

Structure et évolution d'une étoile massive

Laurent Piau, Fleurance, août 2009

L'exposé est scindé en trois parties. La première partie aborde la structure stellaire et montre comment une physique simple permet de d'estimer des ordres de grandeurs sur les caractéristiques physiques des étoiles (pression, température interne, luminosité).

La seconde partie décrit l'évolution d'une étoile massive (25 masses solaires) depuis sa formation jusqu'à la phase qui précède directement son explosion finale. Un intérêt particulier est accordé aux différentes étapes de fusions nucléaires dans l'étoile: la nucléosynthèse stellaire.

La troisième et dernière partie aborde l'explosion de l'étoile massive dont on a préalablement décrit l'évolution. Cette explosion correspond à une supernovae de type II un événement qui durant une seconde produit autant d'énergie que le reste de l'Univers.

Cette note non exhaustive présente les lignes directrices de la conférence transparent par transparent.

I Structure stellaire

Transparents 3-4

Une étoile est une sphère de gaz chaud (plasma) caractérisée et structurée

par :

i) Distribution symétrique c'est-à-dire sphérique de la matière. En première approximation les effets des écarts à cette symétrie sont négligeables (rotation, champ magnétique).

ii) Equilibre hydrostatique: les régions externes sont attirées vers le centre de l'étoile par la gravité. La pression plus forte vers le centre de l'étoile exerce une force vers l'extérieur. L'équilibre s'établit.

ii) Production centrale d'énergie nucléaire. Pour la grande majorité des étoiles cette énergie vient de la fusion de l'hydrogène.

iv) Transfert d'énergie du centre à la surface par radiation et convection.

Chacun de ces énoncés correspond à une équation. Il y a donc quatre équations fondamentales qui décrivent la structure stellaire. La résolution de ces équations permet de connaître la structure et l'évolution stellaire.

Attention : ces équations ne sont pas vérifiées par tous les objets stellaires.

Transparent 5

Caractéristiques chimiques d'une étoile 'normale'.

La grande majorité des étoiles sont composées d'hydrogène (90% des atomes) et d'hélium (10% des atomes). Les éléments plus lourds dans la classification périodique de Mendeleiev sont à l'état de traces (0.1% des atomes). Parmi ceux-ci on rencontre principalement de l'oxygène et du carbone.

Transparent 6

Caractéristiques physiques d'une étoile 'normale'.

Le principal paramètre caractérisant une étoile est la masse. La masse détermine la structure le temps de 'vie' et l'évolution de l'étoile. La limite inférieure stellaire en masse 1 % de la masse solaire (0.01 Mo) définit la frontière entre le monde des étoiles et celui des planètes géantes. La masse maximale des étoiles actuelles est voisine de 100 Mo.

Typiquement pour une étoile :

Température interne: 10^6 à quelques 10^7 K. Température surface: 2000 à 60000 K

Echelle Kelvin / Celsius : +273,15 C

Rayon: 0.1 à 20 rayons solaires (R_{\odot}).

Luminosité : 10^{-3} à quelques 10^6 luminosité solaires (L_{\odot}).

Transparents 7-8

Equilibre hydrostatique

Nous calculerons en ordre de grandeur la pression et la température dans une étoile typique. L'équation de l'équilibre hydrostatique permet d'estimer la pression dans l'intérieur d'une étoile uniquement en fonction de son rayon et de sa masse.

Si on considère de plus que le plasma stellaire se comporte comme un gaz parfait il est possible d'estimer facilement la température interne d'une étoile à partir de son rayon et de sa masse.

Transparents 9-10-11

Une traduction plus rigoureuse de l'équilibre hydrostatique en terme d'énergies est exprimée par le théorème du viriel. Ce théorème qui sera démontré durant l'exposé, stipule que la somme de l'énergie de cohésion gravitationnelle d'une étoile et du double de son énergie thermique est nulle (L'énergie de cohésion gravitationnelle est l'opposée de l'énergie qu'il faudrait fournir pour disperser chacune des parcelles de l'étoile à l'infini).

Le théorème du viriel a deux conséquences essentielles.

1) En absence de réactions nucléaires: plus une étoile rayonne plus son énergie interne croît, elle s'échauffe. L'énergie qui est rayonnée et qui chauffe le plasma stellaire provient de la même source : l'augmentation de la cohésion gravitationnelle de l'étoile.

2) En présence de réactions nucléaires: si une légère hausse de température (fluctuation) se produit dans la région de production nucléaire alors l'augmentation de pression produit une détente du gaz et une augmentation de rayon. Ceci se traduit finalement par un retour de la température à sa valeur initiale (rétroaction négative). Les réactions nucléaires ne peuvent donc pas s'emballer et les étoiles sont des réacteurs nucléaires stables. Il existe toutefois des exceptions à cette stabilité.

