

THÈME : LES ÉTOILES

ARTICLE DE FOND

Introduction à la physique stellaire

Éric Josselin, Université Montpellier II

Les principes de base de la classification spectrale et de la structure interne des étoiles sont exposés, ainsi que des rudiments sur l'évolution stellaire.

Observer les étoiles pour en comprendre la nature

Bref historique

La compréhension de la nature des étoiles est intimement liée à celle de leur composition et de leur source d'énergie. Concernant le Soleil, Anaxagore (V^e s. av. J.-C.) y voit « une pierre incandescente plus grande que le Péloponnèse ». E. Kant (XVIII^e s.) considère que nul ne peut objecter qu'il est constitué en partie d'oxygène, puisqu'il brûle. Au XIX^e siècle, A. Comte et les philosophes positivistes considèrent, à propos des astres, que « nous ne saurions jamais étudier par aucun moyen leur composition »...

Le XIX^e siècle est (heureusement) aussi celui de l'invention de la spectroscopie. W. Wollaston observe des raies sombres dans le spectre du Soleil, J. von Fraunhofer (1814) enregistre ce spectre et établit un premier catalogue de raies. À partir de 1860, G. Kirchhoff et R. Bunsen énoncent les trois lois de base de la spectroscopie :

1. un gaz « dense » et « chaud » produit un rayonnement continu ;
2. un gaz « chaud » et « diffus » produit des raies spectrales brillantes (raies d'émission) ;
3. un gaz « froid » et « diffus » devant une source de rayonnement continu produit des raies spectrales sombres (raies d'absorption) dans le spectre continu.

Ces raies sont progressivement associées à différents éléments chimiques. On peut citer en particulier le cas de l'hélium, alors inconnu sur Terre, et identifié via une raie dans la chromosphère du Soleil (N. Lockyer, 1872). A. Ångström identifie les raies associées à l'hydrogène en 1868.

Vient alors le temps de l'observation des spectres d'étoiles autres que le Soleil, la découverte de leur diversité... et les tentatives de classification. De 1866 à 1877, P. A. Secchi propose 3, puis 4 et enfin 5 classes de spectres. H. Draper affine cette classification et aboutit à ... 17 classes de spectres !

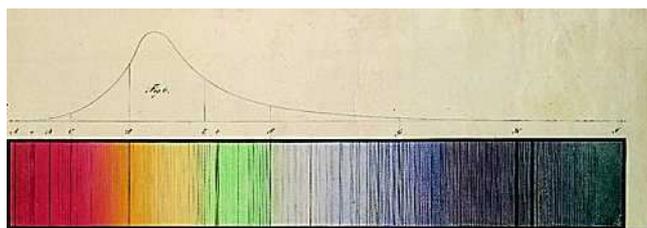


Fig.1. Dessin du spectre solaire de J. von Fraunhofer.

Il faut attendre le début du XX^e siècle et les travaux de A. Cannon et C. Payne (deux « Harvard computers », appellation des femmes auxquelles on confiait les travaux longs et fastidieux de traitement des données et de classification...) pour trouver une interprétation physique à ces différents types, ramenés à 7.

Principes de la classification spectrale

L'interprétation de la classification repose essentiellement sur deux lois : l'équilibre statistique d'excitation et l'équilibre statistique d'ionisation. En effet, l'énergie d'un système lié (électron attaché à un atome, mais aussi rotation et vibration d'une molécule) est quantifiée. À l'équilibre thermodynamique, la probabilité de rencontrer un électron dans un état d'excitation donné est fixée par la loi de Boltzmann, qui dépend essentiellement du rapport entre l'énergie thermique et l'énergie d'excitation de ce niveau. Plus précisément, le

rapport des populations de deux niveaux i et j , d'énergies d'excitation E_i et E_j est donné par :

