classification.asp

Sur la figure, on a montré une seule raie spectrale pour simplifier.

Examinons l'image de gauche. Pendant que l'étoile A se dirige vers nous, ses raies spectrales sont décalées vers le bleu. 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). Avec les décalages, on peut mesurer les vitesses des deux étoiles.

Un peu plus tard (¼ de période, 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, 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.
http://www.youtube.com/watch?v=pSznol5BYW8

On obtient donc deux informations importantes à partir du spectre : la vitesse des deux étoiles (v_A et v_B) et la période du système (T), qui correspond au temps nécessaire pour que les raies du spectre fassent un cycle complet (passe du décalage maximum vers le rouge au décalage maximum vers le bleu et revienne finalement au décalage maximum vers le rouge). Puisque le centre de masse est immobile, la quantité de mouvement totale du système est nulle. On doit donc avoir

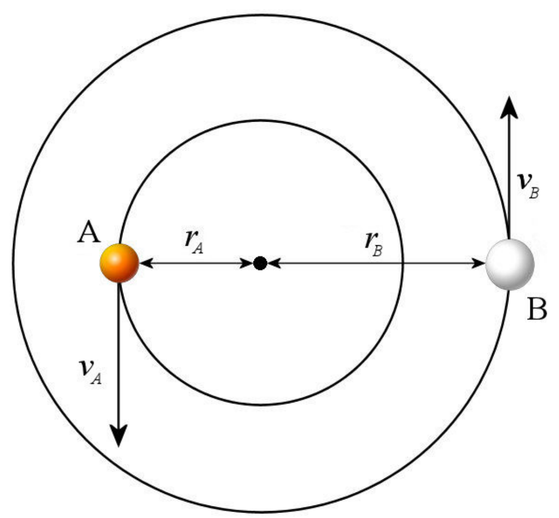
$$M_{tot} v_{c.m.} = M_A v_A + M_B v_B$$
$$0 = M_A v_A + M_B v_B$$
$$M_A v_A = -M_B v_B$$

La différence de signe confirme que quand une étoile s'approche, l'autre s'éloigne. Toutefois, on va souvent travailler avec les grandeurs des vitesses et cette différence de signe est inutile dans nos équations. On aura donc

Lien entre les vitesses des deux étoiles

$$M_A v_A = M_B v_B$$

On aura une deuxième équation en examinant le mouvement des deux étoiles.



Pour chaque étoile, on a

étoile A	étoile B
$v_A = \dfrac{2\pi r_A}{T}$	$v_B = \dfrac{2\pi r_B}{T}$

En additionnant ces deux équations, on

$$v_A + v_B = \frac{2\pi r_A}{T} + \frac{2\pi r_B}{T}$$
$$v_A + v_B = \frac{2\pi}{T}(r_A + r_B)$$
$$v_A + v_B = \frac{2\pi}{T} r$$

En isolant *r,* on arrive à

Distance entre les étoiles d'un système d'étoiles doubles

$$r = \frac{(v_A + v_B)T}{2\pi}$$

En utilisant l'équation de la masse totale trouvée au chapitre précédent

$$M_{tot} = \frac{4\pi^2 r^3}{GT^2}$$

on a

$$M_{tot} = \frac{4\pi^2}{GT^2}\frac{(v_A + v_B)^3 T^3}{(2\pi)^3}$$

En simplifiant, on arrive à

Masse totale d'un système d'étoiles doubles

$$M_{tot} = \frac{(v_A + v_B)^3 T}{2\pi G}$$

Exemple 10.6.1

γ de Persée est une étoile double. L'étude du spectre a montré que la vitesse des étoiles était de v_A = 7,56 km/s et v_B = 12,37 km/s et que la période du système est de 14,6 ans. Quelles sont les masses des deux étoiles ?

La masse totale du système est

$$\begin{aligned} M_{tot} &= \frac{(v_A + v_B)^3 T}{2\pi G} \\ &= \frac{\left(7560\tfrac{m}{s} + 12\,370\tfrac{m}{s}\right)^3 \cdot (14,6 \cdot 365,25 \cdot 24 \cdot 60 \cdot 60 s)}{2\pi \cdot 6,6743 \times 10^{-11}\tfrac{Nm^2}{kg^2}} \\ &= 8,697 \times 10^{30} kg \\ &= 4,37 M_\odot \end{aligned}$$

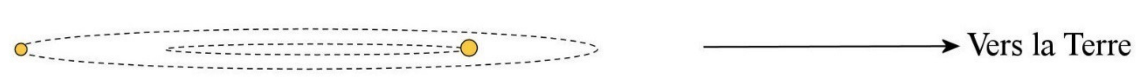
On trouve la masse de chaque étoile avec

$$M_A v_A = M_B v_B$$
$$M_A \cdot 7,56\tfrac{km}{s} = M_B \cdot 12,371\tfrac{km}{s}$$

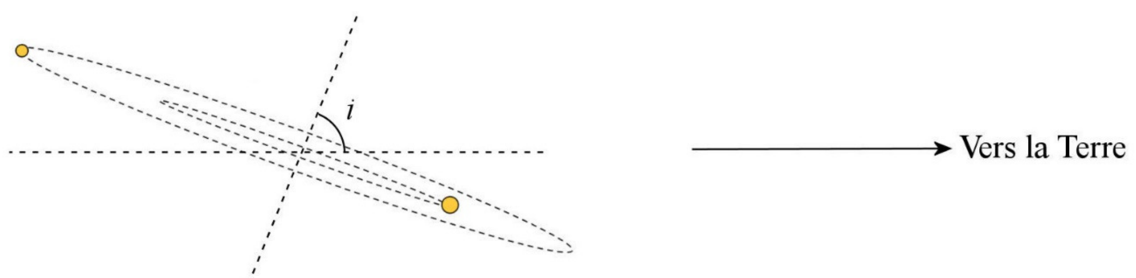
$$M_A = M_B \cdot 1{,}636$$
$$\left(4{,}37M_\odot - M_B\right) = M_B \cdot 1{,}636$$
$$4{,}37M_\odot = M_B \cdot 2{,}636$$
$$M_B = 1{,}66M_\odot$$
$$M_A = 2{,}71M_\odot$$

Effet de l'inclinaison de l'orbite

En fait, il y a des subtilités. On a supposé ici que les étoiles se dirigent exactement vers la Terre quand elles tournent autour de leur centre de masse. Autrement dit, on a supposé qu'on voyait les orbites des étoiles exactement de côté.



En réalité, le plan de l'orbite peut être incliné d'un certain angle comme ceci.



Dans ce cas, la vitesse mesurée par effet Doppler ne représente que la composante de la vitesse en direction de la Terre. Ainsi, la vitesse mesurée v_m est

$$v_m = v \sin i$$

où i est l'angle d'inclinaison du système (voir la figure). Dès lors, les véritables vitesses des étoiles sont

$$v = \frac{v_m}{\sin i}$$

En remplaçant dans l'équation de la masse, on arrive à

$$M_{tot} = \frac{\left(v_{mA} + v_{mB}\right)^3 T}{2\pi G \sin^3 i}$$

Comme on ne connait pas l'angle d'inclinaison puisqu'on ne voit pas le système, on calcule la masse sans s'occuper du sinus.

$$M_{calculée} = \frac{(v_{mA} + v_{mB})^3 T}{2\pi G}$$

On sait alors que

$$M_{tot} > M_{calculée}$$

puisque

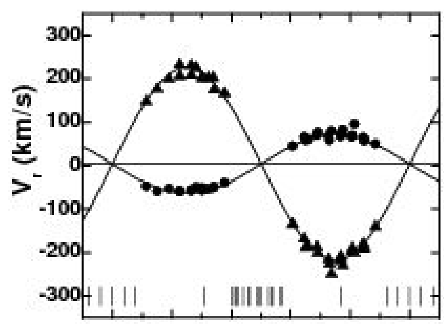
$$\frac{(v_{mA} + v_{mB})^3 T}{2\pi G \sin^3 i} > \frac{(v_{mA} + v_{mB})^3 T}{2\pi G}$$

Cela signifie que la masse calculée est toujours plus petite que la véritable masse du système.

Notez que si on connait la masse du système par un autre moyen, on peut déduire l'angle d'inclinaison du système avec ces formules.

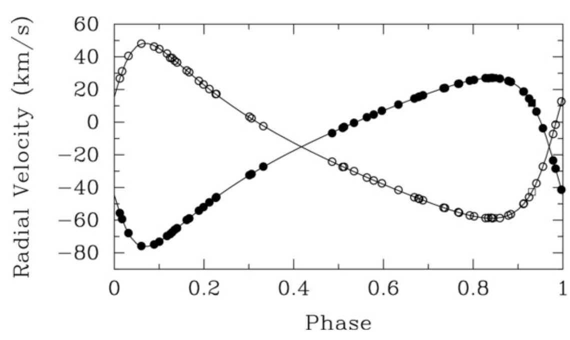
Orbites elliptiques

La méthode peut aussi s'appliquer si les orbites sont elliptiques. Quand les orbites sont circulaires, les graphiques du décalage des raies sont des sinus. On pourrait, par exemple, obtenir un graphique comme celui de droite.



inspirehep.net/record/804491/plots#0

Si les orbites sont elliptiques, le graphique ne sera pas un sinus. Par exemple, voici le graphique du décalage en fonction du temps pour les étoiles HD 24623 et V923 du scorpion. L'excentricité des orbites de ces étoiles est de 0,5.



