

Appendice B : Pourquoi et comment les étoiles rayonnent?

Les propriétés physiques d'un objet émettant de la lumière comme une étoile sont influentes aussi bien sur la quantité de lumière que sur sa longueur d'onde. Examiné en profondeur, le spectre lumineux d'une étoile est généralement très complexe, mais la physique nous aide, car le spectre peut être défini par deux processus : en continuum d'émission ou en raie d'absorption.

Le continuum d'émission est un processus physique émettant des photons ayant une large gamme de longueurs d'onde. À titre d'exemple, la décomposition de la lumière solaire vue à travers un prisme (plusieurs bandes de couleur sont visibles, avec du rouge, orange, jaune, bleu, indigo et violet). Toutes ces couleurs sont présentes simultanément dans la lumière solaire, mais vous ne les voyez pas individuellement, le soleil vous paraît simplement blanc.

Rayonnement du corps noir

Un type spécial de continuum est le rayonnement du corps noir, il est émis par tous les objets ayant des températures supérieures au zéro absolu. Dans le spectre d'un corps noir, la quantité de lumière, ainsi que sa distribution dans diverses longueurs d'onde dépendent de sa température. La principale caractéristique à se rappeler est que si une étoile est plus chaude qu'une autre (1), elle émet plus de lumière dans son ensemble, et son spectre de lumière (2) aura plus d'intensité dans les longueurs d'onde les plus courtes.

Si vous avez deux étoiles, à la même distance, dont leur grandeurs physiques sont les mêmes, mais que l'une à une température de 10 000 k et l'autre de 5 000 k , l'étoile la plus chaude sera la plus brillante (plus de lumière) et la plus bleue (plus d'émission dans les courtes longueurs d'onde). Ainsi vous pouvez utiliser la lumière des étoiles pour en mesurer la température sans les avoir sous la main : une aubaine! Les équations décrivant le rayonnement du corps noir ont été élaborées par Max Planck , au début du 20e siècle. Vous trouverez souvent le rayonnement du corps noir nommé : rayonnement de Planck.

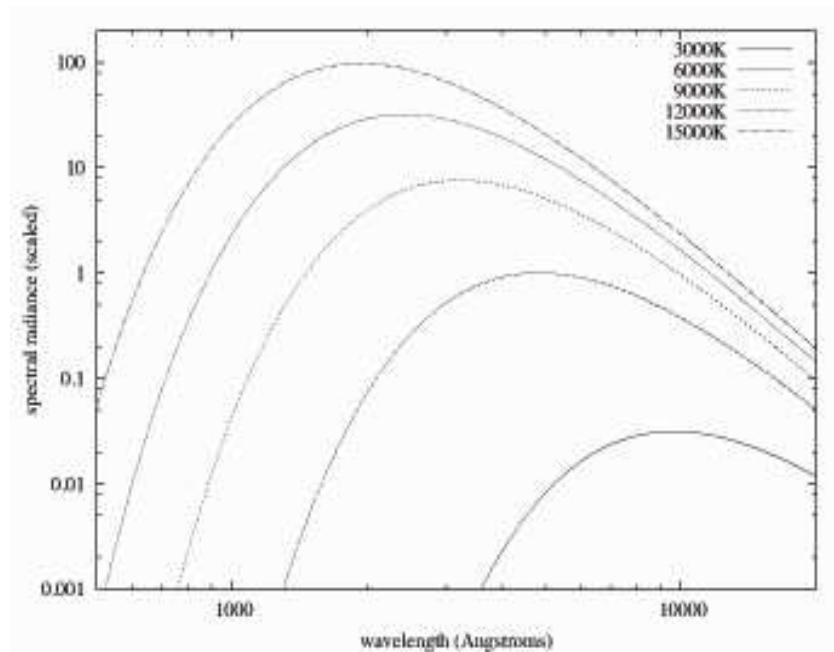


Figure B.1

Spectre de corps noir réduit au rayonnement spectral maximal du corps noir à 6000 Kelvin.

Le soleil a une température de surface d'environ 5774 Kelvin.

Celui d'une étoile AO d'environ 10 000 Kelvin , alors que celle des étoiles M est inférieure à 4000 Kelvin.

Comparez les bandes passantes des illustrations figurant dans la Figure 3.1 avec les courbes représentées ici.