$$\frac{n_i}{n_j} = \frac{g_i}{g_j} e^{-\frac{E_i - E_j}{kT}}$$

où g est un facteur de dégénérescence du niveau, T la température du milieu et k la constante de Boltzmann (l'énergie thermique est de l'ordre de kT). De même, la probabilité qu'une espèce chimique soit dans un état d'ionisation donné se déduit d'une loi similaire, la loi de Saha (qui fait naturellement intervenir l'énergie d'ionisation à la place de l'énergie d'excitation). Si on prend le cas concret de la raie d'absorption de l'hydrogène H α dans une atmosphère stellaire, à 656 nm, qui correspond à l'absorption depuis le premier niveau excité (nombre quantique principal $n = 2$) vers le deuxième niveau excité ($n = 3$), cette raie sera intense si : (1) l'hydrogène est majoritairement neutre ; (2) une fraction significative de l'hydrogène dans cette atmosphère est effectivement dans l'état $n = 2$. D'après la loi de Saha, la première condition n'est plus remplie pour des étoiles au-delà de 10 000 K environ, tandis que la deuxième impose des étoiles d'au moins 8 000 K.

Ainsi, le type spectral A défini par H. Draper sur la base de l'intensité de cette raie correspond à des étoiles de températures comprises dans cet intervalle relativement étroit (Véga = α Lyr en est un prototype).

De proche en proche, tous les types spectraux, basés empiriquement sur l'intensité de diverses raies, et qui correspondent en fait à des absorptions par des espèces chimiques de différentes énergies d'ionisation dans des états d'excitation différents, sont ainsi rattachés à des domaines de températures différents. Ces caractéristiques sont résumées dans la table suivante :

| Type spectral | Domaine de température (K) | Quelques indicateurs spectraux dans le visible |
|---------------|----------------------------|------------------------------------------------|
| O | 28000 – 50000 | raies de He ⁺ |
| B | 10000 – 28000 | raies de He |
| A | 7500 – 10000 | raies fortes de H |
| F | 6000 – 7500 | raies de Ca ⁺ |
| G | 5000 – 6000 | raies fortes de Ca ⁺ |
| K | 3500 – 5000 | raies de métaux, bandes de CH |
| M | 2500 – 3500 | bandes de TiO |

Ces types sont divisés en 10 sous-classes, numérotées de 0 à 9, du plus chaud au plus froid.

Les classes de luminosité

La deuxième caractéristique essentielle déductible des spectres est une indication de luminosité. La luminosité peut s'exprimer comme étant le produit entre la surface émettrice (donc d'une sphère d'aire $4\pi R_*^2$) et le flux surfacique. Ce flux s'exprime en fonction de la température effective, c'est à dire la température d'un rayonnement thermique à l'équilibre (dit rayonnement de corps noir) équivalent, produisant le même le flux intégré sur l'ensemble du domaine électromagnétique. En pratique, cette température correspond à une température sub-photosphérique. Un corps noir de température T_{eff} émet un flux σT_{eff}^4 . La luminosité d'une étoile est donc (loi de Stefan-Boltzmann) :

$$L = 4\pi R_*^2 \sigma T_{eff}^4$$

À une température donnée, une étoile est donc d'autant plus lumineuse qu'elle a un grand rayon. Pour une masse donnée (puisque, comme on le verra par la suite, les classes de luminosité correspondent principalement à des stades évolutifs), la gravité de surface ($g = GM/R^2$) sera alors plus faible et la densité du gaz atmosphérique sera réduite. Il y aura donc moins de collisions entre atomes. Or, deux processus gouvernent principalement l'élargissement des raies : l'agitation thermique (qui produit un profil gaussien) et les collisions (profil lorentzien). En mesurant l'importance relative de ces deux processus d'élargissement sur certaines raies, on peut donc en déduire la gravité de surface de l'étoile, et y associer une classe de luminosité, dont le nom fait avant tout référence à la taille de l'étoile. Celle-ci est notée avec un chiffre romain comme suit :

| | |
|-----|-----------------------------------------|
| I | Supergéantes |
| II | Géantes brillantes |
| III | Géantes |
| IV | Sous géantes |
| V | Naines (étoiles de Séquence Principale) |

Le Soleil, une étoile naine de température effective de 5780 K, est donc une étoile de type G2 V.