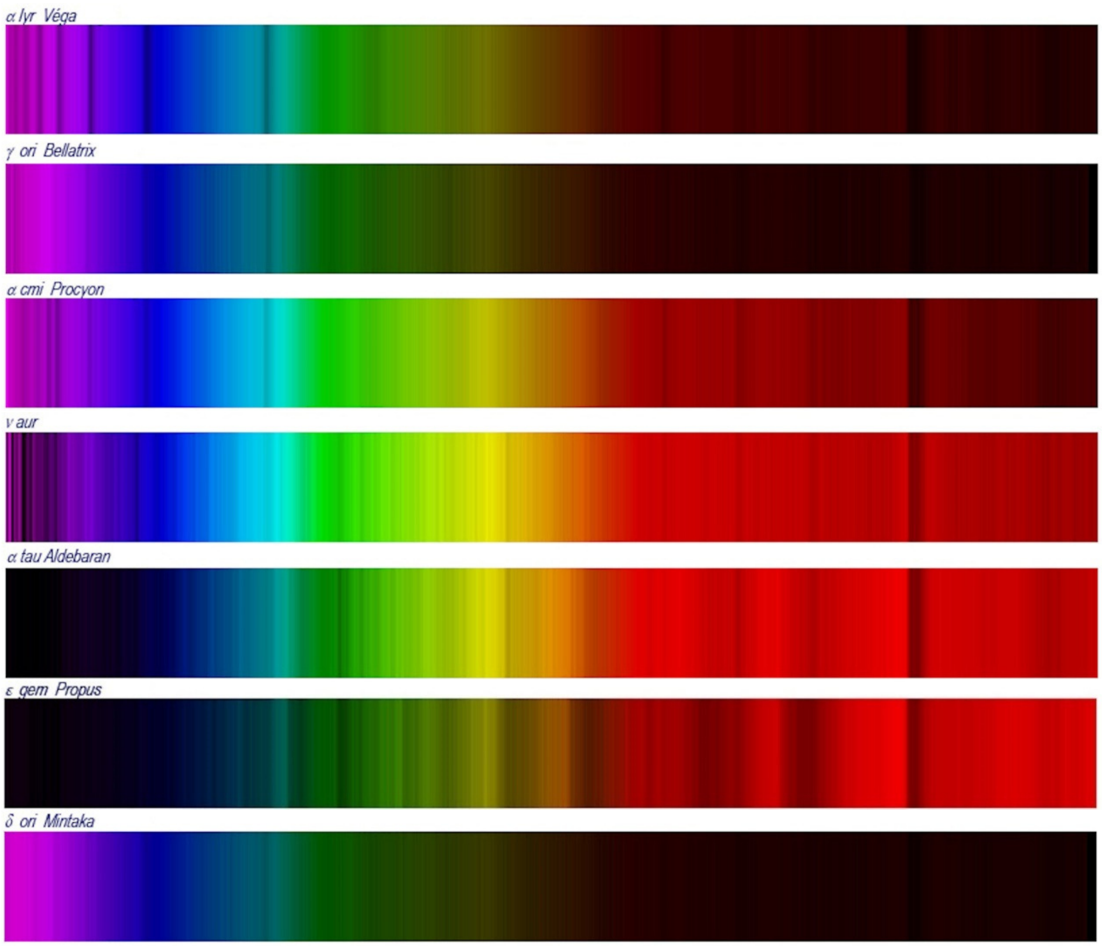
iopscience.iop.org/article/10.1088/0004-6256/141/5/145

À partir de la forme du graphique, on peut déterminer l'excentricité de l'orbite (mais on ne le fera pas ici).

10.7 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.

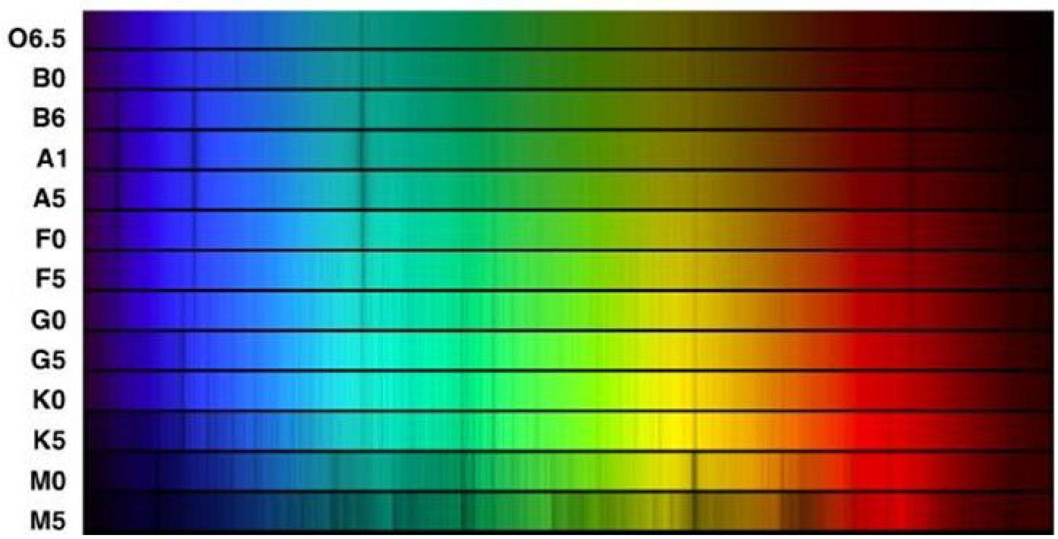
Pour se rappeler l'ordre de la classification, les anglophones utilisent la phrase suivante.

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.

Il arrive parfois que le spectre d'une étoile contienne des raies d'émission en plus des raies d'absorption. Dans ce cas, on ajoute un *e* au type spectral pour indiquer la présence de raies d'émission. Ainsi, si le spectre d'une étoile de type G5 contient des raies d'émission en plus des raies d'absorption caractéristiques de ce type de spectre, son type spectral sera G5e.

10.8 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.

Exemple 10.8.1

Une étoile ayant une magnitude bolométrique de 13,3 a un spectre de type A1 (comme Sirius). Quelle est la distance de cette étoile, sachant que les étoiles ayant ce type spectral ont une luminosité de 25,4 $L_\odot$?

Si son spectre est de type A1, on suppose que cette étoile a la même luminosité que les autres étoiles de type spectral A1, donc une luminosité de 25,4 $L_\odot$. Si la magnitude bolométrique est de 13,3, alors l'intensité de la lumière est

$$\begin{aligned} I &= 2,518\times 10^{-8} \tfrac{W}{m^2} \cdot 10^{-0,4\cdot 13,3} \\ &= 1,205\times 10^{-13} \tfrac{W}{m^2} \end{aligned}$$

On doit donc avoir

$$I = \frac{L}{4\pi D^2}$$

$$1,205\times 10^{-13} \tfrac{W}{m^2} = \frac{25,4\cdot 3,828\times 10^{26} W}{4\pi D^2}$$

$$D = 8,01 \times 10^{19} m$$
$$D = 8469 al$$

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 ± 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 $M_\odot$

10.9 LES CLASSES DE LUMINOSITÉ

Deux étoiles différentes ayant des spectres quasi identiques

Bételgeuse et l'étoile de Barnard ont des spectres quasi identiques. Bételgeuse a un spectre de type M2 alors que l'étoile de Barnard a un spectre de type M4. Pourtant, ce sont des étoiles très différentes. Leurs températures de surface sont presque identiques (autour de 3200 K), ce qui leur donne des spectres assez semblables, mais c'est là que s'arrêtent les similitudes. Les autres caractéristiques sont très différentes, comme on peut le constater sur ce tableau.

	Bételgeuse	Étoile de Barnard
Masse	18 ± 2 $M_\odot$	0,144 $M_\odot$
Luminosité	126 000 $L_\odot$	0,0035 $L_\odot$
Rayon	Entre 700 et 1020 $R_\odot$	0,196 $R_\odot$

Est-ce que cela signifie que la méthode des étoiles jumelles ne fonctionne pas toujours ? Pas du tout. Un examen attentif du spectre permet de voir que l'on a affaire à des étoiles bien différentes. Cela peut se voir avec la largeur des raies spectrales.

Des raies spectrales qui n'ont pas la même largeur

On se rappelle que les photons d'une étoile proviennent d'une couche appelée la photosphère. Les photons qui tentent de sortir de l'étoile à partir d'un endroit sous la photosphère n'ont pratiquement pas de chance de sortir de l'étoile sans être absorbés ou déviés par une molécule. Ceux qui sont émis dans la photosphère ont de bonnes chances de sortir de l'étoile sans interagir.

L'épaisseur de la photosphère doit être approximativement égale au libre parcours moyen des photons. Le libre parcours moyen est la distance moyenne qu'un photon peut faire dans un gaz avant d'être absorbé ou dévié. Si on veut qu'un photon puisse sortir du Soleil en partant des couches les plus profondes de la photosphère, il faut que son libre parcours moyen lui permette de traverser cette région.

Or, le libre parcours moyen est inversement proportionnel à la masse volumique du gaz. Ça semble logique qu'un photon puisse traverser une épaisseur de gaz plus grande si le gaz est moins dense. On a donc

$$\text{libre parcours moyen} \propto \frac{1}{\rho}$$

On peut écrire cette équation sous la forme suivante.

$$\text{libre parcours moyen} = (cst)\frac{1}{\rho}$$

où *cst* est une constante qui pourrait dépendre de la température du gaz, mais qui est bel et bien une constante ici puisque les deux étoiles ont la même température de surface.

Puisque ce libre parcours est approximativement égal à l'épaisseur de la photosphère, on peut alors écrire

$$\Delta r_{photosphère} = (cst)\frac{1}{\rho}$$

On va maintenant utiliser la condition d'équilibre hydrostatique pour le changement de pression avec la distance. Cette équation est

$$\frac{dP}{dr} = -g\rho$$

En approximant, on a

$$\Delta P \approx -g\rho\Delta r$$

Le changement de pression sur distance égale à l'épaisseur de la photosphère est donc

$$\Delta P \approx -g\rho\Delta r_{photosphère}$$

$$\Delta P \approx -(cst)\, g \rho \frac{1}{\rho}$$
$$\Delta P \approx -(cst)\, g$$

Comme la pression est nulle au-dessus de la photosphère, la pression dans la photosphère est

$$P_{surface} - P_{base\ photo} \approx -(cst)\, g$$
$$0 - P_{base\ photo} \approx -(cst)\, g$$
$$P_{base\ photo} \approx (cst)\, g$$

La pression moyenne dans la photosphère serait alors approximativement la moyenne de la pression en surface (qui est nulle) et de la pression à la base de la photosphère

$$\overline{P}_{photo} \approx \tfrac{1}{2}(cst)\, g$$

La pression dans la photosphère est donc proportionnelle à g. Or, les valeurs de g sont très différentes pour nos deux étoiles.

$$g_{Bétel} = \frac{GM_{Bétel}}{R_{Bétel}^2} \approx 0{,}006\,\tfrac{N}{kg}$$
$$g_{Barn} = \frac{GM_{Barn}}{R_{Barn}^2} \approx 1000\,\tfrac{N}{kg}$$

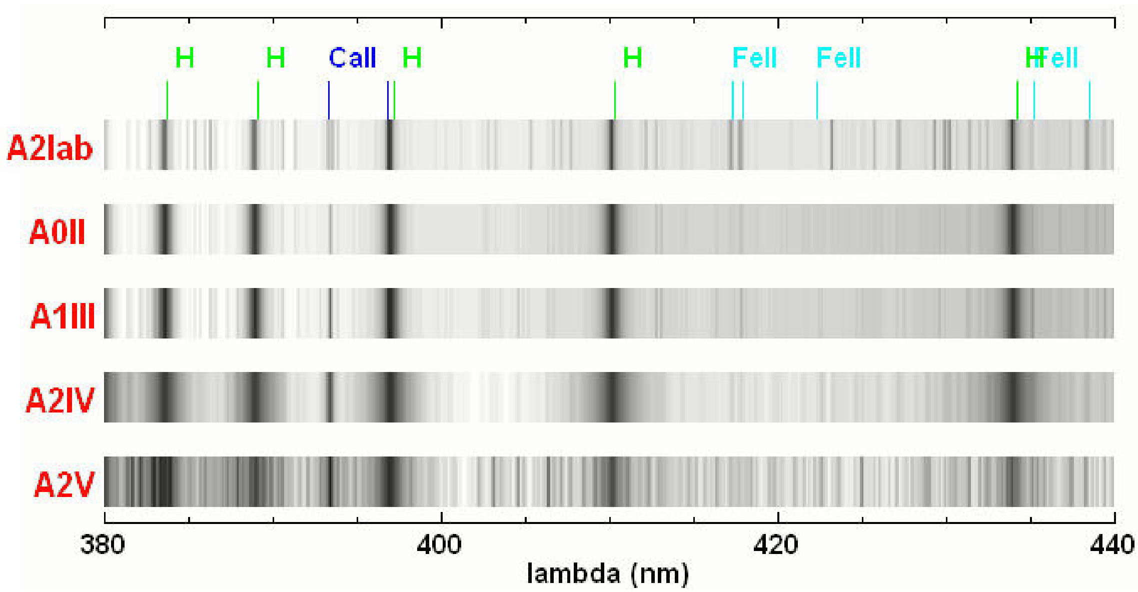
Les photons qui nous arrivent de ces deux étoiles proviennent donc de gaz qui est des pressions très différentes. La pression est beaucoup plus basse dans la photosphère de Bételgeuse.

