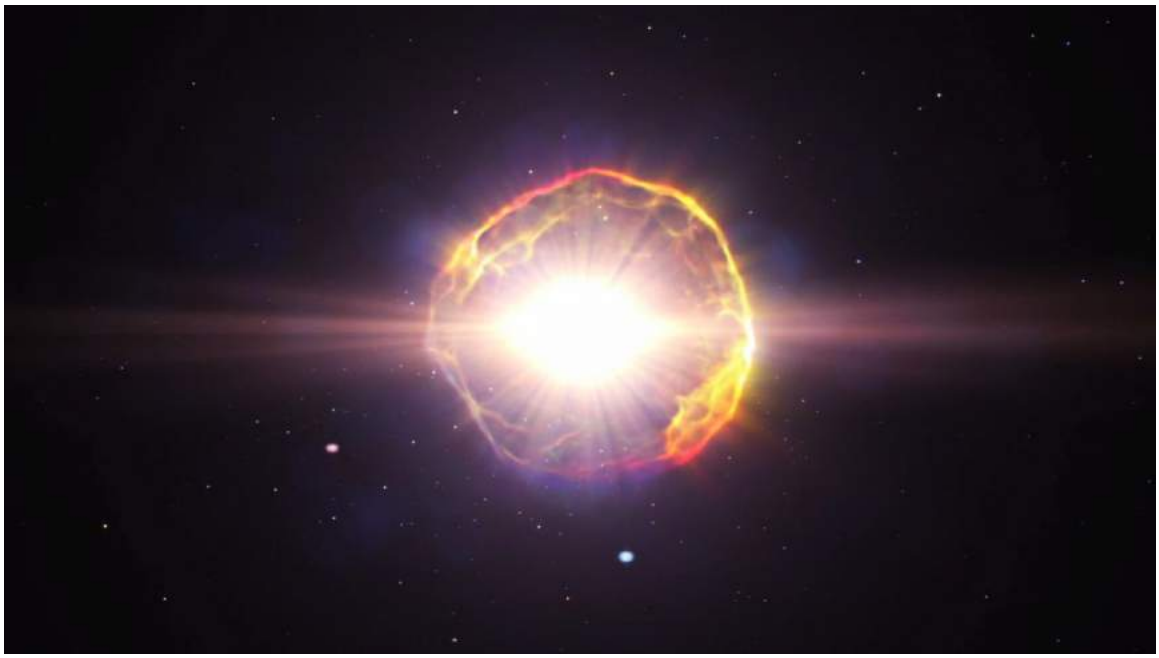
11 LA VIE DES ÉTOILES

Pourquoi certaines étoiles finissent-elles leur vie en une gigantesque explosion (appelée supernova) ?



mashable.com/article/space-explosion-supernova-energy-burst

Découvrez la réponse à cette question dans ce chapitre.

Notez qu'il y aurait beaucoup de nuances à faire pour décrire la vie des étoiles selon la masse et la composition exacte des étoiles. Il y a plusieurs variations qui ne seront pas décrites ici, notamment concernant les nombreux changements de position et de grandeur des zones de convection et de radiation. Disons qu'on va tracer les grandes lignes de la vie des étoiles.

(**Les masses d'étoiles données dans ce chapitre sont les masses que les étoiles avaient au début de leur vie sur la séquence principale. Il faut le préciser, car les étoiles perdent de la masse pendant leur vie, comme lors de la phase de géante rouge par exemple**.)

11.1 LES NÉBULEUSES

L'observation des nébuleuses

Quand on observe le ciel avec un télescope, on remarque parfois qu'il y a des objets qui semblent flous, un peu comme des petits nuages. Cette ressemblance a fait en sorte qu'on a donné le nom de *nébuleuses* à ces objets. Il n'y a que quelques objets de ce type visibles à l'œil nu, dont la nébuleuse d'Orion. Cette nébuleuse est dans la constellation d'Orion, à l'endroit indiqué par la flèche.

archive.constantcontact.com/fs061/1102831897486/archive/1104159014363.html

Si on observe cet objet au télescope, voici ce qu'on peut voir.

(Notez que personne n'avait noté l'aspect nébuleux de cet objet avant que Nicolas-Claude Fabri de Peiresc ne l'observe au télescope en 1610, soit à peine deux ans après l'invention du télescope.)

www3.nd.edu/~lent/Astro/

De toute évidence, il ne s'agit pas d'une étoile. C'est en fait un vaste nuage de gaz illuminé par des étoiles jeunes très lumineuses (il y a aussi un peu de poussière dans le nuage). Ce nuage, situé à environ 1340 al de la Terre, a une largeur de près de 20 al et une masse d'environ 2000 $M_\odot$.

en.wikipedia.org/wiki/Barnard_68

On peut également observer des nuages sombres. Ces nuages n'émettent pas de lumière comme le fait la nébuleuse d'Orion. C'est même le contraire qui se passe : on détecte ces nuages parce qu'ils bloquent la lumière des étoiles derrière eux. L'image montre un de ces nuages, le nuage Barnard 68, distant de 500 al et ayant un diamètre de 0,6 al.

Il y a donc, entre les étoiles (milieu interstellaire), du gaz et de la poussière qui forment parfois des nuages. On estime que, pour un volume donné, la masse des nuages de matière interstellaire représente 10 % de la masse des étoiles dans ce volume. Une très grande partie de cette matière interstellaire est constituée d'hydrogène et d'hélium gazeux. La poussière ne constitue que 0,1 % de la matière interstellaire.

11.2 LES NUAGES D'HYDROGÈNE

Le gaz intersidéral a une densité moyenne tournant autour de 10^6 atomes par m³, soit un atome par cm³. C'est 10 000 fois moins dense que la densité des meilleurs vides faits sur Terre (10^{10} atomes par m³). La poussière est encore plus rare puisque sa densité est d'environ 10^{-6} particules de poussière par m³ (soit 1000 particules de poussière par km³).

Les nuages d'hydrogène HI

Parfois, il y a des conditions qui font que le gaz se concentre un peu plus qu'en moyenne (on verra ces conditions dans les chapitres suivants). On obtient alors un nuage de gaz.

Ces zones des gaz plus concentrés forment parfois des nuages d'hydrogène HI (1 chiffre en chiffre romain). Notez qu'il n'y a pas que de l'hydrogène dans ces nuages. L'hydrogène est l'élément le plus abondant, mais on retrouve aussi de l'hélium, du carbone de l'oxygène et bien d'autres gaz. Il y a même, dans ces nuages, des molécules plus complexes, comme le méthane ou le CO_2, et de la poussière.

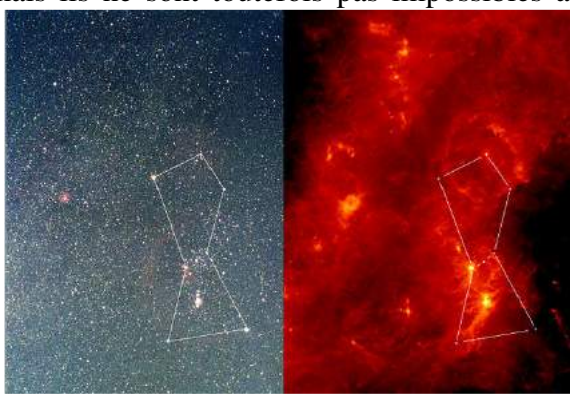
Caractéristiques

Typiquement, ces nuages de gaz auront les caractéristiques suivantes.

- Composé surtout d'hydrogène et d'hélium.
- Température de 10 à 100 K.
- Densité de l'ordre de 10^7 atomes par m³, soit environ 10^{-20} kg/m³. C'est environ 10 fois plus dense que la moyenne du gaz interstellaire.

Détection par rayonnement infrarouge

Ces nuages de gaz ne sont pas lumineux, mais ils ne sont toutefois pas impossibles à détecter. Parfois, il y a du rayonnement simplement parce que le gaz et la poussière sont chauds (par chaud, on veut dire environ 100 K ici). Il n'est pas assez chaud pour émettre du rayonnement visible, mais il est assez chaud pour émettre des infrarouges. Par exemple, cette image en infrarouge (en lumière visible à gauche, en infrarouge à droite) nous permet de voir le gaz dans la constellation d'Orion.

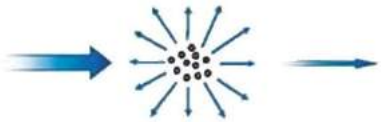


www.esa.int/spaceinimages/Images/2007/07/The_constellation_Orion_and_the_winter_Milky_Way

Détection par diffusion de la lumière des étoiles derrière le nuage

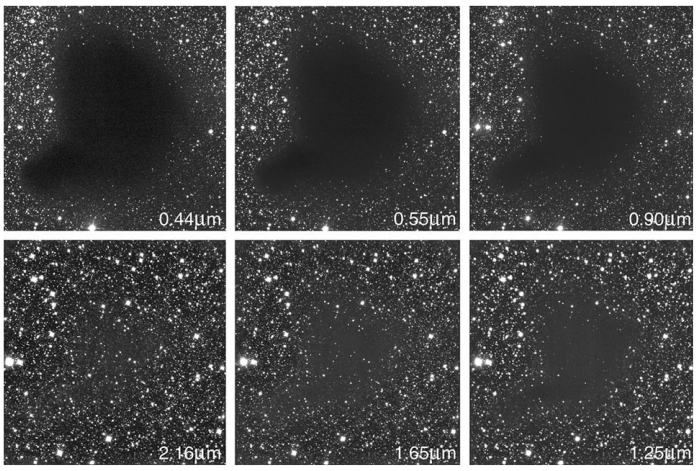
On peut aussi détecter la présence d'un nuage grâce à la diffusion de la lumière provenant des étoiles derrière le nuage.

La diffusion se produit quand la lumière provenant d'une étoile interagit avec les particules composant le nuage. Une partie de la lumière est alors déviée dans toutes les directions lors de l'interaction, ce qui diminue l'intensité du faisceau de lumière.



La diffusion de la lumière ne se fait pas de la même façon pour toutes les longueurs d'onde. Certaines longueurs d'onde sont fortement diffusées alors que d'autres sont nettement moins diffusées.

On peut voir sur l'image de droite, l'atténuation de la lumière par la nébuleuse sombre de Barnard 68 pour différentes longueurs d'onde.

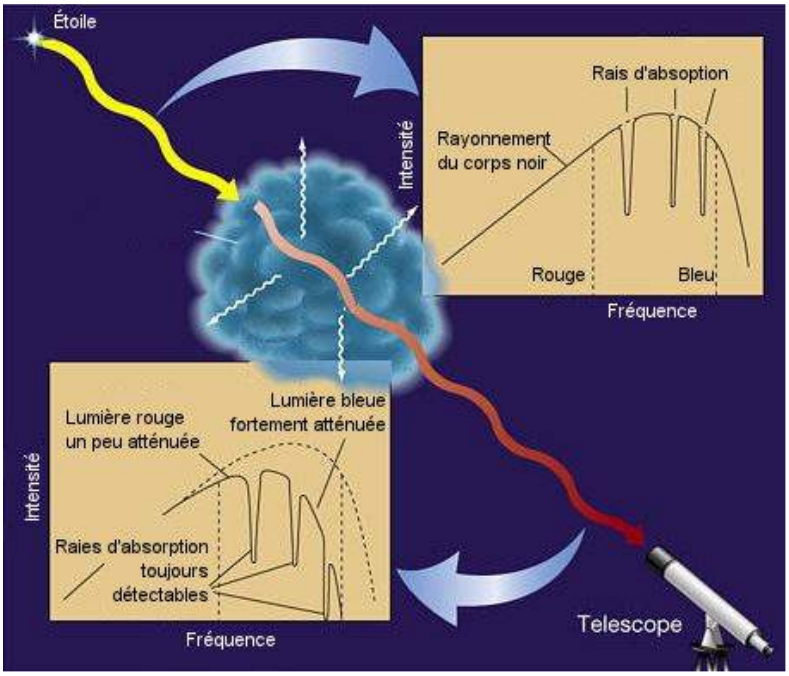


cseligman.com/text/stars/interstellar.htm

On remarque que la nébuleuse atténue beaucoup la lumière provenant des étoiles derrière le nuage pour certaines longueurs d'onde (comme 0,440 µm, qui est dans le visible). Par contre, la nébuleuse laisse passer de plus en plus de lumière à mesure qu'on allonge la longueur d'onde, de sorte qu'elle est pratiquement transparente pour l'infrarouge dont la longueur d'onde est de 2,16 µm, ce qui permet de voir ce qu'il y a derrière ce nuage.