Et les abondances ?

Les raies sont associées à des éléments chimiques et, historiquement, il a tout d'abord été naturel de penser qu'elles véhiculaient une information relative à l'abondance de ces éléments. Une fois l'interprétation en termes de paramètres physiques (température et densité du gaz), A. Unsöld (1969) propose une méthode de détermination des abondances, maintenant connue sous le nom de couche d'inversion, et qui est une expression

analytique de la 3^e loi de Kirchhoff & Bunsen. Une source de rayonnement continu traverse l'atmosphère, modélisée comme une coquille de gaz froid, produisant des raies en absorption. En appliquant cette méthode à un grand échantillon, il constate que, « au cours de l'essentiel de l'histoire de notre Galaxie, la matière interstellaire, dont sont issues les étoiles, a quasiment eu la même composition chimique ». Il existe en fait des étoiles pauvres en « métaux » (terme par lequel les astrophysiciens désignent l'ensemble des éléments autres que l'hydrogène et l'hélium), mais elles s'avèrent relativement rares, et leur quête est un domaine de recherche très actif, puisqu'il permet de reconstituer l'évolution chimique de notre Galaxie, et même de l'Univers dans son ensemble.

Il est donc essentiel de garder à l'esprit que la diversité des spectres reflète avant tout la variété des conditions physiques, la majorité des étoiles de notre Galaxie ayant une composition chimique dite « cosmique », c'est à dire semblable à celle du Soleil : 73,8 % d'hydrogène (en masse, soit près de 90 % en nombre de particules), 24,9 % d'hélium, et 1,3 % de métaux (selon les déterminations les plus récentes).

Le diagramme HR

La température effective et la luminosité sont donc les deux premiers paramètres fondamentaux des étoiles. Une détermination plus précise de la luminosité peut être faite pour les étoiles proches en combinant la mesure de leur éclat et celle de leur distance, via la méthode des parallaxes. E. Hertzsprung (1911) et H. Russell (1913) proposent indépendamment un diagramme permettant de classer les étoiles, dans lequel la température est portée en abscisse (décroissante de gauche à droite !) et la luminosité en ordonnée.

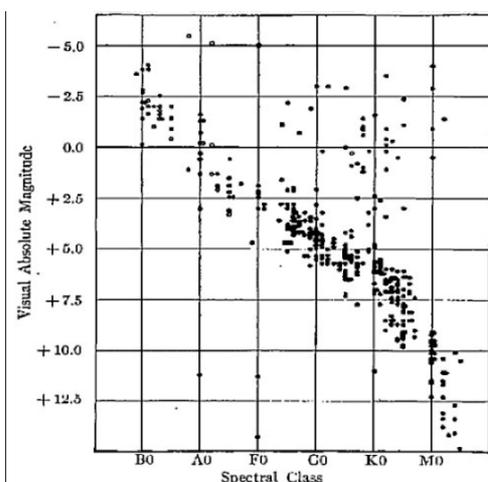


Fig.2. Diagramme de E. Hertzsprung. On y notera la séquence principale, la région des géantes rouges ... et une naine blanche (Sirius B).

Il apparaît alors très clairement que les étoiles ne sont pas distribuées aléatoirement dans ce diagramme, qui maintenant porte leurs initiales (HR). Environ 90 % des étoiles se situent en effet sur une bande allant des étoiles chaudes et très lumineuses aux étoiles froides et peu lumineuses : c'est la séquence principale (ou séquence des naines, donc les étoiles de classe de luminosité V).

On a très vite pressenti que cette répartition contenait une information relative à l'évolution des étoiles. Les premières interprétations se basaient sur l'idée que les étoiles « descendaient » le long de cette bande au cours de leur vie. De cette erreur, on a conservé l'appellation de type précoce pour les premiers types spectraux (O, B) et types tardifs pour les derniers (K, M). Il faudra attendre les années 1950 pour voir émerger la théorie maintenant validée, tant par les observations que par les modèles.