Puisque ces étoiles ont la même température de surface, la pression dépend donc uniquement de la densité du gaz. Les photons qui nous arrivent de ces deux étoiles proviennent donc de gaz qui ont des densités très différentes. La densité de la photosphère de Bételgeuse est donc beaucoup plus basse que celle de l'étoile de Barnard.

Or, la densité a une influence sur la largeur des raies spectrales. Cela se produit parce qu'il y a plus d'interaction entre les atomes quand la densité est plus grande. Une interaction assez forte entre deux atomes peut modifier un peu les niveaux d'énergie et donc la longueur d'onde des raies d'absorption. Certaines absorptions se font à certaines fréquences légèrement différentes de ce qu'on aurait si la pression était plus faible et cela élargit un peu la raie spectrale. La largeur de la raie spectrale nous renseigne donc sur la densité dans la photosphère. (L'élargissement des raies dû à la température n'est pas différent pour les deux étoiles puisque les températures de surface sont identiques. Il ne reste donc que l'élargissement dû à la densité.) En examinant la largeur des raies, on peut donc voir qu'on a affaire à des étoiles bien différentes.

Les classes de luminosité

On a donc défini des classes de luminosité allant de I à V, selon la largeur des raies. Voici comment change le spectre d'une étoile de type A2 (approximativement) selon la classe de luminosité.



media4.obspm.fr/public/FSU/pages_diagramme/impression.html

On indique la classe de luminosité après de type spectral. Ainsi, la classification spectrale du Soleil est G2V, alors que celle de Bételgeuse est M2I.

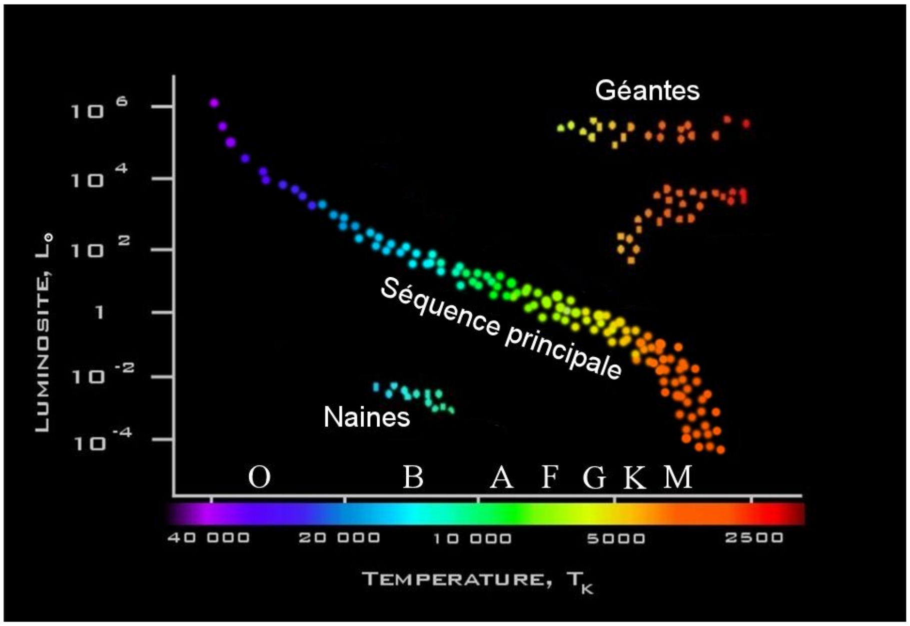
10.10 LE DIAGRAMME HR

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. Les étoiles de la séquence principale correspondent à celles de la classe de luminosité V (celles ayant des raies spectrales relativement larges).

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. Pour comprendre pourquoi, souvenez-vous que la luminosité de l'étoile est

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

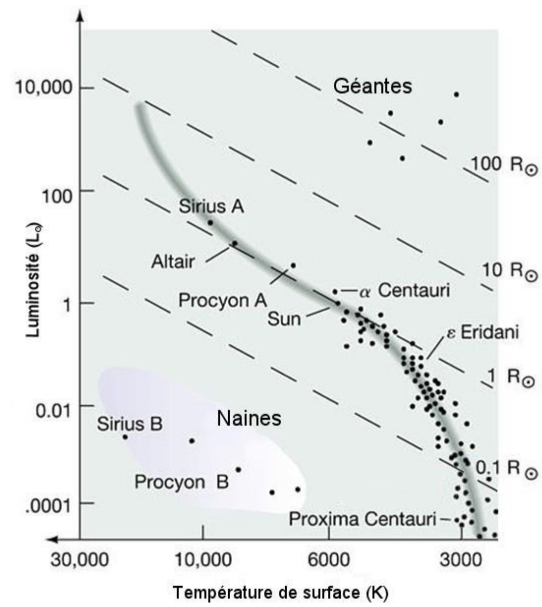
Le rayon de l'étoile est donc

$$R = \frac{1}{T^2}\sqrt{\frac{L}{\sigma 4\pi}}$$

On voit que 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.*

On voit que 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

<u>*Les géantes*</u>

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. Elles correspondent aux étoiles des classes I, II, III et IV, qui ont des raies spectrales relativement minces. Il y a 4 classes parce qu'il y a différents types de géantes.

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.

<u>*Les naines blanches*</u>

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.

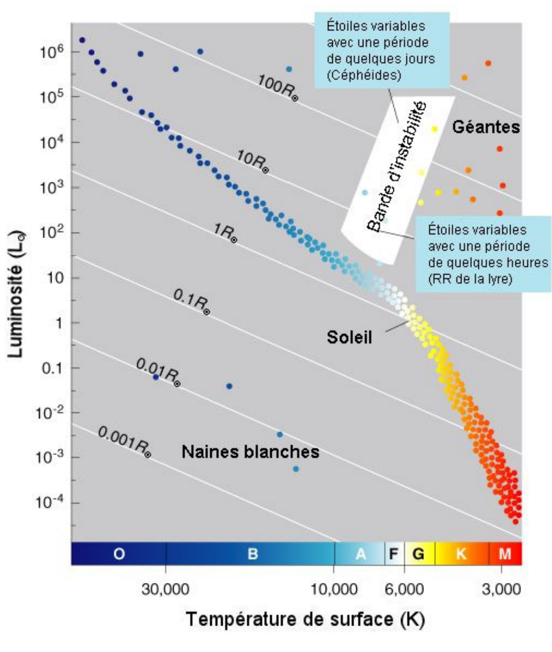
On a eu toutefois toute une surprise quand Henry Norris Russell, Charles Pickering et Williamina Fleming ont présenté les résultats de leur étude du spectre de cette étoile en 1910. La température de surface de 40 Eridani B est de 16 500 K ! C'est très loin de la température de surface des étoiles de 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. Les spectres des naines étant assez différents de ceux de toutes les autres étoiles, on les classe dans la classe de luminosité D (pour dégénéré, un concept qu'on verra plus loin).

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

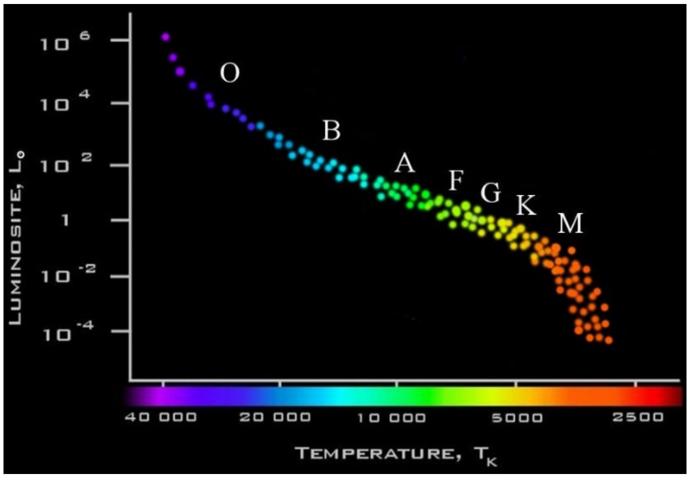
10.11 LA SÉQUENCE PRINCIPALE

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

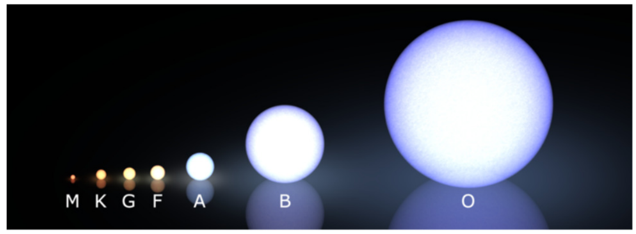
Voici un tableau montrant les caractéristiques des étoiles de la séquence principale selon le type spectral de l'étoile.

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.)

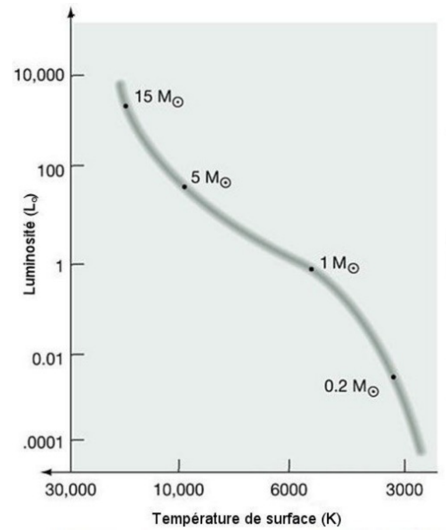
Voici donc, en comparaison, à quoi ressemblent ces étoiles de la séquence principales selon les types spectraux.



lcogt.net/spacebook/types-stars

La masse détermine presque tout 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.