Le nuage Barnard 68 est un nuage nettement plus concentré qu'un nuage HI et il est facile de le voir puisqu'il bloque complètement la lumière des étoiles derrière le nuage en visible. Un nuage HI bloque beaucoup moins la lumière, mais on peut quand même détecter sa présence en remarquant qu'il y a une atténuation qui varie en fonction de la longueur d'onde dans le spectre d'une étoile.

La diffusion est plus importante pour le bleu que pour le rouge. Le bleu est donc davantage atténué que le rouge en traversant un nuage. Si on remarque que l'intensité du bleu dans spectre d'une étoile est anormalement bas par rapport au rouge, alors on peut conclure qu'il y a probablement un nuage de gaz entre nous et cette étoile.

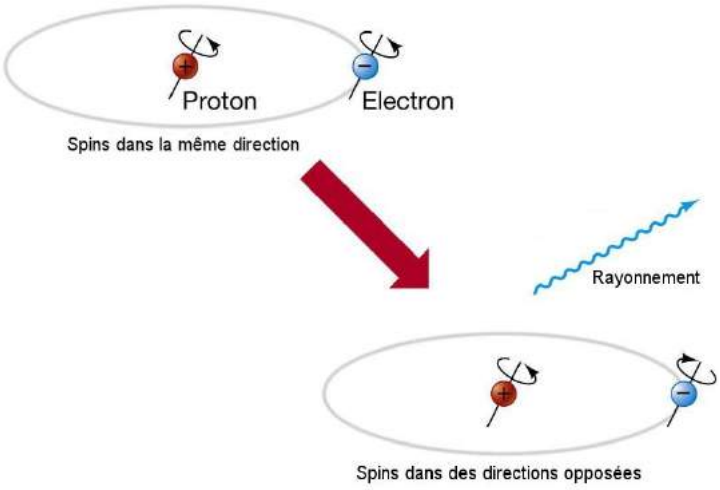


physics.uoregon.edu/~jimbrau/BrauImNew/Chap18/FG18_02.jpg

Notez que le nuage de gaz peut ajouter des raies d'absorption au spectre, mais il est assez facile de distinguer les raies d'absorption due au gaz et celles dues à l'étoile puisque ces dernières ont une plus grande largeur.

La détection grâce au rayonnement radio de 21 cm de longueur d'onde

On peut aussi détecter les nuages par le rayonnement radio émis par l'hydrogène. Ce rayonnement provient d'une transition entre deux niveaux d'énergie très près l'un de l'autre par l'électron dans les orbitales. Tous les niveaux, incluant le niveau 1s, se séparent en deux quand on tient compte de l'effet du champ magnétique créé par le proton. Comme chaque électron est un petit aimant, l'effet n'est pas le même si le spin de l'électron est orienté dans le même sens que le champ magnétique fait par le proton ou dans le sens contraire du champ magnétique fait par le proton.



safe.nrao.edu/wiki/bin/view/Main/ExgalHIProject

L'énergie de l'atome est donc un peu plus grande quand les spins du proton et de l'électron sont dans le même sens que quand les spins sont dans des directions opposées. Comme il y a une baisse d'énergie quand on passe d'une configuration à l'autre, il y a du rayonnement d'émis (photon) quand cela se produit. Lors de cette transition, qu'on appelle la transition hyperfine de l'hydrogène, le rayonnement émis a une longueur d'onde de 21 cm. Les nuages d'hydrogène émettent donc continuellement ce rayonnement. (Les collisions entre les atomes remontent des atomes sur le niveau d'énergie supérieure, ce qui permet une émission de rayonnement continuelle.) Hendrik Christoffel van de Hulst a été le premier à annoncer, en 1945, qu'on devrait pouvoir observer ce rayonnement. Le rayonnement a été observé pour la première fois par deux équipes en 1951.

Notez qu'il faudra en moyenne des millions d'années pour qu'une telle transition se produise pour un atome d'hydrogène. Normalement, la transition se fait lors d'une collision plutôt que par l'émission d'un photon. Même si on voulait l'observer en laboratoire, on ne parviendrait pas à faire un vide assez poussé pour qu'il n'y ait pas assez de collisions. Cependant, la densité est si faible dans un nuage d'hydrogène que certains atomes ont le temps d'émettre un photon avant de changer d'énergie lors une collision.

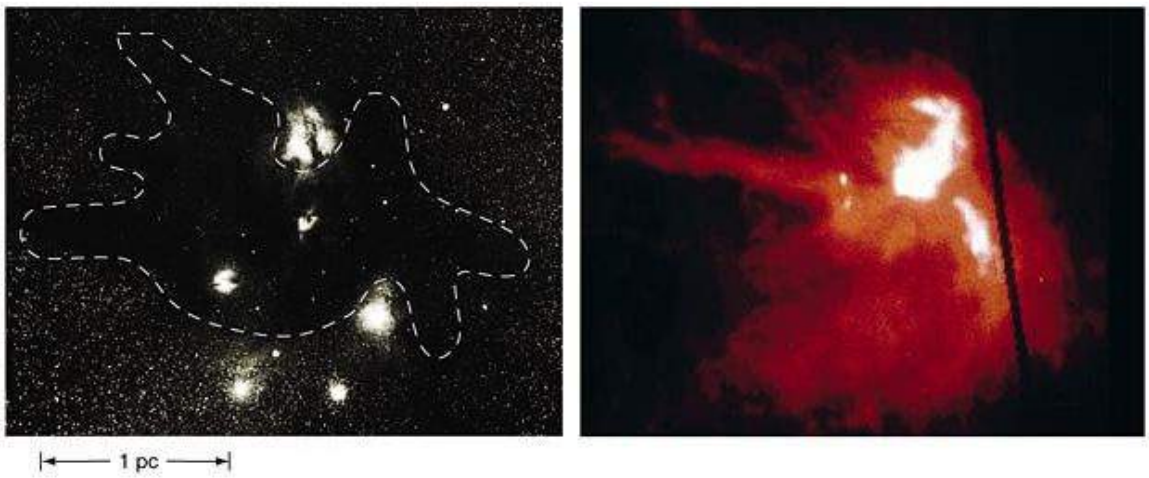
Les nuages moléculaires

Parfois, les nuages d'hydrogène sont encore plus concentrés. Ce sont les nuages moléculaires. Ils sont appelés ainsi parce que l'hydrogène se retrouve sous forme moléculaire (H_2) dans ces nuages.

Typiquement, ces nuages de gaz auront les caractéristiques suivantes :

- Composé surtout d'hydrogène et d'hélium.
- Température de 10 à 100 K.
- Densité variant de 10^7 atomes d'hydrogène par m³ à 10^{12} atomes d'hydrogène par m³, soit environ 10^{-20} kg/m³ à 10^{-15} kg/m³. Ces densités sont de 100 à 1 000 000 fois plus grandes que celle de la densité moyenne du gaz interstellaire.

On peut parfois détecter ces nuages par le rayonnement infrarouge émis par la poussière à des températures se situant aux alentours de 100 K. Par exemple, voici le nuage moléculaire rho Ophiuchi. À gauche, nous avons l'image en visible nous montrant un nuage sombre bloquant la lumière des étoiles derrière le nuage. À droite, nous avons l'image du même nuage en infrarouge qui permet de voir le nuage moléculaire.



staff.on.br/jlkm/astron2e/AT_MEDIA/CH18/CHAP18AT.HTM

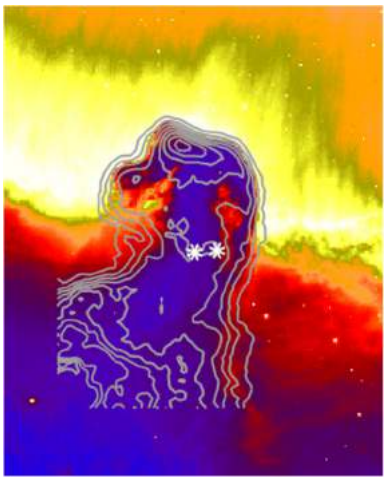
On ne peut pas détecter les nuages moléculaires avec le rayonnement à 21 cm parce que l'hydrogène moléculaire n'émet pas ce rayonnement. Les deux électrons dans la molécule d'hydrogène H_2 doivent toujours avoir des spins opposés, ce qui empêche les spins des électrons de changer d'orientation. La molécule peut émettre des ultraviolets, mais ce type de radiation est bloqué par la poussière du nuage et ne peut arriver jusqu'à nous, sauf pour le gaz sur les bords du nuage.

Il y a bien d'autres molécules présentes dans ces nuages. La densité relativement élevée du nuage favorise la rencontre des atomes pour former des molécules. Normalement, la lumière ultraviolette provenant d'étoiles voisines détruit rapidement ce genre de molécules dans l'espace, mais la poussière dans le nuage empêche cette lumière de pénétrer profondément dans le nuage, ce qui protège les molécules. On retrouve typiquement une soixantaine de sortes de molécules dans ces nuages, dont les plus courantes sont le monoxyde de carbone (CO), le cyanure d'hydrogène (HCN), l'ammoniac (NH_3), l'eau (H_2O), le méthanol (CH_3OH) et le méthanal ou formaldéhyde (H_2CO). La proportion de ces molécules n'est pas très grande par rapport à l'hydrogène, de l'ordre d'une molécule pour 1 million à 1 milliard de molécules d'hydrogène, mais elles sont facilement détectables parce qu'elles émettent du rayonnement radio à certaines fréquences. On détecta la première molécule (OH) en 1963.

Pour illustrer cela, examinons la nébuleuse tête de cheval dans Orion, un nuage moléculaire assez connu.

www.nasa.gov/multimedia/imagegallery/image_feature_89.html

La partie noire qui dessine une tête de cheval est en fait un vaste nuage moléculaire qui cache le nuage lumineux situé derrière le nuage. L'image de droite montre l'intensité du rayonnement radio émis par la molécule de monoxyde de carbone.



Les nuages moléculaires ne sont pas isolés dans l'espace. Ils forment plutôt de vastes complexes reliant plusieurs nuages et s'étendant sur une centaine d'années-lumière. La masse de ces complexes représente plusieurs millions de masses solaires.

www.aanda.org/articles/aa/full/2006/28/aa3533-05/aa3533-05.right.html

11.3 LA CONTRACTION GRAVITATIONNELLE DES NUAGES MOLÉCULAIRES

Les conditions pour que la contraction se produise

Les nuages d'hydrogène HI et les nuages moléculaires sont des structures temporaires qui durent quelques millions d'années. Si leur densité ne dépasse pas un seuil critique, ils se dissiperont. Toutefois, si leur densité dépasse un seuil critique, l'attraction gravitationnelle des atomes entre eux pourra être assez grande pour provoquer la contraction gravitationnelle du nuage. C'est ce qui amènera la formation de nouvelles étoiles.

Pour commencer, rappelons-nous le théorème du Viriel.