Transparent 12

Sous les hypothèses que 1) le théorème du viriel est vérifié 2) l'opacité (c'est-

à-dire le taux d'interaction entre rayonnement et matière rapporté à l'unité de masse) suit une loi de puissance par rapport à la température et à la densité et que 3) le transfert d'énergie dans l'intérieur de l'étoile s'effectue par radiation, on démontre que la luminosité d'une étoile est une fonction rapidement croissante de la masse de l'étoile.

En règle générale, les étoiles les plus massives sont donc aussi les plus lumineuses.

II Evolution stellaire

Nous considérons une étoile de 25 Mo et de composition voisine de celle du Soleil.

L'étoile est initialement homogène chimiquement.

Sa composition en fraction de masse est : Hydrogène: 70 %, Hélium : 28 % , éléments plus lourds : 2 %.

Dans la suite:

*Les pourcentages des composés chimiques indiqués dans la suite sont en fractions de masse.

*Les positions des zones de combustion sont données en coordonnées de masse.

Transparents 15-16-17-18

La première phase de l'évolution correspond à la combustion de l'hydrogène qui dure environ 6 millions d'années. L'étoile possède alors un cœur convectif et une enveloppe radiative. Au centre de ce cœur l'hydrogène est transformé en hélium. L'étoile est alors sur ce que l'on appelle séquence ou série principale.

Luminosité de surface : $\sim 10^5 L_{\odot}$

Température de surface : $\sim 40\,000\text{ K}$ (étoile de séquence principale type O6 à B0)

Température centrale : $\sim 4 \cdot 10^7$ K.

Transparents 19-20

Une fois l'hydrogène épuisé, le coeur d'hélium de l'étoile (environ 7 Mo) se contracte et s'échauffe en approx. 10^4 ans. Lorsque la température centrale atteint $1.5 \cdot 10^8$ K et la densité 600 g.cm^{-3} , la fusion de l'hélium en carbone 12 puis en oxygène 16 s'amorce. Cette phase nucléaire dure $\sim 7 \cdot 10^5$ ans. Sur les $2 \cdot 10^5$ ans finals, l'étoile développe une enveloppe convective: les produits de la combustion précédente de l'hydrogène sont amenés à la surface. De plus le rayon de l'étoile augmente considérablement tandis que sa température de surface chute. L'étoile se transforme en supergéante rouge.

Luminosité de surface : $\sim 10^5$ Lo

Température de surface : ~ 3500 K (étoile supergéante de type M)

Transparents 21-22

Une fois hélium épuisé, le coeur de carbone ($\sim 20\%$) et oxygène ($\sim 80\%$) (environ 5 Mo) se contracte et s'échauffe en approx. 10^4 ans. Lorsque la température centrale atteint $6 \cdot 10^8$ K et la densité $1.2 \cdot 10^5 \text{ g.cm}^{-3}$, la fusion du carbone 12 débute. Cette phase nucléaire dure ~ 200 ans. Elle produit principalement du néon 20.

Transparents 23-24

Les 'cendres' restantes après la combustion du carbone sont le néon 20 ($\sim 23\%$) et l'oxygène 16 ($\sim 70\%$). Le coeur se contracte et s'échauffe. 90 ans après l'épuisement du carbone, lorsque la température centrale atteint $1.2 \cdot 10^9$ K et la densité $2 \cdot 10^6 \text{ g.cm}^{-3}$, la fusion centrale du néon 20 débute. Cette phase nucléaire dure ~ 300 jours. Elle produit principalement du magnésium 24 et du silicium 28.

Il faut remarquer qu'une fois une phase de combustion **centrale** d'un nucléide est achevée, celle-ci se poursuit de manière excentrée. Ainsi lors de la combustion du néon du centre à 2 Mo du centre on a les zones de combustions suivantes :

- Combustion en couche du carbone de 2.5 à 4.5 Mo du centre

- Combustion en couche de l'hélium de 5.5 à 7.5 Mo du centre
- Combustion en couche de l'hydrogène de 8 à 8.5 Mo du centre.

Transparents 25-26-27

Alors que la structure de l'étoile au dessus de 2Mo du centre ne change plus, deux dernières phases de combustion se produisent dans le centre.

Tout d'abord la combustion de l'oxygène qui dure 130 jours et forme majoritairement du silicium 28. La température centrale atteint $1.7 \cdot 10^9$ K et la densité $4 \cdot 10^6 \text{ g.cm}^{-3}$.