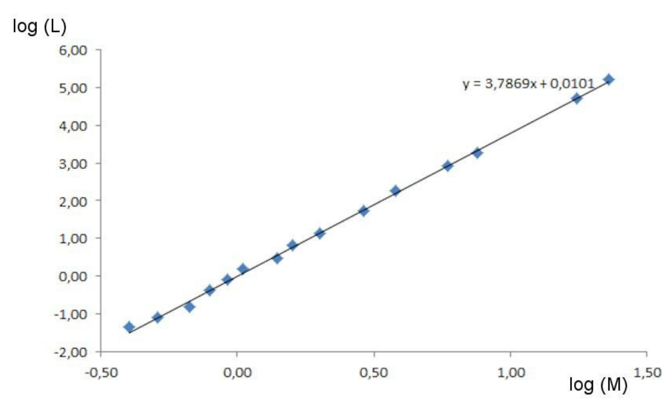
www2.astro.psu.edu/users/caryl/a10/lec8_2d.html

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 des étoiles varie peu, c'est essentiellement la masse qui détermine la position de l'étoile sur la séquence principale.

Cela signifie qu'il doit y avoir un lien entre la masse et la luminosité, le rayon, la température de surface et la durée de vie de l'étoile quand l'étoile est sur la séquence principale.

Lien entre la masse et la luminosité sur la séquence principale

Examinons premièrement le lien entre la masse et la luminosité. Selon les valeurs des masses et des luminosités du tableau précédent, voici ce qu'on obtient quand on fait le graphique du logarithme de la luminosité (en luminosité solaire) en fonction du logarithme de la masse (en masse solaire).



On remarque qu'une droite donne la tendance. Avec l'équation de cette droite, on trouve le lien entre la luminosité et la masse des étoiles de la séquence principale. On a donc

$$\log\left(\frac{L}{L_\odot}\right) = 0,0101 + 3,7869\log\left(\frac{M}{M_\odot}\right)$$

$$\log\left(\frac{L}{L_\odot}\right) = \log(1,0235) + \log\left(\frac{M}{M_\odot}\right)^{3,7869}$$

$$\log\left(\frac{L}{L_\odot}\right) = \log\left(1,0235\cdot\left(\frac{M}{M_\odot}\right)^{3,7869}\right)$$

$$\frac{L}{L_\odot} = 1,0235\cdot\left(\frac{M}{M_\odot}\right)^{3,7869}$$

Comme c'est une relation un peu approximative, on peut arrondir pour arriver à la relation suivante.

Relation entre la masse et la luminosité des étoiles sur la séquence principale

$$L = L_\odot\left(\frac{M}{M_\odot}\right)^{3,8}$$

Rappelons-le, c'est une approximation. La véritable luminosité peut même être différente d'un facteur 2 par rapport à celle donnée par l'équation, c'est-à-dire que la véritable luminosité de l'étoile est située quelque part entre la moitié et le double de la valeur donnée par la formule. Nous verrons plus tard pourquoi il y a de telles variations. Notez également que cette formule donne des résultats peu conformes à la réalité pour des masses supérieures à 20 masses solaires et il ne faudrait donc pas l'utiliser pour ces étoiles très massives.

Exemple 10.11.1

Quelle est la luminosité de l'étoile Altaïr si elle a une masse de 1,79 $M_\odot$?

La luminosité est

$$\begin{aligned} L &= L_\odot\left(\frac{M}{M_\odot}\right)^{3,8} \\ &= L_\odot\left(\frac{1,79M_\odot}{M_\odot}\right)^{3,8} \\ &= L_\odot(1,79)^{3,8} \\ &= 9,14L_\odot \end{aligned}$$

La véritable luminosité d'Altaïr est de 10,6 $L_\odot$!

Exemple 10.11.2

Quelle est la masse de l'étoile Sirius, si la luminosité est de 25,4 $L_\odot$?

La masse se trouve avec

$$L = L_\odot \left(\frac{M}{M_\odot}\right)^{3,8}$$

$$25,4L_\odot = L_\odot \left(\frac{M}{M_\odot}\right)^{3,8}$$

$$25,4 = \left(\frac{M}{M_\odot}\right)^{3,8}$$

$$\sqrt[3,8]{25,4} = \frac{M}{M_\odot}$$

$$M = M_\odot \cdot \sqrt[3,8]{25,4}$$

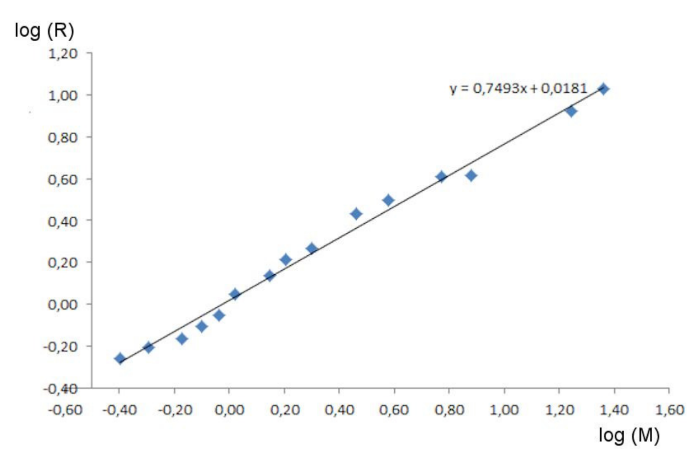
$$M = 2,34M_\odot$$

La vraie masse de Sirius est de 2,06 $M_\odot$.

Ces deux exemples nous montrent le côté approximatif de cette formule.

Lien entre la masse et le rayon sur la séquence principale

Cette fois, on va faire le graphique du logarithme du rayon de l'étoile en fonction du logarithme de la masse de l'étoile pour voir s'il y a un lien entre la masse et le rayon de l'étoile. Avec les données du tableau précédent, on arrive au graphique de droite.



L'équation de la droite nous donne

$$\log\left(\frac{R}{R_\odot}\right)=0,0181+0,7493\log\left(\frac{M}{M_\odot}\right)$$

$$\log\left(\frac{R}{R_\odot}\right)=\log\left(1,0425\right)+\log\left(\frac{M}{M_\odot}\right)^{0,7493}$$

$$\log\left(\frac{R}{R_\odot}\right)=\log\left(1,0425\cdot\left(\frac{M}{M_\odot}\right)^{0,7493}\right)$$

$$\frac{R}{R_\odot}=1,0425\cdot\left(\frac{M}{M_\odot}\right)^{0,7493}$$

On peut arrondir un peu pour arriver à la relation suivante.

Relation entre la masse et le rayon des étoiles sur la séquence principale

$$R=R_\odot\left(\frac{M}{M_\odot}\right)^{0,75}$$

Encore une fois, cette relation est un peu approximative et il ne faudrait pas l'utiliser pour des étoiles ayant des masses supérieures à 20 masses solaires.

Exemple 10.11.3

Quel est le rayon de Sirius si elle a une masse de 2,06 $M_\odot$?

Le rayon est

$$\begin{aligned}R&=R_\odot\left(\frac{M}{M_\odot}\right)^{0,75}\\&=R_\odot\left(\frac{2,06M_\odot}{M_\odot}\right)^{0,75}\\&=R_\odot\left(2,06\right)^{0,75}\\&=1,72R_\odot\end{aligned}$$

Le véritable rayon de Sirius est de 1,71 $R_\odot$.

Lien entre la masse et la température sur la séquence principale

Les deux équations précédentes nous permettent de faire le lien entre la masse et la température de surface de l'étoile. Puisque la luminosité est de

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

on a

$$L_\odot \left(\frac{M}{M_\odot} \right)^{3,8} = 4\pi \left(R_\odot \left(\frac{M}{M_\odot} \right)^{0,75} \right)^2 \sigma T^4$$

$$L_\odot \left(\frac{M}{M_\odot} \right)^{3,8} = 4\pi R_\odot^2 \left(\frac{M}{M_\odot} \right)^{1,5} \sigma T^4$$

$$L_\odot \left(\frac{M}{M_\odot} \right)^{2,3} = 4\pi R_\odot^2 \sigma T^4$$

$$T^4 = \frac{L_\odot}{4\pi R_\odot^2 \sigma} \left(\frac{M}{M_\odot} \right)^{2,3}$$

$$T = \sqrt[4]{\frac{L_\odot}{4\pi R_\odot^2 \sigma}} \left(\frac{M}{M_\odot} \right)^{0,575}$$

La racine quatrième est une constante, elle vaut

$$\begin{aligned} \sqrt[4]{\frac{L_\odot}{4\pi R_\odot^2 \sigma}} &= \sqrt[4]{\frac{3,828 \times 10^{26} W}{4\pi \cdot \left(6,957 \times 10^8 m\right)^2 \cdot 5,67 \times 10^{-8} \frac{W}{m^2 K^4}}} \\ &= 5772K \end{aligned}$$

On a donc,

Relation entre la masse et la température de surface des étoiles sur la séquence principale

$$T = 5772K \cdot \left(\frac{M}{M_\odot} \right)^{0,575}$$

Encore une fois, il ne faudrait pas utiliser cette formule pour des étoiles de plus de 20 masses solaires.

Exemple 10.11.4

Quelle est la température de surface de Sirius si elle a une masse de 2,06 $M_\odot$?

La température est

$$T = 5772K \cdot \left(\frac{M}{M_\odot} \right)^{0,575}$$

$$
\begin{aligned}
&= 5772K \cdot \left(\frac{2,06 M_\odot}{M_\odot} \right)^{0,575} \\
&= 5772K \cdot (2,06)^{0,575} \\
&= 8746K
\end{aligned}
$$

La véritable température de Sirius est de 9940K.

La durée de vie sur la séquence principale

On se rappelle que la durée de vie d'une étoile est donnée par

$$t_{vie} = 10,9Ga \cdot \frac{M}{M_\odot} \cdot \frac{L_\odot}{L}$$

Cette durée est le temps que prendra l'étoile pour fusionner son hydrogène, donc la durée de vie de l'étoile sur la séquence principale (puisque les étoiles de la séquence principale sont celles qui fusionnent de l'hydrogène). On verra dans un prochain chapitre que l'étoile devient une géante après sa vie sur la séquence principale.

Puisqu'on a une formule qui fait le lien entre la luminosité et la masse

$$\frac{L}{L_\odot} = \left(\frac{M}{M_\odot} \right)^{3,8}$$

On peut réécrire la formule de la durée de vie ainsi

$$
\begin{aligned}
t_{vie} &= 10,9Ga \cdot \frac{M}{M_\odot} \cdot \frac{L_\odot}{L} \\
&= 10,9Ga \cdot \frac{M}{M_\odot} \cdot \left(\frac{M}{M_\odot} \right)^{-3,8}
\end{aligned}
$$

On obtient alors

Relation entre la masse et la durée de vie des étoiles sur la séquence principale

$$t_{vie} = 10,9Ga \cdot \left(\frac{M}{M_\odot} \right)^{-2,8}$$

Encore une fois, il ne faudrait pas utiliser cette formule pour des étoiles de plus de 20 masses solaires.

On peut alors appliquer ces calculs aux différents types d'étoiles sur la séquence principale.

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

(Évidemment, c'est approximatif. Les véritables valeurs, qu'on avait à la section 10.11, peuvent être un peu différentes, surtout pour les étoiles ayant des masses très élevées ou très petites.)