Structure d'une étoile Paramètres fondamentaux

Selon le théorème de Vogt-Russell (énoncé dans les années 1920, et qui porte mal son nom, puisqu'il n'est pas démontré), la structure interne d'une étoile est déterminée de façon univoque par sa masse et sa composition chimique.

En fait, d'autres paramètres jouent un rôle clé dans la structure et l'évolution des étoiles : la rotation, le champ magnétique et la binarité. De plus, en pratique, d'autres phénomènes sont actuellement inclus de façon paramétrique dans les codes numériques de structure et d'évolution, tel que la perte de masse (vent stellaire).

La liste des paramètres « fondamentaux » peut s'avérer donc longue si l'on veut décrire précisément une étoile !

Principes de bases d'un modèle standard

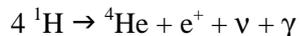
Dans un modèle standard, on néglige en général les effets de la rotation, du champ magnétique et de la binarité. Une étoile peut alors être décrite (au moins sur la séquence principale) comme une boule de gaz parfait en équilibre hydrostatique.

La validité de l'hypothèse du gaz parfait peut paraître surprenante, en particulier au cœur d'une étoile comme le Soleil où la masse volumique atteint environ 10^5 kg/m^3 . En effet, un gaz est supposé parfait si les interactions à courte portée entre ses constituants sont négligeables, autrement dit, les particules peuvent être considérées comme ponctuelles. Or, la température y étant d'environ

12×10^6 K, le gaz est entièrement ionisé. La taille typique des particules est donc celle du proton, soit 1 fm (= 10^{-15} m). Un calcul simple permet de montrer qu'avec la masse volumique ci-dessus, la distance moyenne entre les particules est de l'ordre de 10^{-10} m. L'hypothèse est donc bien valide (à noter que ce ne sera pas le cas des géantes rouges, pour lesquelles le cœur est dégénéré électriquement ; cf. ci après).

En ce qui concerne l'équilibre hydrostatique, si une perturbation venait le rompre, l'information se propageant à la vitesse du son, l'équilibre serait rétabli en un temps d'au plus 1 jour dans le cas du Soleil, ce qui est très en deçà de toutes les échelles de temps (ces perturbations sont cependant observables et mesurables, c'est le principe de base de l'héliosismologie, décrite dans l'article de J. Ballot page 23).

L'équilibre suppose naturellement au moins deux forces qui se compensent. Ces deux forces sont la gravitation et les forces de pression. Le gradient de pression interne impose un gradient de température, et donc une perte d'énergie par rayonnement. L'équilibre ne peut être maintenu que s'il y a une source d'énergie interne. Celle-ci résulte des réactions de fusion nucléaire. Pour le Soleil et toutes les étoiles de la séquence principale, les noyaux d'hydrogène fusionnent pour former de l'hélium. Le bilan net des réactions est :



(Les réactions comportent en particulier la désintégration de protons en neutrons, via l'interaction nucléaire faible, qui s'accompagne de l'émission de positrons e^+ et de neutrinos ν ; les photons γ représentent l'énergie libérée). Cette réaction est exothermique parce qu'une partie de la masse est convertie en énergie de liaison. En effet, la masse du noyau d'hélium est plus faible que la somme des masses de ses constituants ! L'énergie récupérée se calcule grâce à la fameuse formule :

$$E = \Delta m c^2 = 0,007 m_p c^2$$

(m_p désigne la masse du proton). Autrement dit, il se produit environ 10^{38} réactions par seconde au cœur du Soleil, chacune libérant environ 4×10^{-12} joule !

Rudiments d'évolution stellaire

Une étoile se forme par effondrement gravitationnel d'un nuage de gaz interstellaire. Si la rotation et le champ magnétique jouent un rôle important, les études récentes ont montré que la turbulence est un paramètre clé. C'est elle qui régule la formation stellaire. Sans turbulence, la quasi-totalité du gaz interstellaire aurait été converti en étoiles en

quelques dizaines de millions d'années ! Elle est en fait toujours à l'œuvre dans notre Galaxie (âgée d'environ 12 milliards d'années !), au rythme d'environ 1 masse solaire formée par an (taux mesuré dans le voisinage solaire).