Deux semaines après la fin de la combustion de l'oxygène débute la phase de combustion du silicium qui dure une trentaine d'heures et forme majoritairement du fer 56. La température centrale atteint $2.8 \cdot 10^9$ K et la densité $8 \cdot 10^7 \text{ g.cm}^{-3}$.

III Supernova de type II

Transparent 30

Une supernovae de type II (mais aussi Ib et Ic) est une étape explosive qui marque la fin de l'évolution d'une étoile massive. Les supernovae ne sont donc pas des étoiles neuves comme leur nom pourrait le laisser croire.

On peut distinguer quatre étapes dans le mécanisme d'explosion, qui débute paradoxalement par une implosion.

1) Contraction, 2) Effondrement, 3) Rebond & apparition d'une onde de choc, 4) Explosion

Transparent 31

Le coeur de fer formé par la combustion du silicium a une masse de ~ 1.5 Mo, un rayon comparable au rayon terrestre, une température de $6 \cdot 10^9$ K et une densité de $\sim 10^9 \text{ g.cm}^{-3}$.

Le fer étant l'élément le plus stable de la nature aucune réaction nucléaire ne peut en extraire d'énergie (ni fusion, ni fission). De plus la masse du coeur est supérieure à la masse de Chandrasekhar ~ 1.4 Mo. La pression de dégénérescence électronique ne peut donc pas soutenir ce coeur contre son poids. Il se contracte inéluctablement.

Transparent 32

Lorsque la température centrale atteint $7 \cdot 10^9$ K le fer du coeur commence à se photodissocier ce qui absorbe beaucoup d'énergie. Le coeur n'est plus à l'équilibre hydrostatique et s'effondre. Quand la densité atteint $10^{10} \text{ g.cm}^{-3}$ les électrons 'tombent' sur les protons ce qui provoque une baisse supplémentaire de pression et accélère l'effondrement. Le coeur de l'étoile implose à $\sim 1/4$ de la vitesse de la lumière. Il passe de la taille de la terre à 30 km de rayon en quelques dizaines de millisecondes.

Transparent 33

La contraction s'arrête brusquement lorsque la densité est ~ 2 fois la densité nucléaire soit $\sim 5 \cdot 10^{14} \text{ g.cm}^{-3}$. Le centre de l'étoile est alors une proto étoile à neutrons. Une onde de choc apparaît au dessus du point d'arrêt de la matière et commence à remonter vers la surface. Cependant ça n'est pas elle qui fait exploser l'étoile.

Elle se fige dans le courant de matière qui continue à descendre vers le centre et commence à perdre son énergie (du faite des neutrinos & et de la nucléosynthèse explosive).

Transparent 34

La neutronisation de la matière dans la proto étoile à neutron provoque une bouffée prodigieuse de neutrinos: l'énergie totale dégagée est $3 \cdot 10^{53}$ erg soit 10 % de l'énergie de masse du coeur. C'est aussi approximativement l'énergie produite par seconde dans l'Univers jusqu'à l'horizon cosmologique. C'est vraisemblablement le transfert de cette énergie au reste de l'étoile qui la fait exploser. Ce transfert pose problème en recherche depuis plus de 40 ans : aucun mécanisme proposé à ce jour n'est entièrement satisfaisant car les neutrinos interagissent très peu avec la matière ordinaire.

Transparent 35

Globalement : $3 \cdot 10^{53}$ erg émis par l'explosion dont a) 99 % sous forme de neutrinos (température au point d'éclatement SN87A ~ 50 milliards de K) c'est l'énergie produite entre nous et l'horizon cosmologique par seconde, b) 1 % sous forme cinétique, c) 0.1 % lumineuse ($L_{\text{max}} = 10^{10} L_{\odot}$), moins de 0.01% sous forme d'ondes gravitationnelles. Effondrement quelques centièmes de secondes, rebond quelques centièmes de secondes. Les incertitudes subsistent cependant. Arrivée de l'onde de choc à la surface quelques heures. Ex de SN87 A.

Finalement la plus grande partie de la matière qui est passée dans l'étoile retourne au milieu interstellaire au moment de l'explosion : plus de 20 Mo. Cette matière est constituée principalement d'hydrogène et d'hélium. Par rapport au matériau initial de l'étoile elle est enrichie en métaux. A la place du coeur de fer il reste une étoile à neutrons et pour les étoiles très massives

un trou noir.

Pour en savoir plus, on pourra consulter les ouvrages/articles suivants et les références qui y sont indiquées :

Structure et évolution stellaire :

Stellar Structure and Evolution, R. Kippenhahn & A. Weigert, 1990 A&A Library, Eds Springer & Verlag.

Principes fondamentaux de structure stellaire, M. Forestini, 1999, Gordon and Breach Science Publishers.