On observe que plus l'étoile est massive, plus sa vie est courte. Ces grosses étoiles ont des réserves d'hydrogène plus importantes, mais elles fusionnent cet hydrogène tellement plus rapidement qu'on obtient une vie beaucoup plus courte.

Densité, pression et température au centre d'une étoile sur la séquence principale

On a vu au chapitre précédent qu'on peut <u>estimer</u> la densité, la pression et la température au centre d'une étoile en utilisant les formules obtenues avec le modèle du Soleil.

$$\rho_{centre} \approx 153 \tfrac{tonnes}{m^3} \cdot \frac{M}{M_\odot} \cdot \left(\frac{R_\odot}{R}\right)^3$$

$$P_{centre} \approx 2,36 \times 10^{16} Pa \cdot \left(\frac{M}{M_\odot}\right)^2 \cdot \left(\frac{R_\odot}{R}\right)^4$$

$$T_{centre} \approx 15,7 MK \cdot \frac{\mu}{\mu_\odot} \cdot \frac{M}{M_\odot} \cdot \frac{R_\odot}{R}$$

(C'est une estimation parce qu'on suppose que la structure interne est la même que celle du Soleil avec ces formules.)

Avec la formule du rayon en fonction de la masse sur la séquence principale, on peut changer ces formules pour qu'elles ne dépendent que de la masse. La formule de la densité devient

$$\rho_{centre} \approx 153\,\tfrac{tonnes}{m^3} \cdot \frac{M}{M_\odot} \cdot \left(\frac{R_\odot}{R_\odot \left(\frac{M}{M_\odot} \right)^{0,75}} \right)^3$$
$$\approx 153\,\tfrac{tonnes}{m^3} \cdot \frac{M}{M_\odot} \cdot \frac{1}{\left(\frac{M}{M_\odot} \right)^{2,25}}$$

Ce qui donne

Relation entre la masse et la densité centrale des étoiles sur la séquence principale

$$\rho_{centre} \approx 153\,\tfrac{tonnes}{m^3} \cdot \left(\frac{M}{M_\odot} \right)^{-1,25}$$

On voit que la densité centrale diminue avec la masse de l'étoile.

Sur la séquence principale, la formule de la pression centrale devient

$$P_{centre} \approx 2,36 \times 10^{16}\,Pa \cdot \frac{M^2}{M_\odot^2} \cdot \left(\frac{R_\odot}{R_\odot \left(\frac{M}{M_\odot} \right)^{0,75}} \right)^4$$
$$\approx 2,36 \times 10^{16}\,Pa \cdot \frac{M^2}{M_\odot^2} \cdot \frac{1}{\left(\frac{M}{M_\odot} \right)^{3}}$$

Ce qui donne

Relation entre la masse et la pression centrale des étoiles sur la séquence principale

$$P_{centre} \approx 2,36 \times 10^{16}\,Pa \cdot \left(\frac{M}{M_\odot} \right)^{-1}$$

On voit que la pression centrale diminue avec la masse de l'étoile.

Sur la séquence principale, la formule de la température centrale devient (en supposant que $\mu = \mu_\odot$)

$$T_{centre} \approx 15,7MK \cdot \frac{\mu}{\mu_\odot} \cdot \frac{M}{M_\odot} \cdot \frac{R_\odot}{R_\odot \left(\frac{M}{M_\odot} \right)^{0,75}}$$
$$\approx 15,7MK \cdot \frac{\mu_\odot}{\mu_\odot} \cdot \frac{M}{M_\odot} \cdot \frac{1}{\left(\frac{M}{M_\odot} \right)^{0,75}}$$

Ce qui donne

Relation entre la masse et la température centrale des étoiles sur la séquence principale

$$T_{centre} \approx 15,7MK \cdot \left(\frac{M}{M_\odot}\right)^{0,25}$$

On voit que la température centrale augmente avec la masse de l'étoile.

Exemple 10.11.5

Sirius a une masse de 2,06 $M_\odot$.

a) Quelle est approximativement sa densité centrale ?

La densité est

$$\begin{aligned}\rho_{centre} &\approx 153\tfrac{tonnes}{m^3} \cdot \left(\frac{M}{M_\odot}\right)^{-1,25} \\ &\approx 153\tfrac{tonnes}{m^3} \cdot \left(\frac{2,06M_\odot}{1M_\odot}\right)^{-1,25} \\ &\approx 153\tfrac{tonnes}{m^3} \cdot (2,06)^{-1,25} \\ &\approx 62\tfrac{tonnes}{m^3}\end{aligned}$$

b) Quelle est approximativement sa pression centrale ?

La pression est

$$\begin{aligned}P_{centre} &\approx 2,36\times10^{16}\,Pa \cdot \left(\frac{M}{M_\odot}\right)^{-1} \\ &\approx 2,36\times10^{16}\,Pa \cdot \left(\frac{2,06M_\odot}{M_\odot}\right)^{-1} \\ &\approx 2,36\times10^{16}\,Pa \cdot (2,06)^{-1} \\ &\approx 1,15\times10^{16}\,Pa\end{aligned}$$

c) Quelle est approximativement sa température centrale ?

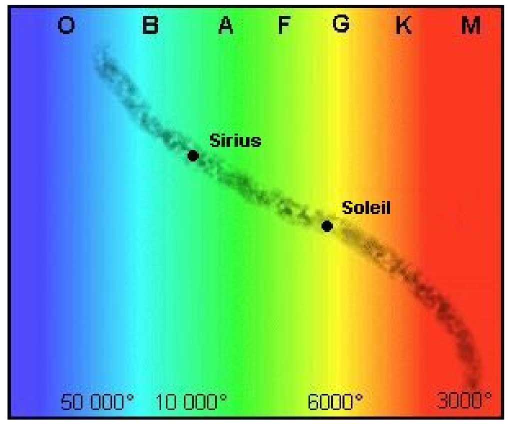
La température est

$$T_{centre} \approx 15,7MK \cdot \left(\frac{M}{M_\odot}\right)^{0,25}$$

$$\approx 15{,}7MK \cdot \left(\frac{2{,}06M_\odot}{M_\odot}\right)^{0{,}25}$$
$$\approx 15{,}7MK \cdot (2{,}06)^{0{,}25}$$
$$\approx 18{,}8MK$$

Distribution des étoiles dans la séquence principale

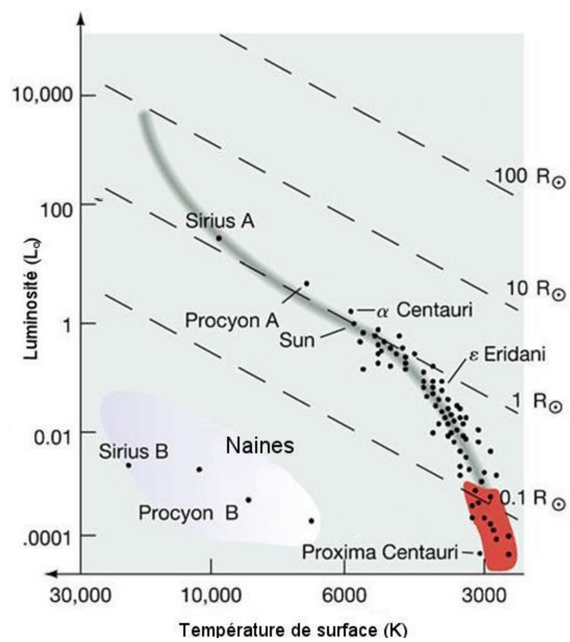
On pourrait penser que le Soleil est une étoile très ordinaire puisqu'il est situé presque au milieu de la série principale.



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 5 pc (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 :

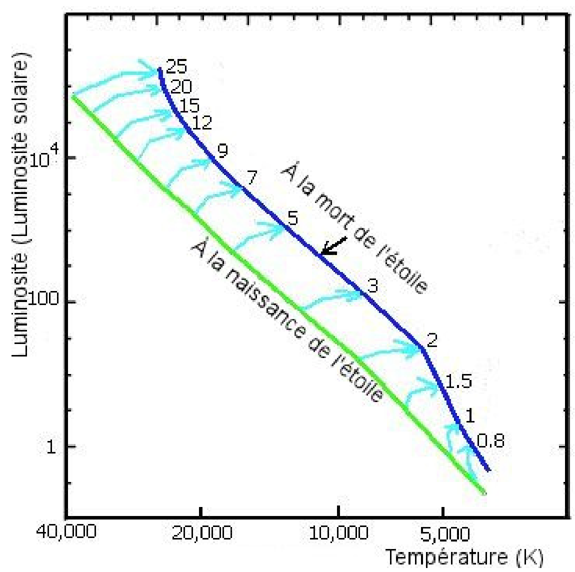
O	Aucune
B	Aucune
A	1 (Sirius A (A1))
F	1 (Procyon A (F5))
G	3 (Soleil (G2), alpha du Centaure A (G2) et tau de la Baleine (G8))
K	6
M	50

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 5 pc sont si peu brillantes qu'aucune n'est visible à l'œil nu bien qu'elles soient assez près de la Terre.

La séquence principale a une certaine largeur

Il ne faut pas croire que les étoiles de la série principale forment une courbe très mince dans le diagramme HR. La séquence principale a une certaine largeur, ce qui signifie que des étoiles ayant exactement la même masse peuvent avoir des luminosités et des températures de surface un peu différentes. Cette différence peut être due à une légère différence dans la composition de l'étoile ou à une différence d'âge de l'étoile puisque nous verrons dans un chapitre ultérieur que les étoiles décalent un peu vers le coin supérieur droit du diagramme HR durant leur séjour sur la séquence principale.



www.uni.edu/morgans/astro/course/Notes/section2/new7.html

(Les chiffres avec chaque flèche indiquent la masse de l'étoile.)

Comme il y a des étoiles de tous âges, il y a des étoiles partout sur la série principale entre les lignes verte et bleu.

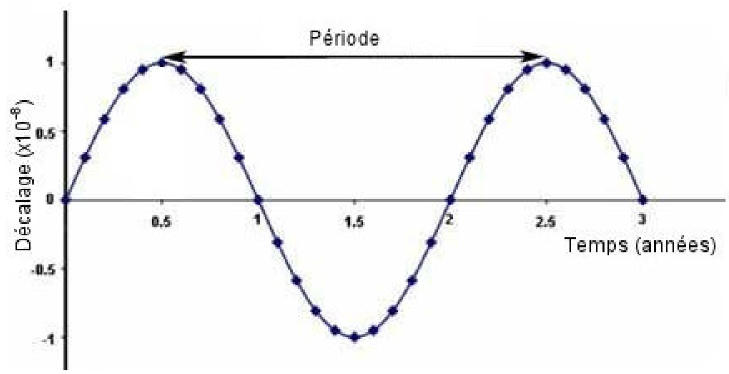
Ainsi, une étoile de type G2, comme le Soleil, pourrait avoir une luminosité variant entre 0,5 et 1,5 $L_{\odot}$. C'est pour cela que la formule de la luminosité selon la masse est approximative.