Théorème du Viriel

Quand un gaz est en équilibre gravitationnel, l'énergie interne du gaz est égale à

$$E = -\frac{1}{2}U_g$$

Si l'énergie interne est supérieure à cette valeur, le gaz sera en expansion. Si l'énergie interne du gaz est inférieure à cette valeur, il y aura contraction gravitationnelle.

$$E = -\frac{1}{2}U_g \qquad \text{équilibre}$$

$$E > -\frac{1}{2}U_g \qquad \text{expansion}$$

$$E < -\frac{1}{2}U_g \qquad \text{contraction}$$

Dans le cas d'un nuage de gaz, l'énergie interne est simplement l'énergie cinétique des atomes et des molécules. Les lois de la thermodynamique nous permettent de faire le lien entre la température et l'énergie cinétique moyenne d'une molécule. Ce lien est

$$E_k = \frac{3}{2}kT$$

où T est la température et k est la constante de Boltzmann (1,381 x 10^{-23} J/K). L'énergie cinétique totale du gaz composé de N molécules est donc

$$E_k = N\frac{3}{2}kT$$

On va maintenant simplifier en disant que notre nuage de gaz est sphérique et que sa densité est uniforme. Dans ce cas, son énergie gravitationnelle est

$$U_g = -\frac{3}{5}\frac{GM^2}{R}$$

Il y a donc contraction si

$$E < -\frac{1}{2}U_g$$

$$\frac{3}{2}NkT < -\frac{1}{2}\left(-\frac{3}{5}\frac{GM^2}{R}\right)$$

$$NkT < \frac{1}{5}\frac{GM^2}{R}$$

Le nombre de molécules dépend de la masse du nuage. Si la masse moyenne des molécules du gaz est m, alors le nombre de molécules est

$$N = \frac{M}{m}$$

et on a

$$\frac{M}{m}kT < \frac{1}{5}\frac{GM^2}{R}$$

$$R < \frac{1}{5}\frac{GmM}{kT}$$

On arrive finalement à

Taille critique pour qu'il y ait contraction gravitationnelle

$$R = \frac{GmM}{5kT}$$

Exemple 11.3.1

Quelle est la taille critique pour qu'il y ait contraction d'un nuage d'hydrogène de 50 $M_\odot$ et ayant une température de 30 K ?

En supposant que le nuage est uniquement fait d'hydrogène moléculaire H_2 , la masse moyenne des molécules est de

$$m = \frac{2\ \frac{g}{mol}}{6,0221\times10^{23}\ \frac{molécules}{mol}} = 3,321\times10^{-24}\ \frac{g}{molécule}$$

On a donc

$$\begin{aligned} R &= \frac{GMm}{5kT} \\ &= \frac{6,674\times10^{-11}\ \frac{Nm^2}{kg^2}\cdot\left(50\cdot2\times10^{30}kg\right)\cdot3,321\times10^{-27}kg}{5\cdot1,381\times10^{-23}\ \frac{J}{K}\cdot30K} \\ &= 1,070\times10^{16}\,m \\ &= 1,13\ al \end{aligned}$$

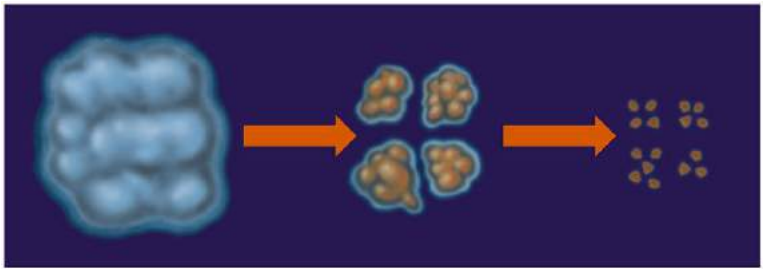
Notez que cela correspond à une densité de

$$\begin{aligned} \rho &= \frac{M}{volume} \\ &= \frac{50\cdot2\times10^{30}kg}{\frac{4}{3}\pi\left(1,070\times10^{16}m\right)^3} \\ &= 1,95\times10^{-17}\ \frac{kg}{m^3} = 5,87\times10^{9}\ \frac{molécules}{m^3} \end{aligned}$$

La fragmentation

Avec la contraction, le nuage va se fragmenter. Pour comprendre pourquoi, imaginons que le nuage initial a une masse initiale de 80 $M_\odot$ et une température de 30 K. Selon a formule de Jeans, ce nuage commence sa contraction s'il atteint un rayon de 1,8 al. Imaginons que ce nuage a atteint cette taille et qu'il commence sa contraction. Examinons ce qui arrive à une partie de ce nuage qui a une masse de 10 $M_\odot$, ce qui lui donne un rayon de 0,9 al si on suppose que la densité est constante. Le rayon de Jeans de cette partie de nuage est de 0,226 al selon la formule. La partie du nuage n'a pas atteint la taille critique, et il ne s'effondre pas sur lui-même. Elle suit simplement la contraction du grand nuage. Mais avec la contraction, la taille de la partie du nuage va atteindre à un moment donné un rayon de 0,226 al. À partir de ce moment, la partie du nuage de 10 $M_\odot$ commencera à se contracter sur elle-même. Donc, à mesure que le nuage se contracte, des parties du nuage de plus en

plus petites atteignent à leur tour la taille critique, ce qui déclenche des contractions plus localisées dans le nuage. Lentement, le nuage se fragmente.



pages.uoregon.edu/jimbrau/astr122-2015/Notes/Chapter19.html

La fragmentation cesse quand les petits fragments ont une masse de l'ordre de la masse du Soleil (la plage de masse est très vaste, mais la masse est plus grande que la masse des planètes et plus petite que la masse des amas d'étoiles.)

Chacune de ces boules de gaz est une future étoile ou une *naine brune*. (Les naines brunes sont des boules de gaz comme des étoiles, mais qui n'ont pas une masse suffisante pour que la fusion nucléaire de l'hydrogène s'enclenche au centre de l'étoile.) On aura donc plusieurs étoiles qui vont naitre en même temps.

La contraction gravitationnelle d'un nuage de gaz est processus fort complexe parce que la rotation s'amplifie avec la contraction (avec la conservation du moment cinétique). Pour mieux comprendre ce processus, on fait des simulations par ordinateur. Dans la simulation suivante, un nuage de gaz de 50 $M_{\odot}$ se contracte pour donner naissance à plusieurs étoiles.
http://www.youtube.com/watch?v=YbdwTwB8jtc
On remarque premièrement que le mouvement de rotation du gaz s'amplifie beaucoup quand le gaz se contracte. Ceci est bien sûr une conséquence de la conservation du moment cinétique ($I\omega$). À mesure que le gaz se contracte, le moment d'inertie du gaz diminue, ce qui fait augmenter la vitesse angulaire. C'est au centre de ces petits tourbillons de gaz formé par la conservation du moment cinétique que se concentre la matière pour former une étoile.

Dans la simulation présentée, il se forme 23 étoiles et 27 naines brunes. Dans une autre simulation avec un nuage de 500 $M_{\odot}$, la même équipe a obtenu 459 étoiles et 795 naines brunes. Dans toutes les simulations, il se forme toujours plus d'étoiles de faible masse que d'étoiles de grande masse, ce qui correspond à la distribution des masses des étoiles observée dans l'univers.

Les étoiles et les naines brunes naissent donc en groupe. On obtient alors un amas d'étoiles. Parfois, cet amas d'étoiles se disperse par la suite et on parle alors d'un *amas ouvert*. Parfois, les étoiles restent ensemble durant toute leur vie et on parle alors d'*amas fermé*. Le Soleil faisait initialement partie d'un amas ouvert qui s'est dispersé par la suite.

L'effondrement gravitationnel donne aussi naissance à de nombreuses étoiles multiples, soit des étoiles doubles, triples ou même quadruples. On estime que de 60 à 80 % des étoiles font partie d'un système d'étoiles multiples. Le Soleil est donc un peu particulier

parce qu'il n'a pas de compagnon. Il aurait pu en avoir un si Jupiter avait eu une masse au moins 85 fois plus grande, ce qui lui aurait permis de devenir une étoile.

La contraction du nuage qui a formé le Soleil s'est faite il y a environ 4,6 milliards d'années. On estime que le nuage de gaz avait un diamètre de près de 70 années-lumière et qu'il a mené à la formation de 1000 à 10 000 étoiles. Ces étoiles ont commencé à se disperser environ 500 millions d'années après leur formation.

La protoétoile

Le gaz devient opaque

Examinons maintenant les boules de gaz qui se forment lors de la contraction du nuage. Au départ, la matière se concentre de plus en plus, mais le gaz reste quand même assez transparent puisqu'il est peu dense. Cette transparence permet à l'énergie gravitationnelle libérée par la contraction du gaz de s'échapper facilement et la température du gaz n'augmente pratiquement pas.

Quand le gaz devient un peu plus concentré (densité d'environ 10^{-10} kg/m³ = 10^{17} atomes d'hydrogène/m³), le gaz devient opaque et l'énergie ne peut plus s'échapper aussi facilement. C'est alors qu'on voit apparaitre une photosphère à l'endroit où on passe d'un gaz opaque à un gaz transparent. À partir de ce moment, la température du gaz au centre augmente lentement à mesure que le gaz se concentre et que la boule de matière opaque accumule de la matière qui tombe sans cesse sur elle. Pour le Soleil, la boule de gaz opaque avait, au départ, un rayon d'environ 10^{13} m, ce qui correspond à environ 2 fois le rayon de l'orbite de Neptune.

L'équilibre entre la pression et la gravitation

Au bout d'un certain temps, on arrive à un équilibre entre la force de pression du gaz et la force gravitationnelle, exactement comme dans le Soleil en ce moment. Quand on arrive à cet équilibre, on parle de *protoétoile*. Pour le Soleil, l'équilibre a été atteint quand la densité centrale a atteint 2×10^{-7} kg/m³ et une température de 170 K. À ce moment, le Soleil avait environ la taille de l'orbite d'Uranus.

Cette protoétoile en équilibre fait une lente contraction qui libère de l'énergie gravitationnelle (contraction de Kelvin-Helmholtz), mais cette contraction n'est pas la principale source d'énergie de l'étoile. L'énergie cinétique de la matière qui continue d'arriver dans l'étoile est encore la principale source d'énergie de l'étoile.

Notez qu'on ne peut pas vraiment voir la protoétoile même si elle émet du rayonnement. Celle-ci est encore enveloppée de gaz et de poussière (la matière qui tombe sur l'étoile) qui cache l'étoile. Le gaz et la poussière absorbent le rayonnement de l'étoile et le réémettent sous forme de rayonnement infrarouge.

La masse de la protoétoile augmente lentement. La densité et la température continuent d'augmenter dans l'étoile à mesure que la masse augmente.

L'effondrement gravitationnel

Quand la température du gaz arrive près de 2000 K, on a les conditions propices pour qu'il y ait un effondrement gravitationnel. On se rappelle que le lien entre la pression et la densité est donné par

$$PV^{\gamma} = \text{constante}$$

On avait montré que l'équilibre était stable tant que $\gamma > 4/3 = 1{,}33$. Avec un gaz parfait monoatomique, on a $\gamma = 5/3 = 1{,}66$ et l'équilibre est stable. Toutefois, la boule de gaz est surtout formée d'hydrogène moléculaire H_2 qui est un gaz diatomique. Un gaz diatomique a $\gamma = 7/5 = 1{,}40$ (la valeur est plus petite parce qu'une partie de l'énergie peut aller en rotation de la molécule quand on comprime le gaz). C'est encore assez élevé pour qu'il y ait équilibre, mais on est assez près de la limite.

À un certain moment, la température va atteindre une valeur suffisante (2000 K) pour que la molécule d'hydrogène se dissocie. Cela signifie qu'une partie de l'énergie libérée par la contraction de la boule de gaz servira à séparer la molécule en 2 hydrogènes. Quand une partie de l'énergie libérée par la contraction est utilisée pour faire autre chose qu'augmenter la température (et donc la pression), la valeur de γ diminue. Ici, la valeur de γ diminue à 1,1 pendant la dissociation ce qui est inférieur 4/3. L'équilibre devint alors instable et la boule de gaz subit un effondrement gravitationnel. La boule de gaz va donc se contracter très rapidement pendant la dissociation de l'hydrogène. Quand l'hydrogène est dissocié, γ monte à 5/3 et l'équilibre est rétabli.

Il y aura un autre épisode d'effondrement quand l'hydrogène va s'ioniser et encore un autre quand l'hélium va s'ioniser. L'énergie étant utilisée pour arracher les électrons, la température (et donc la pression) n'augmente pas assez rapidement s'il y a contraction, ce qui fait encore baisser γ sous la valeur de 4/3. Une fois les effondrements faits, l'étoile revient en équilibre. La protoétoile accumule encore de la masse au début, mais l'étoile aura bientôt sa masse finale.