Il y a quelques concepts liés aux corps noirs qui sont très utiles en astrophysique stellaire : Tout d'abord, la loi de Wien qui est une simple équation donnant la longueur d'onde à laquelle un corps noir émet le plus de lumière (le pic dans le spectre du corps noir)

$$\lambda_{\text{max}} = b / T$$

où λ est la longueur d'onde, T est la température du corps noir, et b est une constante (appelée constante de Wien). Vous pouvez l'obtenir en utilisant l'équation du corps noir, pour trouver le maximum de la courbe, calculez en quel point la dérivée est nulle. C'est une équation très pratique, car elle vous permet d'estimer approximativement la température d'un objet apparenté à un corps noir, en mesurant simplement où se situe son pic d'émission dans le spectre. Beaucoup d'étoiles se comportent de façon similaire aux corps noirs, si bien qu'elles sont faciles à étudier. L'équation est toutefois mise en échec pour des étoiles qui ont une forte absorption atomique ou moléculaire, rendant leur spectre non assimilable à un corps noir (cela se produit souvent pour les étoiles M dont les pics spectraux sont proches, IR).

La loi de Stefan-Boltzmann est une autre équation fournissant une relation entre le flux d'énergie par unité de surface d'un corps noir et sa température :

$$f_{\text{bol}} = \sigma T^4$$

où f_{bol} est le flux total d'énergie par unité de surface, T la température, et σ est une constante (la constante de Stefan-Boltzmann). Plus un corps noir devient chaud, plus l'énergie totale émise est grande. Encore une fois c'est une application astrophysique intéressante. Vous pouvez être en mesure d'estimer la température effective d'une étoile par certains moyens (photométriques ou spectroscopiques); la luminosité totale (lumière émise dans toutes les directions) par un corps noir est tout simplement cette quantité f_{bol} multipliée par la surface totale : $4\pi R^2$. En combinant ces deux relations, vous obtiendrez une équation intéressante.

$$L^{\text{bol}} = 4\pi R^2 \sigma T^4$$

Il y a quelques caractéristiques potentiellement intéressantes ici, à savoir la luminosité (qui peut être rattachée à la distance de l'étoile) et le rayon de l'étoile. Ceci est important en astrophysique, la luminosité d'une étoile est proportionnelle à la fois à sa température et à son rayon. Les types spectraux comprennent aussi des classes de luminosité, allant de l'étoile naine à la super-géante. Une étoile peut avoir une température effective de 4000 K, mais il y aura une énorme différence de luminosité selon qu'elle soit une naine ou une super-géante.

Raie d'émission et d'absorption

Les raies d'émission et d'absorption, sont deux choses causées par le même processus physique (L'émission ou l'absorption de photons individuels par des atomes). Les atomes sont constitués de noyaux (protons et neutrons) entourés par des électrons ayant des orbites très spécifiques. Les orbites de ces électrons correspondent à des niveaux d'énergie spécifiques. S'il y a une transition d'électrons à partir d'un niveau d'énergie supérieur vers un plus faible, il libère la différence d'énergie résultante en photon. La longueur d'onde correspond à l'énergie, ces transitions électroniques ont des longueurs d'ondes spécifiques. Ces longueurs d'ondes (ou combinaisons de longueurs d'ondes) d'ondes, qui correspondront au niveau d'un atome d'hydrogène. De même, si vous avez un échantillon d'azote, de sodium ou de gaz néon (tous communs dans les ampoules fluorescentes), ils auront des spectres différents. (C'est la raison pour laquelle les enseignes "néon" ont des couleurs différentes, car elles utilisent des gaz différents.)

L'inverse de l'émission est l'absorption : si vous avez un photon qui excite un atome ayant la transition électronique permise avec juste la bonne énergie, l'atome va absorber le photon. Si vous avez une source d'émission continue (comme la photosphère d'une étoile) ainsi que certains gaz qui peuvent absorber de l'énergie (hydrogène, calcium, fer, ou d'autres éléments dans l'atmosphère de l'étoile), le spectre de l'étoile ressemblera à un corps noir avec des longueurs d'ondes réduites ou manquantes. Si bien que lorsque vous prenez le spectre d'une étoile, vous verrez surtout un continuum de lumière, mais avec des bandes sombres apparaissant le long de l'axe de dispersion. La quantité d'absorption que vous voyez dépend de différents facteurs, comme les abondances de différentes espèces atomiques et moléculaire, et la température de l'étoile. Un type d'étoile est par exemple défini comme ayant des raies d'absorption d'hydrogène les plus intenses dans leur spectre. Comme autre exemple, l'absorption moléculaire se produisant dans un endroit froid, comme des étoiles de type M, le type d'absorption dépendra de l'étoile et sera plus riche en oxygène ou en carbone.