10.12 DÉTECTION D'EXOPLANÈTES PAR SPECTROSCOPIE

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 x 10^{-8} et la période serait de 4335 jours (11,86 ans). Ce n'est pas bien grand comme décalage, mais c'est mesurable.

On peut alors déduire la vitesse du Soleil sur son orbite autour du centre de masse à partir du décalage. La vitesse sur l'orbite correspond à la vitesse quand l'étoile se dirige directement vers l'observateur, donc à la valeur minimale du décalage (on se rappelle que le décalage est négatif quand l'objet s'approche). Évidemment, il faut que l'observateur soit dans le plan de l'orbite de l'étoile pour que l'étoile se dirige directement vers lui. Si l'observateur est un peu au-dessus ou en dessous de ce plan, il obtiendra une vitesse plus petite, car l'étoile n'ira pas directement vers l'observateur. C'est un des problèmes de la méthode de l'effet Doppler, mais il semble qu'on peut corriger ce problème.

Avec le décalage, on peut trouver la vitesse de l'étoile autour du centre de masse.

$$z = \frac{v}{c}$$
$$v = zc$$

Dans le cas du Soleil, l'extraterrestre observerait un décalage de 4,16 x 10^{-8} et obtiendrait la vitesse suivante pour le Soleil.

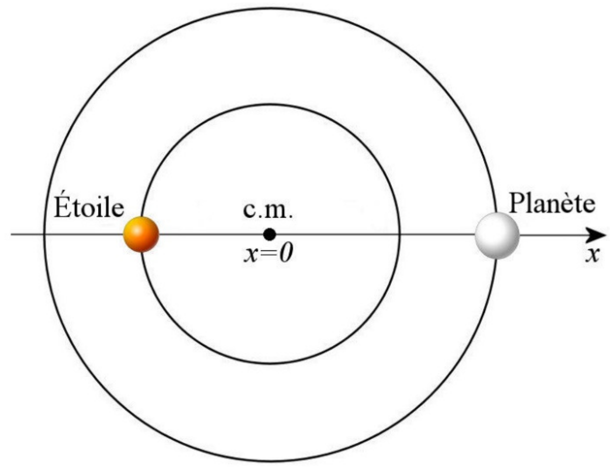
$$\begin{aligned} v &= 4{,}16 \times 10^{-8} \cdot 3 \times 10^{8} \tfrac{m}{s} \\ &= 12{,}48 \tfrac{m}{s} \end{aligned}$$

Comme l'étoile fait le tour du centre de masse avec la période *T,* on peut trouver le rayon de son orbite.

$$v = \frac{2\pi r_{étoile}}{T}$$
$$r_{étoile} = \frac{vT}{2\pi}$$

Puisque le Soleil fait le tour de son orbite en 11,862 ans, notre extraterrestre obtiendrait le rayon suivant.

$$\begin{aligned} r_{étoile} &= \frac{12,48\frac{m}{s} \cdot 3,746\times 10^8 s}{2\pi} \\ &= 7,44\times 10^8 m \end{aligned}$$



On a alors la situation montrée sur la figure de droite.

Avec un centre de masse à $x = 0$, on peut trouver le rayon de l'orbite de la planète.

$$m_{étoile} r_{étoile} = m_{planète} r_{planète}$$
$$r_{planète} = \frac{m_{étoile}}{m_{planète}} r_{étoile}$$

On obtient la distance totale entre la planète et l'étoile avec la troisième loi de Kepler.

$$M_{tot} = \frac{4\pi^2 r^3}{GT^2}$$

On a alors

$$m_{étoile} + m_{planète} = \frac{4\pi^2 \left(a_{planète} + a_{étoile}\right)^3}{GT^2}$$
$$m_{étoile} + m_{planète} = \frac{4\pi^2 \left(\frac{m_{étoile}}{m_{planète}} r_{étoile} + r_{étoile}\right)^3}{GT^2}$$
$$m_{étoile}\left(1 + \frac{m_{planète}}{m_{étoile}}\right) = \frac{4\pi^2 r_{étoile}^3 \left(\frac{m_{étoile}}{m_{planète}} + 1\right)^3}{GT^2}$$

En posant que

$$\mu = \frac{m_{étoile}}{m_{planète}}$$

on arrive à

$$m_{étoile}\left(1+\frac{1}{\mu}\right)=\frac{4\pi^2 r_{étoile}^3\left(\mu+1\right)^3}{GT^2}$$

$$m_{étoile}\frac{1}{\mu}\left(\mu+1\right)=\frac{4\pi^2 r_{étoile}^3\left(\mu+1\right)^3}{GT^2}$$

$$m_{étoile}\frac{1}{\mu}=\frac{4\pi^2 r_{étoile}^3\left(\mu+1\right)^2}{GT^2}$$

$$\frac{GT^2 m_{étoile}}{4\pi^2 r_{étoile}^3}=\mu\left(\mu+1\right)^2$$

La masse de l'étoile est déterminée par le type spectral de l'étoile. Pour notre observateur loin du Soleil, l'étude du spectre lui permettrait de déterminer que le Soleil est de type G2, et donc que sa masse est de 2×10^{30} kg.

En utilisant la formule du rayon de l'orbite de l'étoile, on arrive à

$$\begin{aligned}\mu\left(\mu+1\right)^2&=\frac{GT^2 m_{étoile}}{4\pi^2 r_{étoile}^3}\\&=\frac{GT^2 m_{étoile}}{4\pi^2}\cdot\left(\frac{2\pi}{vT}\right)^3\\&=\frac{2\pi G m_{étoile}}{v^3 T}\end{aligned}$$

On se retrouve avec une équation du 3e degré pour trouver μ. Bien sûr, on pourrait faire la solution exacte de cette équation (ce qui serait très facile avec un ordinateur). Toutefois, on peut facilement obtenir une très bonne approximation puisque l'étoile est souvent beaucoup plus massive que la planète. Ainsi, la valeur de μ est beaucoup plus grande que 1, ce qui permet d'approximer que

$$\mu+1\approx\mu$$

On peut donc écrire que

$$\mu^3\approx\frac{2\pi G m_{étoile}}{v^3 T}$$

Notre extraterrestre arriverait donc à

$$\begin{aligned}\mu^3&\approx\frac{2\pi\cdot 6,6743\times10^{-11}\,\frac{Nm^2}{kg^2}\cdot 1,9885\times10^{30}\,kg}{\left(12,48\,\frac{m}{s}\right)^3\cdot\left(4335\cdot 24\cdot 60\cdot 60s\right)}\\&\approx 1,14542\times10^9\\\mu&\approx 1046,3\end{aligned}$$

(Notez que la solution exacte est μ = 1045,6.) La masse de la planète est donc

$$m_{planète} = \frac{m_{étoile}}{\mu}$$

Notre extraterrestre arriverait donc à la conclusion que Jupiter est 1046 fois moins massive que le Soleil, ce qui est presque exactement la masse de Jupiter.

Finalement, on peut trouver le rayon de l'orbite de la planète avec

$$\begin{aligned} r_{planète} &= \frac{m_{étoile}}{m_{planète}} r_{étoile} \\ &= \mu \cdot \frac{vT}{2\pi} \end{aligned}$$

Notre extraterrestre arriverait donc à

$$\begin{aligned} r_{♃} &= 1046,3 \cdot \frac{12,48 \frac{m}{s} \cdot (4335 \cdot 24 \cdot 60 \cdot 60 s)}{2\pi} \\ &= 7,784 \times 10^{11} m \\ &= 5,2 UA \end{aligned}$$

qui est presque exactement le rayon de l'orbite de Jupiter.

En résumé, la méthode est la suivante.

Masse et rayon de l'orbite des planètes par effet Doppler

1) On trouve la vitesse de l'étoile avec le décalage.

$$v = zc$$

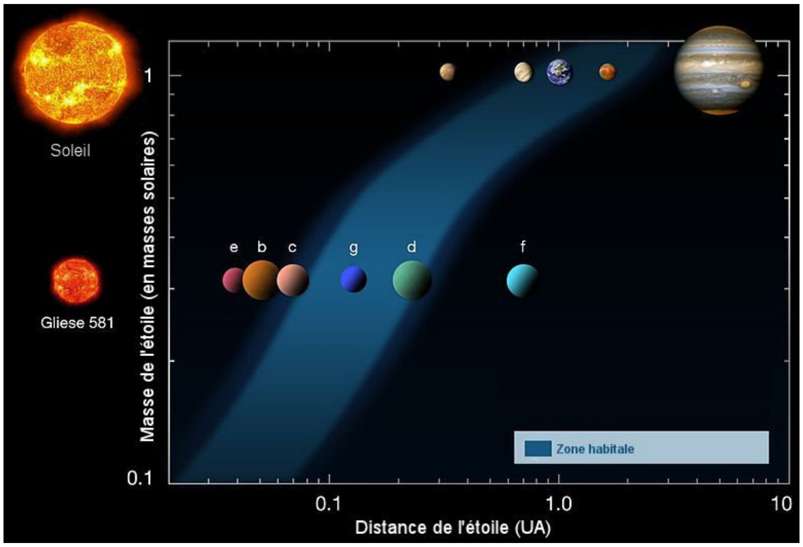
2) On trouve le rapport des masses (μ).

$$\mu^3 \approx \frac{2\pi G m_{étoile}}{v^3 T}$$

3) On trouve le rayon de l'orbite de la planète.

$$r_{planète} = \mu \cdot \frac{vT}{2\pi}$$

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 198 planètes.

Jusqu'à maintenant (12 décembre 2024), on a découvert 1376 planètes dans 1018 systèmes par la méthode de l'effet Doppler ou par astrométrie, ce qui représente 18,7 % des planètes découvertes.

RÉSUMÉ DES ÉQUATIONS

Effet Doppler si $v \ll c$

$$f' = f\frac{1}{1+\frac{v_r}{c}} \qquad \lambda' = \lambda\left(1+\frac{v_r}{c}\right)$$

Convention de signe dans cette formule : une vitesse positive signifie que la source s'éloigne de la Terre.