Pour le Soleil, la densité centrale était de 20 kg/m³ et la température centrale était de 20 000 K quand l'effondrement s'est terminé.

L'étoile de la préséquence principale

Un peu après les effondrements, toute la matière est finalement arrivée sur l'étoile et l'étoile cesse d'accumuler de la matière. On parle d'une étoile de la préséquence principale (calque de l'anglais *pre-main-sequence star* ou *PMS star*).

Au début de cette phase, la taille de l'étoile est donnée par la formule suivante.

Taille au début de la phase de préséquence principale

$$R \approx 35 R_{\odot} \left(\frac{M}{M_{\odot}} \right)$$

Le gaz étant relativement froid, il est très opaque. Cela favorise tellement la convection que le transport d'énergie se fait par convection partout dans l'étoile.

Pour le Soleil, la luminosité était de 200 $L_{\odot}$ au début de cette phase. La température de surface était alors de 3440 °C et le rayon était d'environ 34 $R_{\odot}$, soit environ la moitié du rayon de l'orbite de Mercure.

La contraction

L'équilibre ne peut être statique puisque l'étoile émet du rayonnement. Supposons pour un instant que l'équilibre soit permanent. Cela voudrait dire que la force de pression est toujours identique à la force gravitationnelle. Mais comme l'étoile est chaude et qu'elle émet du rayonnement, elle perd de l'énergie, ce qui entrainerait une baisse de la température du gaz, ce qui entrainerait à son tour une baisse de la force de pression du gaz. Alors, la force de pression ne serait plus aussi grande que la force de gravitation et l'étoile se contracterait, contredisant ainsi l'idée que l'équilibre est statique.

L'étoile est plutôt en équilibre quasi statique. Cela veut dire qu'il y a toujours équilibre entre la force de gravitation et la force de pression du gaz, mais que pour maintenir cet équilibre, l'étoile doit se contracter lentement. La moitié de l'énergie gravitationnelle libérée par la contraction va en énergie thermique du gaz et l'autre moitié va être rayonnée par l'étoile. L'augmentation de l'énergie thermique et la contraction permet à la force de pression d'augmenter pour être continuellement égale à la force de gravitation, qui augmente aussi avec la contraction. La protoétoile tire ainsi son énergie de la contraction de Kelvin-Helmholtz pendant cette phase.

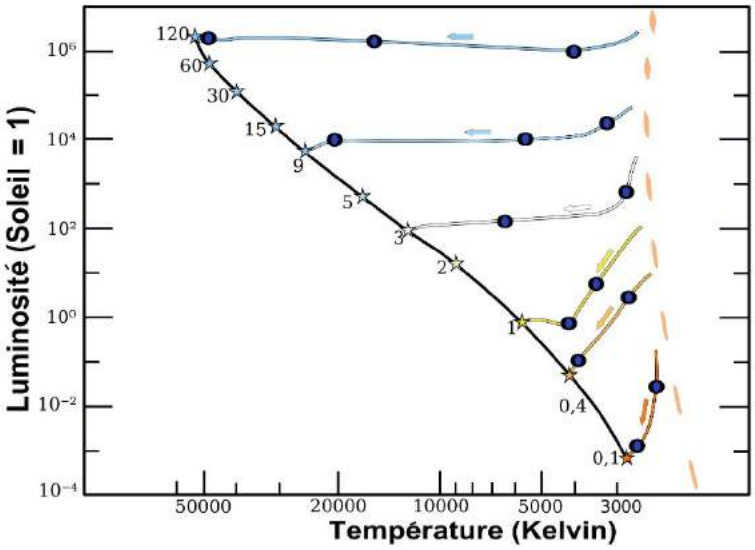
À mesure que la contraction de Kelvin-Helmholtz se fait, la température de surface de l'étoile augmente. La luminosité de l'étoile, qui est donnée par

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

peut alors augmenter ou diminuer, car le rayon de l'étoile diminue pendant que la température de surface augmente.

On peut voir, dans le diagramme HR de la page suivante, le déplacement d'étoiles de différentes masses pendant la contraction de Kelvin-Helmholtz. Les chiffres le long de la séquence principale sont les masses des étoiles.

Quand la phase de préséquence principale commence, les étoiles se situent sur une ligne presque verticale dans le diagramme HR (appelée la *ligne de Hayashi*). On peut voir cette ligne à droite du diagramme HR.



commons.wikimedia.org/wiki/File:Hayashi_track_cat.jpg

Les étoiles sur cette ligne ont nécessairement une structure entièrement convective. La région à droite de cette ligne est une zone interdite. Aucune étoile en équilibre ne pourrait être dans cette région. Si une étoile est à gauche de la ligne, il doit y avoir une zone radiative quelque part dans l'étoile.

Les étoiles, au départ sur la ligne de Hayashi, se déplacent lentement vers la ligne représentant la séquence principale. Pendant cette contraction, la zone de convection devient de plus en plus petite à mesure que la zone radiative au centre de l'étoile s'agrandit.

On constate que, dans le cas du Soleil, la luminosité a diminué lentement parce que la diminution du rayon a eu plus d'influence que la montée de la température de surface. La luminosité s'est par la suite stabilisée aux environs de 1 $L_\odot$, avec la diminution du rayon presque exactement compensée par l'augmentation de température de surface. Le diagramme HR permet de constater que les étoiles de grandes masses gardent pratiquement la même luminosité pendant la contraction (la baisse du rayon est compensée par l'augmentation de température) alors que les étoiles de faible masse baissent de luminosité pendant la contraction.

La durée de vie sur la préséquence principale (donc la durée de la période de contraction gravitationnelle) diminue avec la masse de l'étoile. Ce temps est donné, approximativement, par la formule suivante.

Durée de la phase de préséquence principale

$$t_{pms} = 30Ma\left(\frac{M}{M_\odot}\right)^{-2,5}$$

(*pms* signifie *pre main sequence*.) Le temps est donc d'environ 30 millions d'années pour le Soleil. Pour une étoile de 0,5 $M_\odot$, ce temps est d'environ 160 millions d'années alors qu'il est d'environ 100 000 ans pour une étoile de 10 $M_\odot$. La contraction est très rapide au départ de sorte que l'étoile passe une bonne partie de sa période de contraction assez près de la séquence principale.

La future étoile sort de son cocon

Pendant la contraction, la protoétoile est toujours à l'intérieur du nuage de gaz et elle n'est pas visible de l'extérieur. Toutefois, l'étoile commencera à se dégager lentement de son cocon de gaz. Pendant la contraction, l'activité à la surface de l'étoile est très importante, ce qui amène la formation d'un vent solaire très puissant. Ce vent fait une poussée sur le gaz entourant la protoétoile, ce qui l'éloigne de l'étoile. L'étoile se dégage ainsi lentement de son enveloppe de gaz. Pour des étoiles de moins de 8 $M_\odot$, il y aura suffisamment de temps pour devenir visible pour des observateurs situés à l'extérieur du nuage avant que la phase de contraction ne soit terminée.

On peut voir sur cette image une étoile vers la fin de sa période de contraction, à peine dégagée de son nuage de gaz.

apod.nasa.gov/apod/ap071213.html

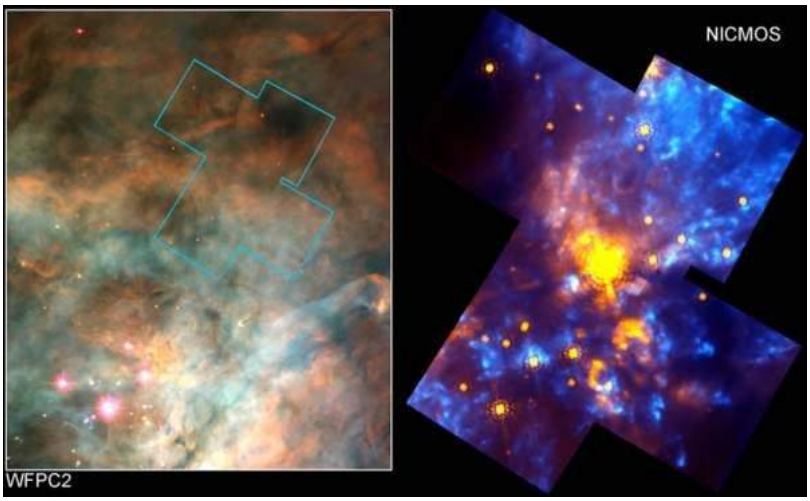
L'étoile au centre est T du Taureau (T Tauri en anglais), qui a donné son nom à toutes les étoiles de moins de 2 $M_\odot$ qui sont à la fin de leur phase de contraction. L'étoile s'est dégagée du gaz environnant, mais on distingue encore le nuage de gaz qui a donné naissance à l'étoile.

Les protoétoiles en phase de contraction entre 2 et 8 $M_\odot$ sont des étoiles du type Herbig Ae/Be. L'image vous montre R de la couronne australe (R Corona Australis), une étoile de type Herbig Ae/Be.

apod.nasa.gov/apod/ap060403.html

On ne peut pas voir directement les protoétoiles de plus de 8 $M_\odot$ parce qu'elles atteignent la séquence principale trop rapidement pour que le gaz environnant ait eu le temps d'être poussé par le vent stellaire. On peut cependant les voir si on observe la nébuleuse avec d'autres longueurs d'onde en dehors du spectre visible qui ne sont pas bloquées par le nuage. L'image suivante montre un zoom en infrarouge d'une partie de la nébuleuse

d'Orion. À cette longueur d'onde, le nuage de gaz est plus transparent et on peut voir les jeunes étoiles massives (en jaune) qui se cachent dans la nébuleuse.



messier.seds.org/more/m042_hst4.html

L'étoile nait

Plus l'étoile se contracte, plus sa température doit augmenter pour qu'il y ait équilibre entre la force de gravitation et la force de pression. Ainsi, la température du cœur de l'étoile augmente continuellement à mesure que la densité augmente au centre de l'étoile. Quand le cœur atteint la température d'environ 10 000 000 K, il devient suffisant chaud pour qu'il se fasse des réactions nucléaires au centre de l'étoile. Dans le cas du Soleil, les réactions au cœur du Soleil ont commencé quand la température était de 12 000 000 K et que la densité du cœur était de 80 000 kg/m³. On considère que la vie de l'étoile commence quand les réactions nucléaires commencent.

À partir de là, l'étoile ne se contracte plus. L'énergie fournie par la réaction nucléaire compense exactement celle rayonnée par l'étoile et il n'est plus nécessaire de libérer de l'énergie gravitationnelle pour fournir cette énergie. L'étoile est maintenant sur la séquence principale.

11.4 LES NUAGES D'HYDROGÈNE HII

Aspect général

Les jeunes étoiles très massives (type O ou B) ont un effet spectaculaire sur le gaz qui les entoure. Premièrement, ces étoiles émettent du rayonnement qui chauffe le gaz environnant à une température de l'ordre de 8000 K. L'expansion qui en résulte fait diminuer la densité du nuage à environ 10^{-8} kg/m³. Mais c'est le rayonnement ultraviolet émis par ces étoiles qui a des effets encore plus importants sur le nuage. Les photons de ce rayonnement ont assez d'énergie pour exciter les atomes d'hydrogène environnant. Cela signifie que

l'électron de ces atomes va dans une orbitale d'énergie supérieure. L'électron peut même être complètement arraché de l'atome pour former de l'hydrogène ionisé, qu'on appelle de l'hydrogène HII (2 en chiffre romain). C'est pour cette raison que ces nuages portent le nom de *nuage d'hydrogène HII*. Quand l'électron redescend de niveau, l'atome émet un photon qui, parfois, a une énergie correspondante à de la lumière visible avec des longueurs d'onde de 434 nm, 486 nm et 656 nm. Cela donne une couleur plutôt rouge au gaz d'hydrogène.