L'effondrement est stoppé quand la température du cœur atteint la valeur critique permettant la fusion de l'hydrogène. La réaction décrite ci-dessus ayant un très bon rendement (près de 1 % de la masse convertie en énergie !), cette phase, la séquence principale susmentionnée, dure très longtemps : près de 90 % de la vie d'une étoile, soit environ 10 milliards d'années pour le Soleil. Cette durée de vie dépend fortement de la masse. En effet, on observe que la luminosité le long de la séquence principale est à peu près proportionnelle au cube de la masse.

La durée de vie est proportionnelle à la quantité de combustible disponible (donc la masse) et inversement proportionnelle à la vitesse de consommation de l'énergie, soit la luminosité. Au final, la durée de vie est donc inversement proportionnelle au carré de la masse : une étoile de 10 masses solaires à une durée de vie de « seulement » 100 millions d'années !

Une fois l'hydrogène du cœur épuisé, l'étoile se contracte. La température et la densité augmentent alors dans une couche périphérique au cœur, qui amorce à son tour les réactions de fusion. L'enveloppe de l'étoile se dilate, on a alors une évolution rapide à luminosité quasi constante (le rayon augmente, la température de surface diminue) : l'étoile devient une géante rouge. Une fois cette couche à son tour épuisée, le cœur se contracte à nouveau jusqu'à amorcer la fusion de l'hélium, qui produira du carbone et de l'oxygène.

Après la fusion de l'hélium, l'évolution des étoiles de petite masse (moins de 10 masses solaires) et celle des étoiles massives diffère significativement. Pour les étoiles de petite masse, le cœur atteint alors une densité critique, qui le conduit à un état quantique particulier, dit de dégénérescence électronique. Ce cœur est donc inerte, et le restera. Des réactions de fusion de l'hélium et de l'hydrogène dans des couches autour de ce cœur assurent en alternance la production d'énergie de l'étoile. Mais l'enveloppe est instable. L'étoile subit alors des cycles de pulsations, qui entraînent la lévitation des couches externes au-dessus de l'étoile. Le gaz de ces couches se refroidit donc, jusqu'à environ 100 K, température à laquelle des grains de poussière se forment. La pression de radiation s'exerce sur ces grains, et les couches sont définitivement expulsées. Le cœur est ainsi progressivement « mis à nu ». Vu sa température, il émet un rayonnement très ionisant. Le gaz éjecté

devient visible sous la forme d'une nébuleuse planétaire. Le cœur stellaire deviendra progressivement une naine blanche.

En ce qui concerne les étoiles plus massives, la densité au cœur étant plus faible, l'état de dégénérescence n'est jamais atteint. Il s'établit donc un cycle : chauffage du cœur → fusion nucléaire → [?] contraction du cœur ... Successivement, on a ainsi la fusion du carbone, puis du néon, et enfin le silicium. Ces réactions ayant un rendement de plus en plus faible, elles sont de plus en plus rapides. Pour une étoile de 25 masses solaires, la fusion du carbone dure environ 170 ans, celle du néon, 1 an, celle de l'oxygène, 6 mois, et celle du silicium, 1

jour ! La fusion du silicium produit du fer, qui ne peut fusionner, vu sa stabilité. Le cœur va alors s'effondrer, les noyaux de fer se dissocier puis les protons se combiner aux électrons pour former des neutrons. Le cœur de l'étoile devient donc une étoile à neutrons. L'étoile, elle, explose, c'est une supernova : avec seulement 0,01 % de l'énergie libérée sous forme de lumière, cette explosion est aussi lumineuse qu'une galaxie entière ! Le processus d'explosion reste cependant incompris. Le rebond de l'onde de choc dû à l'implosion du cœur est trop vite amorti pour expliquer cette explosion. C'est l'une des nombreuses questions qui restent en suspens en physique stellaire ... ■