Décalage des raies δ

$$\delta = \frac{\lambda'}{\lambda}$$

Décalage des raies z

$$z = \frac{\Delta\lambda}{\lambda}$$

Lien entre δ et z

$$z = \delta - 1$$

Vitesse radiale de la source

$$\delta = 1 + \frac{v_r}{c} \qquad\qquad z = \frac{v_r}{c}$$

Longueur d'onde du pic d'émission (Loi de Wien)

$$\lambda_{pic} = \frac{2,898 \times 10^{-3} m \cdot K}{T}$$

Indice de couleur d'une étoile (*IC*) ou indice *B* – *V*

$$IC = m_B - m$$

Lien entre la température de surface et l'indice de couleur d'une étoile

$$T \approx 5000K \cdot \left(\frac{1}{IC + 1,85} + \frac{1}{IC + 0,67} \right)$$

Largeur totale des raies spectrales due à la température du gaz

$$\frac{\Delta\lambda}{\lambda} \approx 2 \times 10^{-5} \cdot \sqrt{\frac{T}{1000K \cdot A}}$$

Lien entre la luminosité et le rayon des étoiles

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

Rayon des étoiles

$$R = 33,3 R_\odot \cdot \sqrt{\frac{L}{L_\odot}} \cdot \left(\frac{1000K}{T} \right)^2$$

Lien entre les vitesses des deux étoiles

$$M_A v_A = M_B v_B$$

Distance entre les étoiles d'un système d'étoiles doubles

$$r = \frac{(v_A + v_B) T}{2\pi}$$

Masse totale d'un système d'étoiles doubles

$$M_{tot} = \frac{\left(v_A + v_B\right)^3 T}{2\pi G}$$

Méthode des étoiles jumelles

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

Relation entre la masse et la luminosité des étoiles sur la séquence principale

$$L = L_\odot \left(\frac{M}{M_\odot}\right)^{3,8}$$

Relation entre la masse et le rayon des étoiles sur la séquence principale

$$R = R_\odot \left(\frac{M}{M_\odot}\right)^{0,75}$$

Relation entre la masse et la température de surface des étoiles sur la séquence principale

$$T = 5772K \cdot \left(\frac{M}{M_\odot}\right)^{0,575}$$

Relation entre la masse et la durée de vie des étoiles sur la séquence principale

$$t_{vie} = 10,9Ga \cdot \left(\frac{M}{M_\odot}\right)^{-2,8}$$

Relation entre la masse et la densité centrale des étoiles sur la séquence principale

$$\rho_{centre} \approx 153 \tfrac{tonnes}{m^3} \cdot \left(\frac{M}{M_\odot}\right)^{-1,25}$$

Relation entre la masse et la pression centrale des étoiles sur la séquence principale

$$P_{centre} \approx 2,36 \times 10^{16}\, Pa \cdot \left(\frac{M}{M_\odot}\right)^{-1}$$

Relation entre la masse et la pression centrale des étoiles sur la séquence principale

$$T_{centre} \approx 15,7MK \cdot \left(\frac{M}{M_\odot}\right)^{0,25}$$

Masse et rayon de l'orbite des planètes par effet Doppler

1) On trouve la vitesse de l'étoile avec le décalage.

$$v = zc$$

2) On trouve le rapport des masses (μ).

$$\mu^3 \approx \frac{2\pi G m_{étoile}}{v^3 T}$$

3) On trouve le rayon de l'orbite de la planète.

$$r_{planète} = \mu \cdot \frac{vT}{2\pi}$$

EXERCICES

10.3 La vitesse radiale des étoiles

1. Le décalage des raies spectrales de l'étoile Deneb est de δ = 0,999985. Quelle est la vitesse radiale de l'étoile ?

2. Une raie spectrale de l'hélium normalement à 501,567 nm est à 501,657 nm dans le spectre de l'étoile Aldébaran. Quelle est la vitesse radiale de cette étoile ?

3. La longueur d'onde de la raie spectrale du sodium normalement à 588,995 nm a augmenté de 0,040 nm dans le spectre de l'étoile Canopus. Quelle est la vitesse radiale de cette étoile ?

4. La longueur d'onde de la raie spectrale du calcium normalement à 616,956 nm a diminué de 0,044 nm dans le spectre de l'étoile alpha du Centaure (aussi appelé Rigil kentaurus). Quelle est la vitesse radiale de cette étoile ?

5. L'étoile de Barnard, dans la constellation du serpentaire, à un mouvement propre de 10,394″/an et une parallaxe de 0,5470″. Dans le spectre de l'étoile, la raie spectrale de l'hydrogène (qui a normalement une longueur d'onde de 656,281 nm) a une longueur d'onde de 656,044 nm.

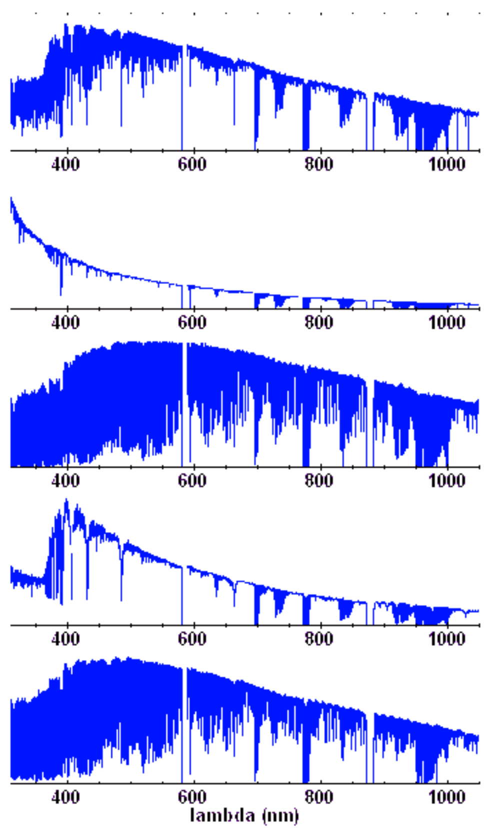
   a) Quelle est la vitesse radiale de cette étoile ?
   b) Quelle est la vitesse tangentielle de cette étoile ?
   c) Quelle est la vitesse de cette étoile ?

10.4 La température de surface des étoiles

6. La longueur d'onde du pic d'émission de l'étoile Procyon est de 443,8 nm. Quelle est la température de surface de cette étoile ?

7. La température de surface du Soleil est de 5500 °C. Quelle est la longueur d'onde du pic d'émission du spectre du Soleil ?

8. Classez ces 4 spectres, présentés sous forme de graphique de l'intensité en fonction de la longueur d'onde, en ordre de température de surface de l'étoile, en allant de l'étoile la plus froide à l'étoile la plus chaude.



media4.obspm.fr/public/ressources_lu/pages_diagramme/impression.html

9. Quelle est la température de surface de l'étoile tau de la Baleine (une des étoiles importantes à moins de 5 pc du Soleil) si son indice de couleur est de 0,72 ?

10. Quelle est la température de surface de l'étoile Canopus (2e plus brillante du ciel) si la magnitude avec le filtre B est de -0,59 et sa magnitude avec le filtre V est de -0,74 ?

11. Quel est l'indice $B - V$ d'une étoile ayant une température de surface de 4000 K ?

12. Sirius A a un rayon de 1,71 $R_\odot$ et une température de surface de 9940 K alors que Sirius B a un rayon de 0,0084 $R_\odot$ et une température de surface de 25 000 K. Quel est l'écart de magnitude entre Sirius A et Sirius B ?

13. Quelle est la largeur de la raie spectrale ($\Delta\lambda$) de l'hydrogène à 656,280 nm dans le spectre de Sirius si la température de surface est de 9940 K ?

14. La raie spectrale de l'hélium à 587,562 nm a une largeur de $\Delta\lambda$ = 0,023 nm dans le spectre de l'étoile Achernar. Quelle est la température de surface de cette étoile ?

15. Dans la photosphère du Soleil, les mouvements de convection peuvent donner des vitesses de l'ordre de 2 km/s au gaz. Dans tout le gaz de la photosphère, il y a différentes vitesses allant de 2 km/s vers nous à 2 km/s en s'éloignant de nous. Ces différentes vitesses font élargir les raies par effet Doppler. L'élargissement est simplement égal au décalage des raies que donne l'effet Doppler.

    a) Quelle est la largeur de la raie due à cet effet Doppler pour la raie du sodium à 588,9973 nm ?
    b) Cette largeur est-elle plus grande ou plus petite que l'élargissement de la raie dû à la température ? (Pour le sodium A = 23.)

10.5 La taille des étoiles selon la formule des objets chauds

16. L'étoile Capella a une température de surface de 4940 K et une luminosité de 78,5 $L_\odot$. Quel est le rayon de l'étoile ?

17. Le pic d'émission de l'étoile Altaïr est à λ_{pic} = 415 nm et sa magnitude absolue est de 2,21. Quel est le rayon de cette étoile ?

18. On observe que les longueurs d'onde de pic d'émission des étoiles Proxima du Centaure (L = 0,0017 $L_\odot$) et de Bételgeuse (L = 84 900 $L_\odot$) sont identiques. Le rayon de Bételgeuse est combien de fois plus grand que celui de Proxima de Centaure ?

10.6 La masse des étoiles doubles à partir du spectre

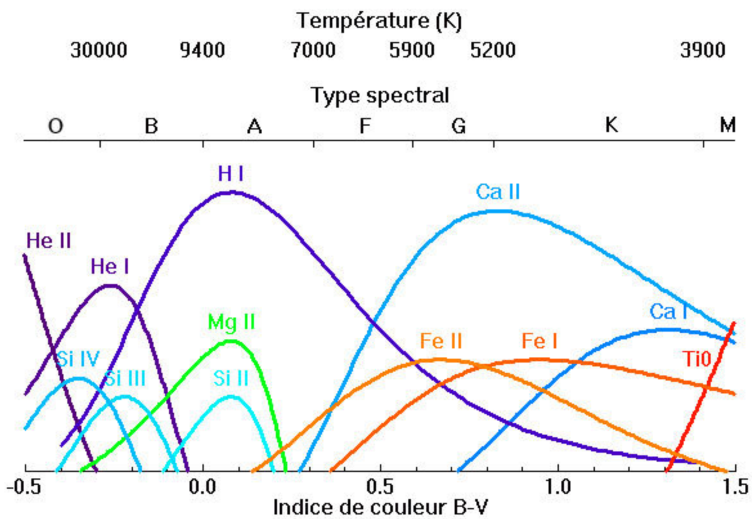
19. L'étude du spectre d'un système binaire montre que les vitesses maximales des étoiles sont de v_A = 60 km/s et v_B = 20 km/s. Quelle est la masse des deux étoiles si la période du système est de 280 jours ?

20. Dans un système binaire, la raie spectrale de l'hydrogène, normalement à 656,279 nm, monte jusqu'à 656,343 nm pour l'étoile A et jusqu'à 656,302 nm pour l'étoile B. La période du système est de 380 jours.

    a) Quelles sont les vitesses des étoiles sur leurs orbites ?
    b) Quelle est la masse des deux étoiles ?
    c) Quelle est la distance entre les deux étoiles ?