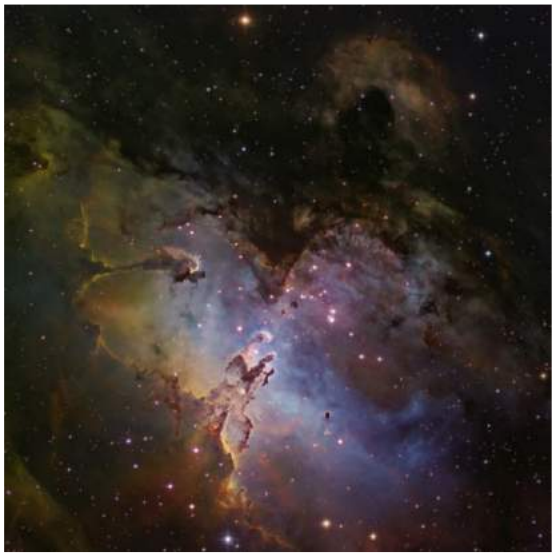
en.wikipedia.org/wiki/Eagle_Nebula

Plus la luminosité de l'étoile est grande, plus le gaz sera excité à de grandes distances autour de l'étoile. Une étoile de type O6 excitera le gaz jusqu'à une distance de 240 al alors qu'une étoile de type B0 excitera le gaz jusqu'à une distance de 40 al. Cette distance d'excitation porte le nom de *rayon de Strömgren*.

On obtient alors un nuage de gaz comme celui montré sur la figure de droite.

Il s'agit de la nébuleuse de l'Aigle, située dans la constellation du Serpent, distante de 7000 al et qui fut découverte par Jean-Philippe de Cheseaux en 1745-46. C'est une zone de formation d'étoiles dans laquelle de jeunes étoiles très massives excitent l'hydrogène environnant pour lui donner sa couleur rouge.

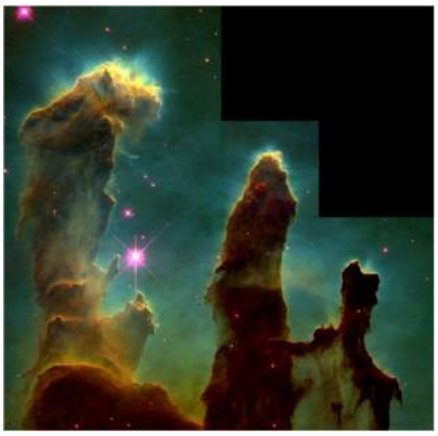
Examinons une image plus détaillée de cette nébuleuse, mais avec des couleurs modifiées, pour accentuer les contrastes.



en.wikipedia.org/wiki/Eagle_Nebula

Près du centre, il y a nos étoiles très jeunes qui sont nées en premier dans cette nébuleuse. Ces étoiles font un rayonnement et surtout un vent stellaire très puissant qui pousse le gaz vers l'extérieur de la nébuleuse. Le vent solaire d'une étoile de type O ou B atteint des vitesses de 3000 km/s et l'étoile peut éjecter $10^{-6}\ M_\odot$ par année. Ça semble peu, mais ces étoiles éjecteront ainsi 10 % de leur masse durant leur vie, ce qui est beaucoup plus que ce que le Soleil va perdre durant sa vie (0,1 % environ). Cette poussée du gaz peut alors compresser le gaz environnant ce qui provoquera de nouvelles formations d'étoile dans les bords de la nébuleuse.

Le gaz peut être poussé, sauf aux endroits où une étoile avait commencé à se former. On observera alors une structure ressemblant à ceci (zoom de la zone pratiquement au centre de l'image, toujours en fausses couleurs).



en.wikipedia.org/wiki/Hubble_Space_Telescope

Le gaz de la nébuleuse a été poussé par le vent stellaire et le rayonnement des étoiles situé en haut, en dehors de l'image. Toutefois, trois étoiles en formation ont empêché le gaz d'être poussé et ont mené à la formation de colonne de gaz. Le gaz derrière l'étoile est protégé de la radiation et du vent stellaire par l'étoile en formation située au bout des colonnes.

en.wikipedia.org/wiki/Eagle_Nebula

On peut aussi zoomer sur l'autre colonne de gaz (au centre, un peu à gauche sur l'image en fausses couleurs) pour obtenir l'image de droite.

C'est encore une fois une colonne de gaz formé par le vent et la radiation des étoiles hors champ qui pousse le gaz vers le bas pendant que des étoiles en formation protègent le gaz situé derrière elles du vent et de la radiation.

Ça ressemble peut-être un peu à un ange, mais évidemment, c'est un hasard.

apod.nasa.gov/apod/ap090707.html

On voit très souvent ce genre de colonne de gaz dans les nuages de gaz HII. On peut en voir aussi dans cette autre nébuleuse, la nébuleuse trifide (M20), située à 5 200 al dans la constellation du Sagittaire. (On voit une de ces colonnes en bas, un peu à gauche dans la partie rouge.)

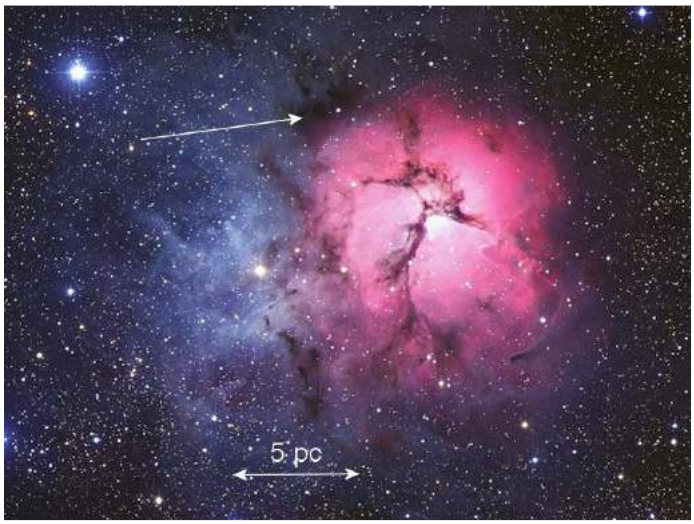
Notez la présence de gaz plutôt bleu dans cette image. Cet hydrogène n'est pas de l'hydrogène excité. C'est simplement la lumière des étoiles de la nébuleuse qui se diffuse dans le gaz. Comme la diffusion est plus efficace pour le bleu que pour les autres couleurs du visible, on obtient un gaz bleuté.

La nébuleuse d'Orion est aussi un nuage de gaz HII excité par de jeunes étoiles situées au centre. Le gaz est toutefois moins dissipé que dans les nébuleuses de l'Aigle, Trifide et de la Carène montrées ici.

Les nuages de HII ne représentent qu'une partie du nuage de gaz

Les nébuleuses brillantes ne représentent bien souvent qu'une petite partie d'un nuage plus vaste. Prenons la nébuleuse trifide (M20) pour illustrer cela.

Il y a une partie du nuage excité par de puissantes étoiles nées au centre de la partie rouge, mais il y a, en périphérie, des parties du nuage en contraction. On peut en voir une assez facilement (indiquée par une flèche) où la formation d'étoiles commence à peine.



www.wolaver.org/Space/trifid0.htm

Il est possible que le vent solaire des jeunes étoiles puissantes au centre de la partie rouge ait poussé sur le gaz environnant, le comprimant un peu et provoquant ainsi l'effondrement gravitationnel de ce gaz.

Ça devient évident que la nébuleuse Trifide n'est qu'une partie d'un vaste complexe de gaz avec cette image.

apod.nasa.gov/apod/ap150810.html

Il y a cependant des parties de ce nuage plus difficiles à voir. Toutefois, on peut les discerner avec le rayonnement émis par des molécules, comme le formaldéhyde. C'est ce que nous montre l'image de droite. (On a la mesure à deux fréquences différentes, représentées en rouge et en vert.)

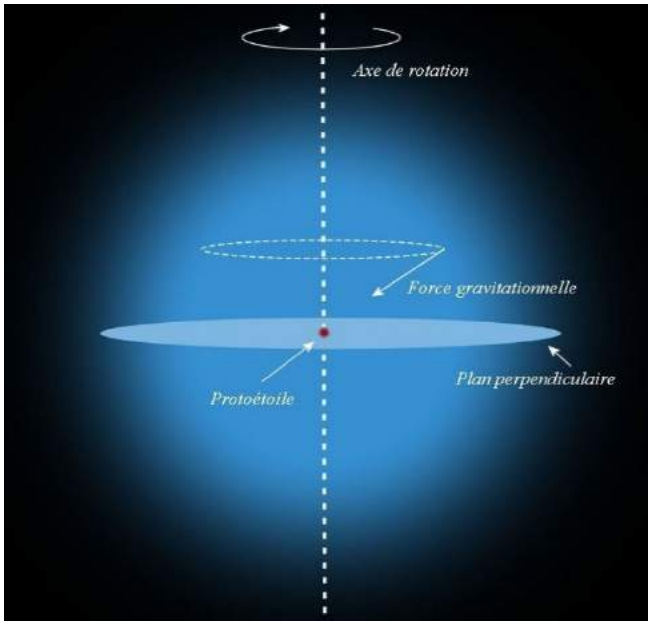
Ainsi, il y a une autre partie de ce nuage qui est en contraction à l'endroit où la concentration de formaldéhyde est maximale, mais qui ne se voyait pas facilement sur les images.

physics.uoregon.edu/~jimbrau/astr122/notes/chapter18.html

11.5 LE DISQUE PROTOPLANÉTAIRE

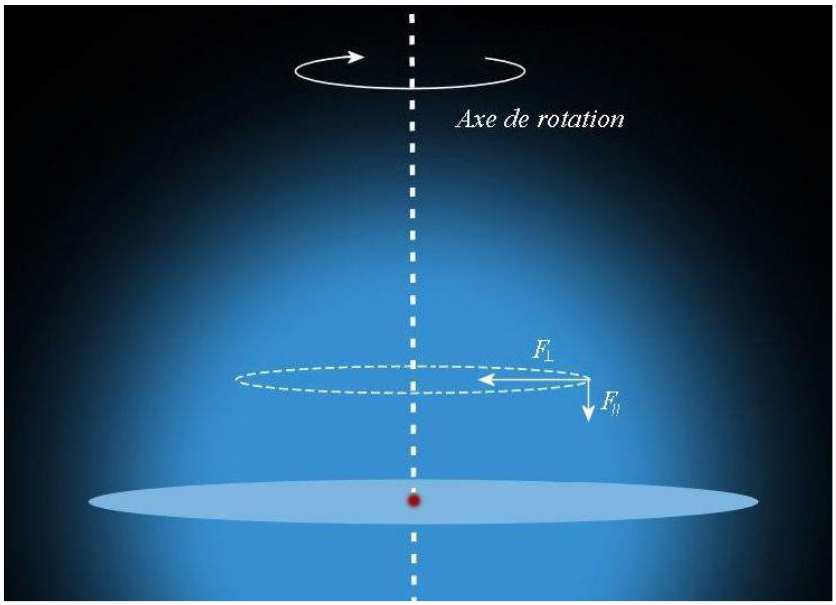
En se contractant pour former une étoile, une partie de la matière restera en orbite autour de l'étoile. Cela se produit parce que le gaz qui forme l'étoile a toujours une légère rotation initiale. En se contractant, la vitesse de rotation du gaz augmente à cause de la conservation du moment angulaire.

Examinons le mouvement d'une particule dans le nuage en contraction ainsi que la force agissant sur cette particule. La particule fait un mouvement de rotation autour de l'axe et subit une force gravitationnelle vers le milieu du nuage où la protoétoile est en cours de formation.