L'étude astrophysique du transfert de rayonnement et radiatif est un sujet très riche. Une grande partie de ce qui est discuté ci-dessus avait été prévu par le physicien Gustav Kirchhoff (19e siècle) : avant même l'âge d'or de la mécanique quantique, il a résumé cela en trois lois (les lois du rayonnement de Kirchhoff) :

- 1) un gaz solide ou liquide chauffé, à pression élevée, émet un spectre continu.
- 2) Un gaz chaud, à basse pression, émet un rayonnement à des longueurs d'ondes caractéristiques du produit chimique qui compose le gaz.
- 3) Un spectre continu passant à travers un gaz froid, à basse pression montrera des raies d'absorption caractérisant la composition chimique du gaz (et à des longueurs d'onde identiques à celles des raies d'émission qui apparaissent si le gaz était chaud).

Kirchhoff a décrit ces règles au 19e siècle, avant que la physique atomique et mécanique quantique n'aient été comprises. Mais dans de nombreux cas intéressants pour l'astronomie des étoiles variables, ces règles décrivent suffisamment tout ce que vous observerez, les

modèles mathématiques décrivant comment la lumière est créée, et comment elle se propage dans un système physique, sont englobés dans les lois de Kirchhoff.

Nous ne couvrons pas ici l'analyse spectrale, mais il est possible d'utiliser l'observation et la mesure des raies spectrales d'une étoile pour comprendre de quoi l'étoile est composée. Les raies atomiques mesurées dans les laboratoires sont un domaine majeur de l'astrophysique fondamentale. Les raies d'absorption et d'émission vont changer d'apparence de manière complexe qui dépendra des rapport d'abondance dans le plasma, de la température, et de la pression.

Des raies et groupes de raies sont si fondamentales qu'elles servent de marqueur pour l'abondance globale de métal (l'abondance de tout excepté, l'hydrogène et l'hélium). Dans certains cas ceux-ci peuvent être si abondants qu'ils peuvent même être détectés en large bande, et donc être vus en photométrie plutôt qu'en spectroscopie.

Autres procédés

Il existe d'autres sources de rayonnements, comme les champs magnétiques (particulièrement importants dans les étoiles générant des rayons X), des réactions nucléaires ou la désintégration radioactive (qui alimente l'intérieur des étoiles). Ces sources sont également responsables de l'énergie qui alimente les supernovae et influent sur leur évolution de lumière.

Beaucoup d'étoiles variables auront de multiples sources de rayonnement et d'absorption. À titre d'exemple les UV Ceti sont des étoiles de faible masse, des jeunes étoiles M, généralement très froides. Ces objets sont généralement très faibles, car leur température froide signifie qu'ils rayonnent une quantité relativement faible de lumière, la plupart du temps dans le rouge, et infrarouge. Cependant, ils peuvent également émettre d'énormes quantités de bleu, ultraviolets, rayons X, et même rayonnement gamma, pendant des éruptions très courtes, ceci en raison des phénomènes magnétiques dans leur atmosphère, analogue à des éruptions solaires pour le soleil. Ces étoiles sont naturellement très faibles en bleu, donc quand une grande émission se produit, il peut y avoir d'énormes amplitudes de cette couleur, alors qu'elle est relativement faible dans le rouge, un flash pouvant avoir une amplitude de 3 ou 4 magnitudes en bande B, beaucoup moins en R ou bande I.

La physique du rayonnement fait partie des premiers cours pour les étudiants en astronomie, pour aborder le sujet, il n'est pas nécessaire d'être astronome professionnel, la connaissance de ces processus peut vous fournir une explication sur ce qui est observé. Un livre particulièrement utile sur le sujet est celui de George Rybicki et Alan Lightman's "*Radiative Processes in Astrophysics*". Une référence détaillée sur les raies spectrales et spectres stellaires est "*The Observation and Analysis of Stellar Photospheres*" de David Gray.