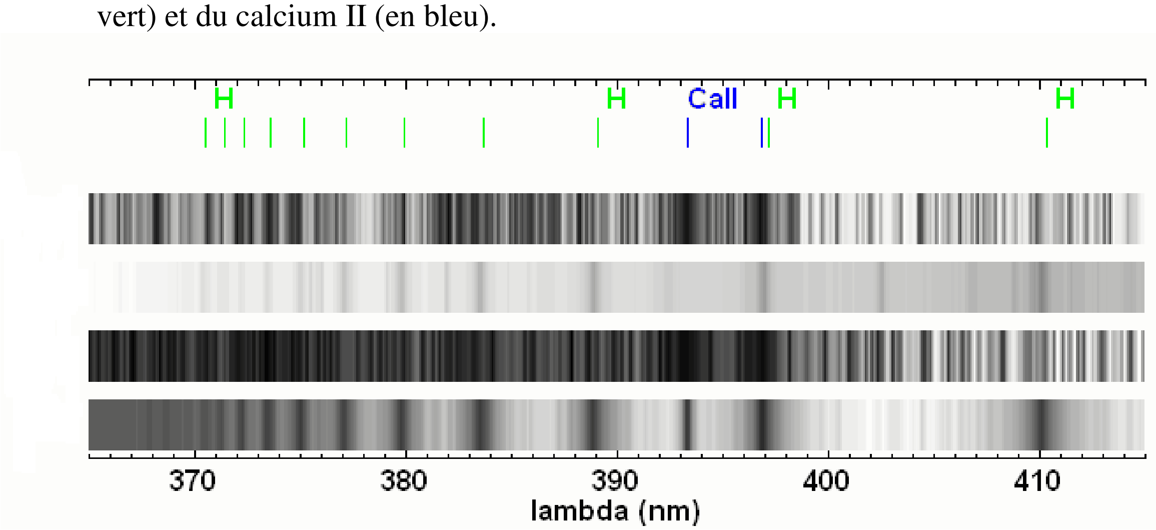
10.7 Le type spectral

21. À l'aide de ce graphique de l'intensité des raies spectrales,



media4.obspm.fr/public/ressources_lu/pages_diagramme/impression.html

on va déterminer approximativement le type spectral de quelques spectres. Pour y arriver, on va considérer les raies spectrales du calcium et de l'hydrogène. Au haut de l'image suivante, on donne la position des raies spectrales de l'hydrogène I (en vert) et du calcium II (en bleu).



media4.obspm.fr/public/ressources_lu/pages_diagramme/impression.html

En considérant les raies spectrales de ces deux éléments, on peut classer ces spectres dans une de ces 3 catégories.

1) Type spectral G ou K
2) Type spectral F
3) Type spectral B ou A

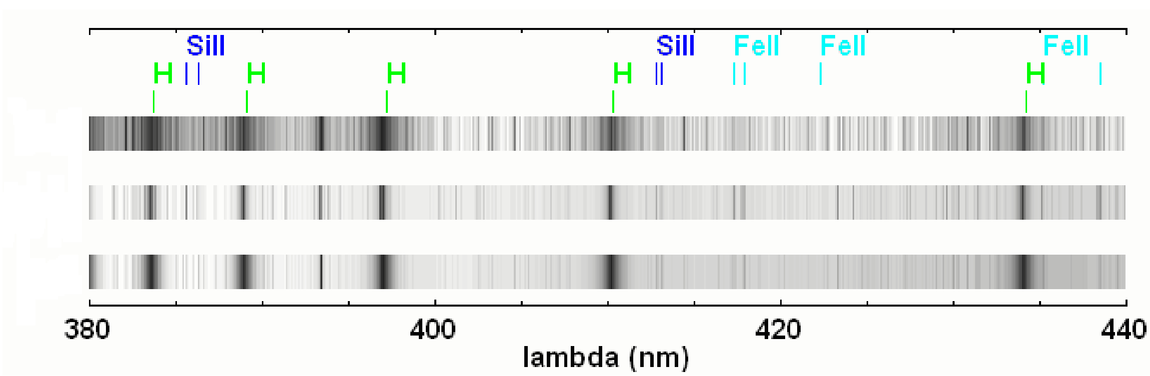
Déterminer dans quelle catégorie est chacun de ces 4 spectres.

10.8 La méthode des étoiles jumelles

22. Une étoile a un spectre identique à celui du Soleil, mais a une magnitude bolométrique de 14,8. Quelle est la distance de l'étoile ?

10.9 Les classes spectrales

23. Classez ces 3 spectres de même type spectral A en ordre de pression dans la photosphère, en allant de l'étoile ayant la plus grande pression à l'étoile ayant la plus petite pression.



media4.obspm.fr/public/ressources_lu/pages_diagramme/impression.html

10.10 Le diagramme HR

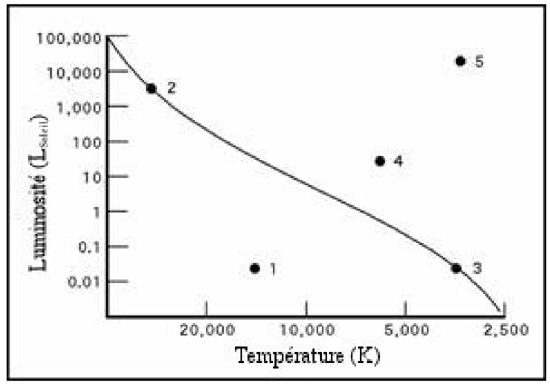
24. Dans quelle catégorie (géantes, séquence principale ou naine blanche) sont ces étoiles ? Si cette une étoile de la séquence principale, dites le type spectral de l'étoile (O, B, A, F, G, K ou M).

a) $T_{surface} = 3000$ K, $L = 0{,}005\ L_\odot$.
b) $T_{surface} = 3000$ K, $L = 20\,000\ L_\odot$.
c) $T_{surface} = 15\,000$ K, $L = 0{,}005\ L_\odot$.
d) $T_{surface} = 5000$ K, $L = 0{,}3\ L_\odot$.
e) $T_{surface} = 8000$ K, $L = 10\ L_\odot$.

25. L'étoile Mintaka (dans la constellation d'Orion) a une parallaxe de 0,00471″, une magnitude bolométrique de –l,01 et pic d'émission dans l'ultraviolet à 91,1 nm. Dans quelle catégorie (géantes, séquence principale ou naine blanche) est cette étoile ? Si cette une étoile de la séquence principale, dites le type spectral de l'étoile (O, B, A, F, G, K ou M).

26. Voici 5 étoiles dans un diagramme HR

a) Laquelle est la plus chaude ?
b) Laquelle a le plus grand rayon ?
c) Laquelle est la plus lumineuse ?
d) Laquelle est une naine blanche ?
e) Laquelle est la plus massive sur la séquence principale ?



10.11 La séquence principale

27. Quels sont la luminosité, le rayon, la température de surface et la durée de vie d'une étoile sur la séquence principale, dont la masse est de…

a) 0,7 $M_\odot$?
b) 1,2 $M_\odot$?
c) 10,2 $M_\odot$?

28. Quelles sont la pression centrale, la densité centrale et la température centrale (par rapport aux valeurs pour le Soleil) pour des étoiles dont la masse est de…

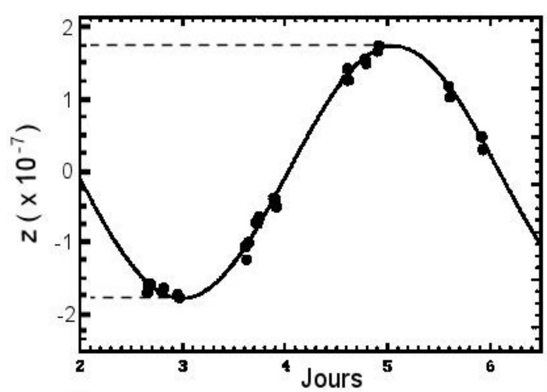
a) 0,8 $M_\odot$?
b) 1,2 $M_\odot$?

29. Pour une étoile sur la série principale, quelle est la masse d'une étoile…

a) dont la luminosité est de 0,22 $L_\odot$?
b) dont le rayon est de 0,86 $R_\odot$?
c) dont la température est de 7000 K ?
d) qui a une durée de vie de 1 milliard d'années ?

10.12 Détection d'exoplanètes par spectroscopie

30. Voici le graphique du décalage spectral de l'étoile 51 Pegasus. Ce graphique a une période de 4,23 jours et une amplitude de $z = 1{,}865 \times 10^{-7}$. Sachant de 51 Pegasus est une étoile de type G5 dont la masse est de 1,11 M⊙, déterminez la masse de la planète et le rayon de l'orbite de la planète (en UA) accompagnant cette étoile. (Cette planète est appelée, non officiellement, *Bellerophon*.)



wps.prenhall.com/esm_chaisson_astronomytoday_5/21/5409/1384806.cw/-/1384819/index.html

RÉPONSES

10.3 La vitesse radiale des étoiles

1. Elle s'approche de nous à 4,5 km/s
2. Elle s'éloigne de nous à 53,83 km/s
3. Elle s'éloigne de nous à 20,37 km/s
4. Elle s'approche de nous à 21,4 km/s
5. a) Elle s'approche de nous à 108,34 km/s b) 90,07 km/s c) 140,89 km/s

10.4 La température de surface des étoiles

6. 6530 K
7. 502 nm
8. L'ordre est 3, 5, 1, 4, 2.
9. 5540 K
10. 8600 K
11. 1,37
12. 7,54
13. 0,041 nm
14. 15 300 K
15. a) 0,00785 nm b) Il est un plus grand

10.5 La taille des étoiles selon la formule des objets chauds

16. 12,1 $R_\odot$
17. 2,19 $R_\odot$
18. 7067 fois plus grand

10.6 La masse des étoiles doubles à partir du spectre

19. $m_A = 3{,}71\ M_\odot$ et $m_B = 11{,}14\ M_\odot$
20. a) v_A = 29,256 km/s et v_B = 10,514 km/s b) m_A = 0,655 M⊙ et m_B = 1,822 $M_\odot$
    c) 1,389 UA

10.7 Le type spectral

21. Spectre 1 : G ou K Spectre 2 : B ou A Spectre 3 : G ou K Spectre 4 : F

10.8 La méthode des étoiles jumelles

22. 3353 al

10.9 Les classes spectrales

23. 3, 1, 2

10.10 Le diagramme HR

24. a) Séquence principale, type M
    b) Géantes
    c) Naines blanches
    d) Séquence principale, type K
    e) Séquence principale, type A
25. Séquence principale, type O (plus précisément, c'est une O9)
    Note : Mintaka est en fait une étoile double formée de deux étoiles de type O9 de 20 masses solaires chacune ! C'est assez remarquable étant donné la rareté de ces étoiles.
26. a) 2 b) 5 c) 5 d) 1 e) 2

10.11 La séquence principale

27. a) 0,26 $L_\odot$ 0,77 $R_\odot$ 4702 K 29,6 Ga
    b) 2 $L_\odot$ 1,15 $R_\odot$ 6410 K 6,5 Ga
    c) 6803 $L_\odot$ 5,71 $R_\odot$ 21 942 K 16,3 Ma
28. a) 1,25 $P_\odot$ 1,322 $\rho_\odot$ 0,956 $T_\odot$
    b) 0,833 $P_\odot$ 0,796 $\rho_\odot$ 1,047 $T_\odot$
29. a) 0,67 $M_\odot$ b) 0,82 $M_\odot$ c) 1,4 $M_\odot$ d) 2,35 $M_\odot$

10.12 Détection d'exoplanètes par spectroscopie

30. Masse = $9{,}060 \times 10^{26}$ kg (= 0,477 masse de Jupiter)
    Rayon de l'orbite = 0,0530 UA