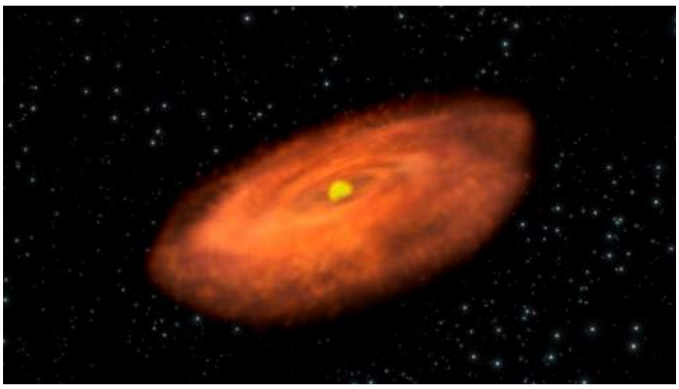
Évidemment, cette force attire les particules vers le centre où se forme la protoétoile. C'est d'ailleurs là que la très grande majorité de la matière va aboutir. Dans le cas du système solaire, on estime que 98 % de la matière a fini par aboutir dans le Soleil.

Toutefois, une partie de la matière finira par être en rotation autour de l'étoile sur le plan perpendiculaire à l'axe de rotation. Pour comprendre pourquoi on obtient un disque, on va séparer la force d'attraction vers le centre en composantes.



La composante perpendiculaire à l'axe de rotation ($F_\perp$) peut avoir deux effets. Au départ, le nuage ne tourne pas très rapidement sur lui-même et il faut très peu de force centripète. La force perpendiculaire sera alors beaucoup plus grande que la force centripète et la particule s'approche de l'axe de rotation pour finalement aboutir dans la protoétoile.

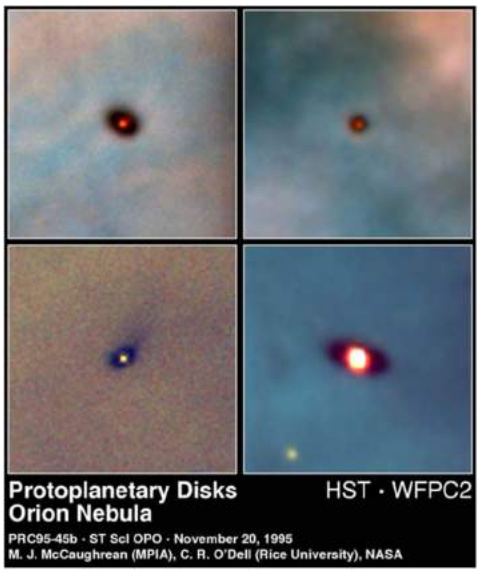
Cependant, vers la fin de la contraction, le nuage est très contracté et il tourne plus rapidement sur lui-même et il faut beaucoup plus de force centripète pour que les particules puissent faire le mouvement circulaire. Il peut alors arriver que la composante perpendiculaire de la force d'attraction devienne égale à la force centripète. Dans ce cas, la composante perpendiculaire sert de force centripète et la particule ne s'approche plus du centre. Même quand cela arrive, il reste la composante parallèle ($F_{//}$) qui amène la particule vers le plan perpendiculaire. Ainsi, toutes les particules sont attirées vers le plan perpendiculaire quand $F_\perp$ devient égal à la force centripète et la matière s'accumule dans ce plan pour former un disque de matière tournant autour de l'étoile. Cela ne se fait pas partout en même temps. Cela commence loin de l'étoile pour se rapprocher ensuite de l'étoile. À la fin de ce processus, on obtient un disque de matière en rotation autour de l'étoile, qu'on appelle un *disque protoplanétaire* (figure de droite).



sci.esa.int/herschel/51324-herschel-sizes-up-massive-protoplanetary-disc/

Ce n'est pas facile d'observer ce genre de disque de matière autour des étoiles jeunes parce que ce disque n'est pas si grand et parce que les étoiles jeunes sont souvent à l'intérieur d'une nébuleuse de gaz qui les cachent. Toutefois, on est parvenu quand même à mettre en évidence quelques-uns de ces disques. Un zoom de la nébuleuse d'Orion, qui est une zone

de formation d'étoiles, permet de détecter un de ces disques. L'image montre quelques disques protoplanétaires dans la nébuleuse d'Orion.



Ultimement, ces disques formeront des planètes en suivant les mêmes étapes que celles qu'on a vues quand on a parlé de la formation des planètes dans le Système solaire.

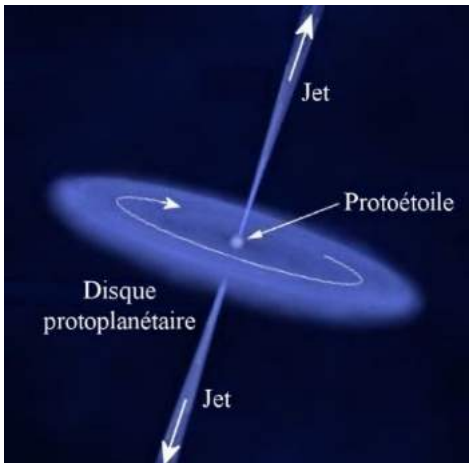
Il y a beaucoup de gaz dans le disque, mais il y a aussi de la matière rocheuse et de la matière métallique. Il y a aussi de la glace, mais seulement à partir d'une certaine distance de l'étoile. (Il fait trop chaud près de l'étoile pour qu'il y ait de la glace.)

www.cfa.harvard.edu/news/2005-07

11.6 LES JETS DE MATIÈRE

Formation des jets

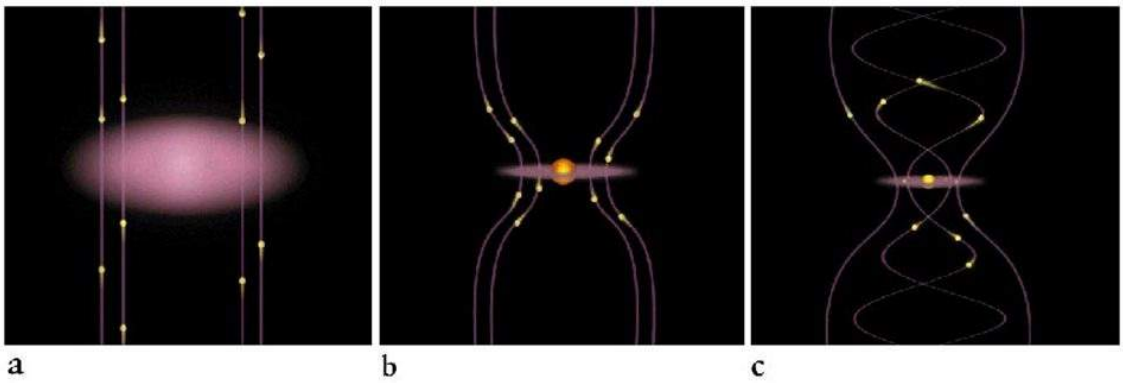
Parfois, il se forme des jets de matière dans la direction de l'axe de rotation, c'est-à-dire dans une direction perpendiculaire au disque protoplanétaire.



www.physics.hku.hk/~nature/notes/lectures/chap14.html

On ne comprend pas bien comment se forment ces jets. Il semble toutefois que le champ magnétique joue un rôle.

Lors de la contraction du nuage, le champ magnétique interstellaire a également été contracté et entortillé par la contraction et la rotation du nuage.

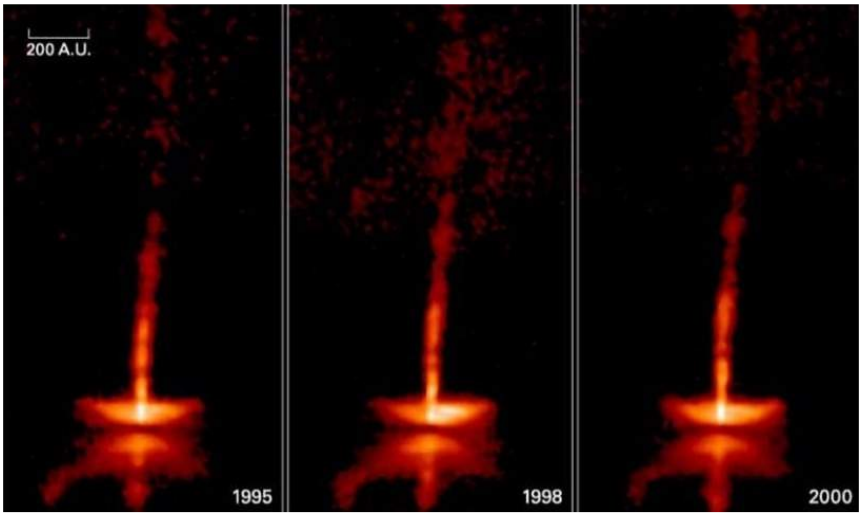


www.ualberta.ca/~pogosyan/teaching/ASTRO_122/lect15/lecture15.html

Une partie de la matière du disque tombant sur la protoétoile serait alors dirigée par ce champ assez particulier pour former des jets.

L'observation des jets

Cette image de HH30 montre un de ces jets.



www.cosmiclight.com/galleries/stars.html

On voit très bien le disque protoplanétaire et les jets de cette étoile très jeune.

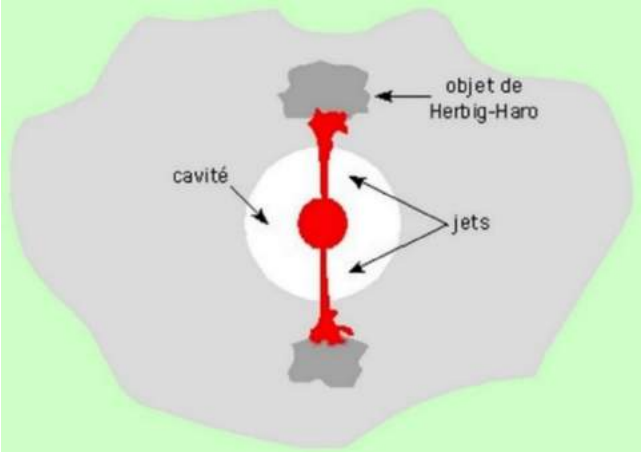
Parfois, il est difficile de voir les jets en visible, mais c'est plus facile avec d'autres longueurs d'onde. Voici l'image en visible (à gauche) et une autre en infrarouge (à droite) d'une des colonnes de gaz dans la nébuleuse de la Carène.

hubblesite.org/newscenter/archive/releases/2009/25/image/j/

Le gaz est alors beaucoup plus transparent et on peut voir la jeune étoile en formation dans la tête de la colonne. On peut également bien voir les deux jets de matière (en blanc) faits par cette étoile.

Les objets de Herbig-Haro

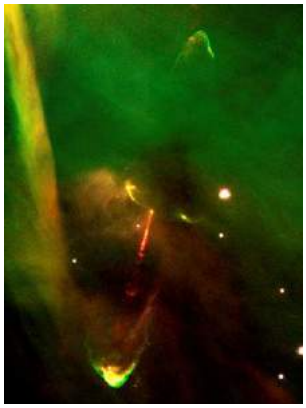
Il arrive parfois que l'étoile soit encore dans le gaz de la nébuleuse qui a donné naissance à l'étoile quand il se forme des jets. L'étoile a éliminé le gaz tout près d'elle, mais cela a simplement formé une cavité dans la nébuleuse avec la protoétoile au centre. S'il se forme alors des jets de matière, il est possible que les jets de matière viennent frapper le gaz de la nébuleuse à la limite de la cavité. Dans ce cas, l'interaction entre le jet et le gaz de la nébuleuse peut générer beaucoup de chaleur et de rayonnement. On pourra alors observer cette zone d'interaction, appelée *objets de Herbig-Haro*.



astronomia.fr/4eme_partie/evolution.php

L'image de droite (en fausses couleurs) montre ce genre d'interaction pour HH-34 (pour Herbig-Haro 34) dans Orion.

On voit les jets (en rouge) et l'interaction des jets avec le gaz environnant.


en.wikipedia.org/wiki/HH_34

11.7 LA FORMATION DES PLANÈTES

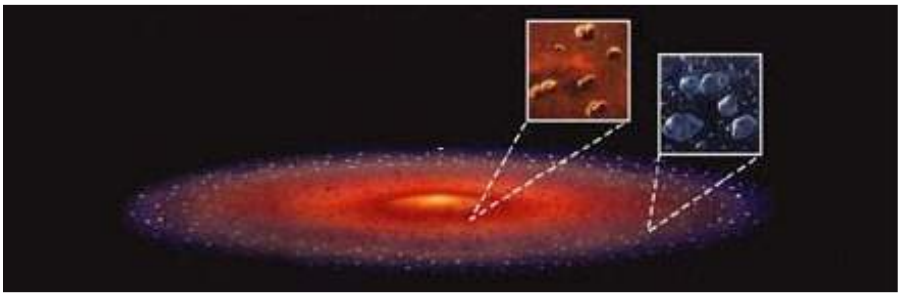
Les planètes se forment ensuite lentement à partir de la matière dans le disque protoplanétaire. Examinons comment se seraient formées les planètes du Système solaire.

100 000 ans après le début de la contraction du fragment du nuage qui donna naissance au Soleil, on a un Soleil dans sa phase T Tauri (l'énergie est donc obtenue par contraction gravitationnelle et les réactions nucléaires ne sont pas encore commencées) entouré d'un disque de matière d'un diamètre approximatif de 200 UA. Il faut attendre encore 50 millions d'années avant que les réactions nucléaires ne commencent dans le Soleil et qu'il cesse d'être une T Tauri pour devenir une véritable étoile.

Les planétésimaux

La formation des planètes commence par l'accrétion de matière. On obtient alors des petits objets d'un rayon pouvant aller jusqu'à quelques kilomètres. On appelle ces objets des *planétésimaux*.

À moins de 5 UA du Soleil, il fait tellement chaud que les glaces se sont évaporées. Il ne reste que de la roche et du métal pour former les planétésimaux. Plus loin, la température est moins élevée et les glaces restent solides. Il y a donc formation de planétésimaux composés de roches, de métaux et de glaces.



web.njit.edu/~gary/320/Lecture11.html

Partout dans le disque, il y a aussi du gaz, mais les planétésimaux ne peuvent pas le capturer (la force gravitationnelle des planétésimaux étant trop petite).

Les embryons planétaires

Les planétésimaux grossissent ensuite en accumulant continuellement de la matière. Plus le planétésimal est gros, plus il accumule de la matière efficacement, le rythme d'accumulation étant propositionnel à R^4. Les plus gros planétésimaux grossissent donc plus vite que les plus petits. Quelques dizaines de milliers d'années plus tard, quelques planétésimaux atteignent un diamètre de 1000 km et deviennent des *embryons planétaires.* À partir de ce moment, les embryons continuent à accumuler de la matière alors que les planétésimaux plus petits ne peuvent pratiquement plus rien accumuler.

À la fin de cette phase, dans le Système solaire à moins de 5 UA du Soleil, pratiquement toute la matière se retrouve dans environ 200 embryons d'une masse d'environ 0,05 masse terrestre chacun.

Les planètes

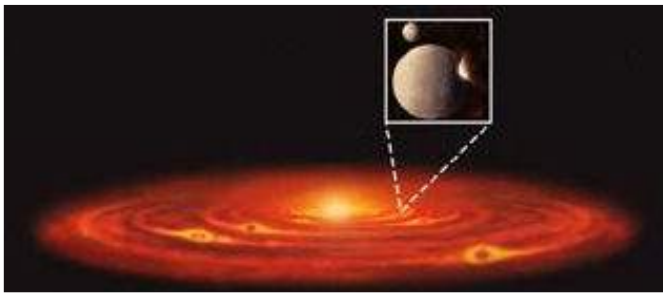
Les embryons deviennent alors assez massifs pour que les perturbations deviennent importantes, de sorte que les orbites des embryons et des planétésimaux deviennent chaotiques. Cela amène l'éjection du système solaire d'une bonne partie des planétésimaux restants et d'environ la moitié des embryons. Elles amènent surtout des embryons à entrer en collision entre eux pour fusionner et former des embryons encore plus gros. Nous avons déjà mentionné ce genre de collision pour expliquer la formation de la Lune.

www.astronomy-education.com/index.php?page=2&id=375 l

Les planètes telluriques

Les planètes telluriques se forment près du Soleil où les planétésimaux sont composés uniquement de roche et de métal. Il fait trop chaud pour que les éléments formant normalement des glaces soient solides et ils se retrouvent sous forme de gaz. Quant au gaz, il avait déjà commencé à être éliminé de cette région par des vents solaires importants. Il n'en reste plus beaucoup quand les planètes atteignent une taille importante. De toute façon, le gaz est trop chaud pour que les planètes puissent retenir ce gaz.

Comme les roches et les métaux sont relativement rares dans la nébuleuse originale (0,6 % de la matière), il ne reste pas tellement de matière une fois la glace et les gaz éliminés. Les planètes telluriques ne peuvent donc pas être très grosses et elles ne contiennent pas d'eau initialement. Avec les fusions d'embryons, il ne reste, au bout d'une centaine de millions d'années, que 5 planètes telluriques (Mercure, Vénus, Terre, Lune et Mars).



web.njit.edu/~gary/320/Lecture11.html

Pendant leur formation, les planètes telluriques baignent dans un gaz qu'elles ne peuvent capturer puisqu'il est trop chaud. Ce gaz tourne moins vite autour du Soleil que les planètes, car la pression de radiation vient annuler une partie de la force de gravitation diminuant ainsi la force centripète. Ce gaz tournant moins vite fait une friction sur les planètes, qui perdent lentement de la vitesse et les amènent sur des orbites de plus en plus près du Soleil.

Les planètes joviennes

La présence de glace à 5 UA et plus du Soleil mène à la formation d'embryons plus massifs. Ces embryons fusionnent ensuite pour former des planètes de masse plus importante que celle des planètes telluriques. Une masse plus importante, combinée à une température du gaz inférieure, permet aux planètes de commencer à accumuler aussi du gaz. Ce gaz étant très abondant, on obtient des planètes très massives comme Jupiter, Saturne, Uranus et Neptune.

Les planètes accumulent du gaz en formant un disque autour de la protoplanète, exactement comme cela s'est produit lors de la formation du disque protoplanétaire autour du Soleil.

web.njit.edu/~gary/320/Lecture11.html

Une bonne partie de la matière de ce disque finit dans la planète, mais un peu de roche et de glace de ce disque finit par former des satellites en orbite autour de la planète. C'est ainsi que les 4 satellites galiléens se forment autour de Jupiter.

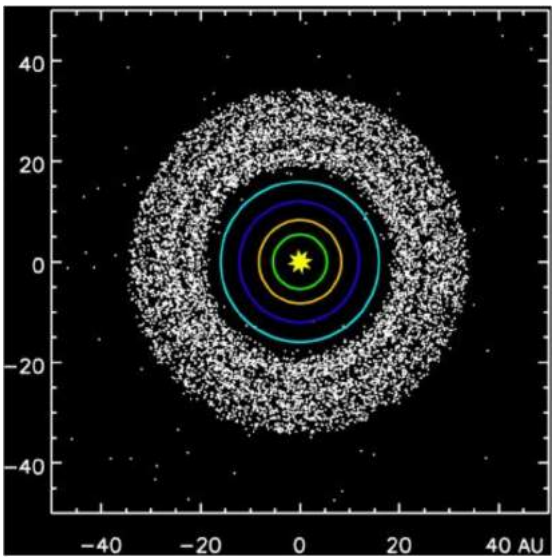
Jupiter s'est formé le plus rapidement. Jupiter est très massive parce qu'elle est à peine plus loin que la distance du Soleil à laquelle la température est assez basse pour que la glace soit sous forme solide. La condensation de la glace à cet endroit a créé une zone de basse pression à 5 UA du Soleil où la matière s'est accumulée, permettant ainsi à Jupiter d'accumuler beaucoup de matière.

Plus on s'éloigne du Soleil, et plus la planète gazeuse se forme lentement. Cela a fait en sorte que Uranus et Neptune ont accumulé moins de gaz. Comme les étoiles dans leur phase de T Tauri ont un vent solaire très puissant qui repousse le gaz qui les entoure, ce vent solaire a lentement éliminé le gaz dans le Système solaire de sorte qu'il y en avait beaucoup moins autour du Soleil au bout de 3 à 10 millions d'années quand Uranus et Neptune se sont formés.

La migration de Neptune et Uranus

Les simulations montrent qu'Uranus et Neptune n'auraient pas pu se former à l'endroit où elles se trouvent actuellement. L'énorme période orbitale à cette distance du Soleil fait qu'elles auraient pris beaucoup trop de temps pour former un noyau de roches et de glaces important et le gaz de la nébuleuse solaire aurait été complètement éliminé quand ces planètes auraient eu une masse suffisante pour accumuler des gaz.

On a donc développé un modèle (le modèle de Nice) de formation dans lequel ces planètes se forment plus près du Soleil que leur position actuelle. L'image de droite montre où se sont formées ces planètes au départ.

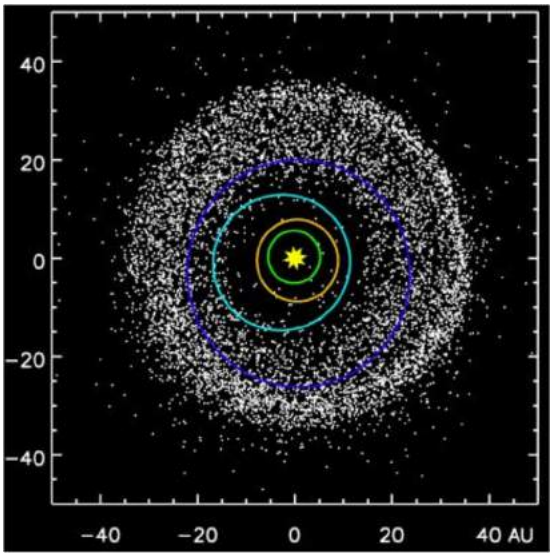


en.wikipedia.org/wiki/Formation_and_evolution_of_the_Solar_System

Jupiter (orbite en vert lime) est presque à sa position actuelle à 5 UA du Soleil, mais Saturne (orbite en orange) est à 8 UA du Soleil (9,5 UA maintenant), Neptune (orbite en bleu foncé) est à 12 UA (30 UA actuellement) et Uranus (orbite en turquoise) est à 16 UA (19 UA actuellement). Vous avez bien lu, Neptune est plus près du Soleil qu'Uranus. La ceinture de Kuiper est aussi beaucoup plus près du Soleil que maintenant (20 à 35 UA, comparativement à 30 à 50 UA actuellement) et beaucoup plus dense. Évidemment, ces distances sont très approximatives.

Étant sur des orbites ayant de grandes périodes, les petits objets de la ceinture de Kuiper n'ont pas eu le temps de s'agglomérer pour former des planètes.

L'interaction gravitationnelle entre les planètes a alors lentement changé les orbites de ces planètes. Jupiter s'approche un peu du Soleil alors que Saturne s'en éloigne. Cela se

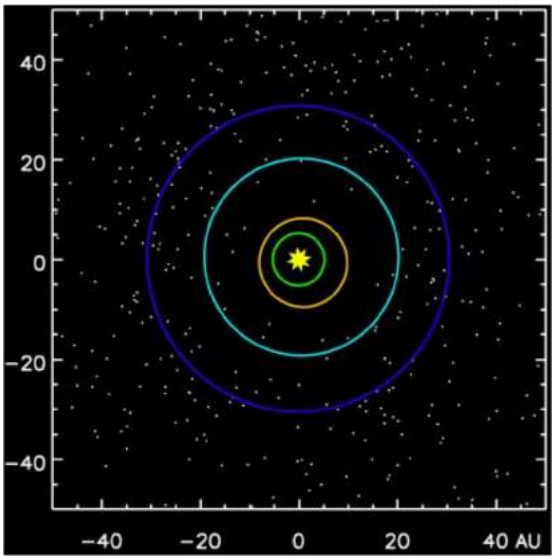


poursuit jusqu'à ce que Jupiter entre en résonance orbitale 2 : 1 (Jupiter fait 2 tours autour du Soleil pendant que Saturne en fait 1). Cette résonance rend alors les orbites de Jupiter et Saturne beaucoup plus excentriques, déstabilisant ainsi tout le Système solaire externe (partie du Système solaire situé plus loin que la ceinture d'astéroïdes). Cela modifie les orbites d'Uranus et Neptune en les faisant grandir, poussant même Neptune sur une orbite au-delà de celle d'Uranus.

Neptune et Uranus se sont alors retrouvés dans la ceinture de Kuiper, perturbant fortement le mouvement de ces petits objets. Neptune en profite alors pour capturer Triton.

Beaucoup d'objets de la ceinture de Kuiper ont alors été dispersés et certains ont même été éjectés du Système solaire. 99 % de la masse de la ceinture de Kuiper aurait ainsi été dispersée.

Il est resté alors une ceinture de Kuiper beaucoup moins dense et située entre 30 et 50 UA du Soleil (figure de droite).



Ce scénario reste très hypothétique pour l'instant. Il a cependant l'avantage d'expliquer beaucoup de caractéristiques du Système solaire. Il explique ainsi la faible masse de la ceinture de Kuiper et la résonance orbitale 3 : 2 entre Neptune et Pluton. Il explique également la période de bombardement intense des planètes qui s'est produite au début du Système solaire (qu'on a appelé *le grand bombardement*). En perturbant les orbites des objets de la ceinture de Kuiper dans toutes les directions, plusieurs de ces objets sont allés percuter des planètes, créant ainsi de très nombreux cratères. Ce bombardement intense s'est produit 500 à 600 millions d'années après la formation du Soleil.

La ceinture d'astéroïdes

La région actuellement occupée par la ceinture d'astéroïdes était initialement plus massive. La masse totale des objets de cette région devait être initialement de 2 à 3 fois la masse de la Terre et un bon nombre de planétésimaux se sont effectivement formés dans cette région.

Ces planétésimaux se sont ensuite regroupés pour former de 20 à 30 embryons de planète de masses variant entre celle de la Lune et celle de Mars. C'est à partir de ce moment, soit 3 millions d'années après la formation du Soleil, que l'évolution de cette région prend une autre tournure.

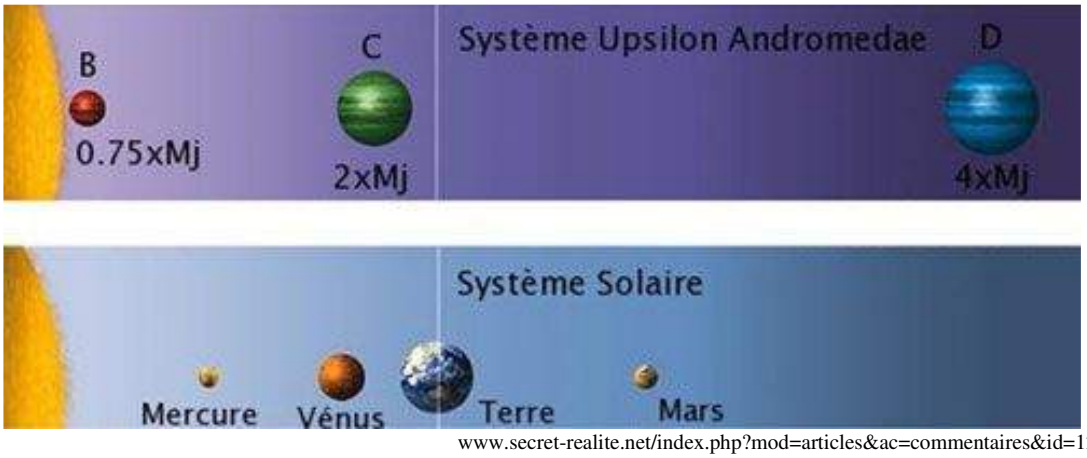
Les résonances orbitales entre ces protoplanètes et Jupiter (et Saturne dans une moindre mesure) sont particulièrement importantes dans cette région. Les résonances modifient les orbites des protoplanètes, ce qui les sort de la ceinture d'astéroïdes. Avec la migration de Jupiter et de Saturne, les résonances balaient littéralement la ceinture d'astéroïdes, perturbant toutes les protoplanètes de la ceinture, en les éjectant de la ceinture ou en les amenant plutôt dans le Système solaire interne (région plus près du Soleil que la ceinture d'astéroïdes) où elles participeront à la formation des planètes telluriques. L'eau à la surface de la Terre proviendrait en bonne partie d'objets arrivant de la ceinture d'astéroïdes contenant de l'eau et entrant en collision avec la Terre.

À la fin de ce processus, tellement de matière a été éjectée de la ceinture d'astéroïde que la masse de la ceinture d'astéroïde n'est plus que 0,05 % de la masse de la Terre.

Les autres systèmes planétaires

Les modèles de formation de systèmes planétaires vont surement s'améliorer avec la découverte des exoplanètes. En effet, il faudra trouver une façon d'expliquer la migration assez importante de planètes gazeuses très massives pour qu'elles se retrouvent tout près de l'étoile, comme on observe parfois dans certains systèmes.

Par exemple, le système planétaire d'upsilon Andromedæ est bien différent du Système solaire, avec des planètes plus massives que Jupiter très près de l'étoile. Le fait qu'upsilon Andromedæ soit une étoile double est peut-être responsable d'une distribution très différente des planètes.



www.secret-realite.net/index.php?mod=articles&ac=commentaires&id=1286

11.8 LA MASSE MINIMALE D'UNE ÉTOILE (0,085 $M_\odot$)

Si la protoétoile a une masse inférieure à $0{,}085M_\odot$, la température n'atteindra pas les 10 millions de degrés Celsius nécessaires à la fusion nucléaire. Dans ce cas, on peut se demander comment cela est possible puisqu'en l'absence de fusion nucléaire, la protoétoile doit être en contraction pour obtenir de l'énergie pour compenser l'énergie rayonnée par l'étoile. Sauf que la moitié de l'énergie libérée reste dans l'étoile, ce qui fait augmenter la température. Si l'étoile se contracte sans cesse, la température augmente sans cesse et, inévitablement, on atteint un jour ou l'autre la température de 10 millions de degrés Celsius. Pourquoi alors cesse-t-elle de se contracter et ainsi ne pas atteindre la température nécessaire à la fusion ?

Pour comprendre pourquoi, il faut savoir que dans ces conditions, la pression dans le gaz est donnée par

$$P = P_{\text{thermique}} + P_{\text{dégénérescence}}$$

Examinons chacune de ces deux composantes.

La pression thermique du gaz

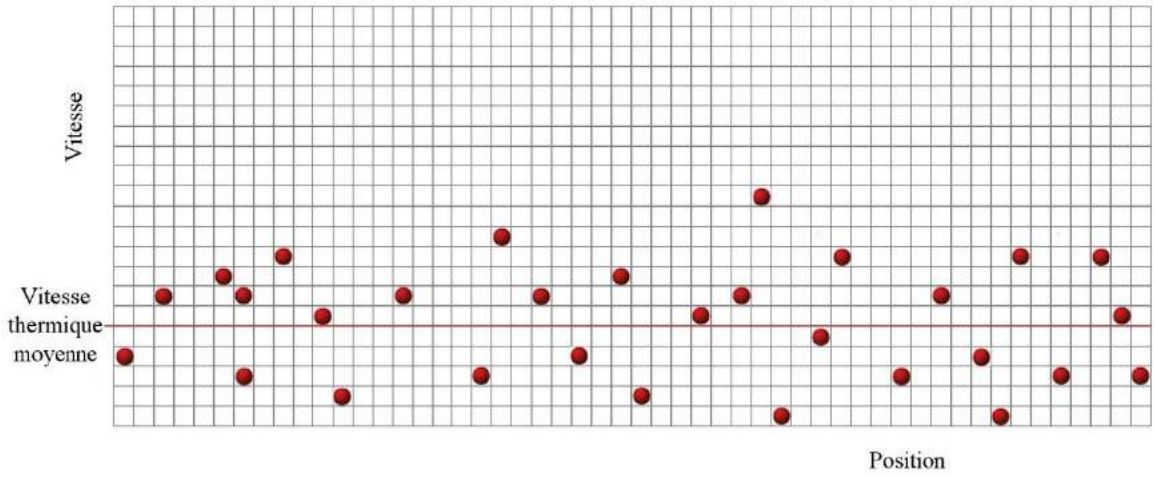
La force de pression est la force qui s'oppose à la gravitation qui cherche à contracter l'étoile. Très souvent, elle provient simplement de la pression que fait un gaz chaud, qui est la pression donnée par la formule suivante.

$$P_{\text{thermique}}V = nRT$$

C'est cette pression qui s'oppose à la gravitation dans le Soleil.

La pression de dégénérescence

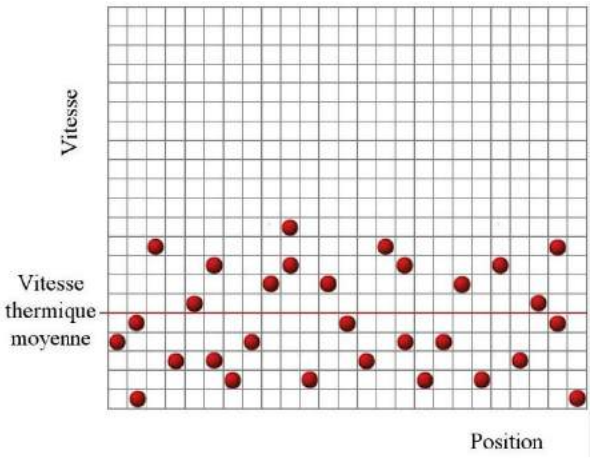
La pression de dégénérescence vient du principe d'exclusion de Pauli qui empêche les particules ayant des états quantiques identiques d'occuper le même endroit. Dans le cas d'un gaz, cet état quantique est déterminé par la position et la vitesse de la particule. Regardons ce que cela donnerait si on vivait dans un monde en seulement une dimension. La figure suivante montre un gaz dans lequel il y a 30 électrons. Les différents états quantiques sont représentés par les petits carrés dans la figure. Quand il y a un électron dans un carré, c'est qu'il y a un électron qui a la position (axe des x) et la vitesse (axe des y) associée à ce carré.



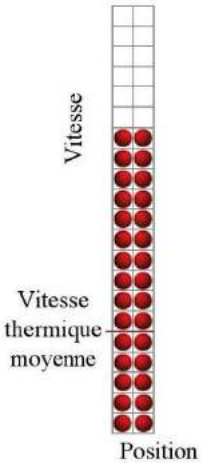
(En fait, il y a une petite subtilité que nous allons négliger ici pour simplifier. L'état quantique est déterminé par la position, la vitesse et le spin. On peut donc avoir deux particules au même endroit et qui ont la même vitesse, pourvu que leurs spins soient opposés. On pourrait donc avoir 2 électrons par case.)

Quand le gaz n'est pas très dense, comme le gaz représenté par notre première figure, il y a beaucoup plus d'états quantiques (les cases sur la figure) que d'électrons et il n'y a presque pas d'électrons qui occupent le même endroit (donc qui sont sur la même colonne sur le diagramme). Ainsi, les électrons peuvent occuper sans restriction une vitesse qu'ils devraient normalement avoir selon la température du gaz. La vitesse moyenne des particules correspond alors à la vitesse thermique moyenne (qui est la vitesse moyenne prévue par la formule de pression thermique) et la pression faite correspond à la pression thermique. Pour vous donner une idée, il n'y aurait qu'une case sur 10 millions qui serait occupée dans un gaz à pression et température normale à la surface de la Terre.

Comprimons un peu ce gaz. Dans notre cas, cela signifie qu'on diminue le nombre de colonnes sur notre diagramme. On remarque alors qu'il est alors possible que certains électrons soient à la même place (sur la même colonne), mais il n'y a toujours pas d'impact puisqu'il y a plusieurs vitesses possibles pour des électrons au même endroit. Les électrons peuvent occuper le même endroit, pourvu que leurs états quantiques soient différents, ce qui veut dire qu'ils devront avoir des vitesses différentes.



Il y a tellement de niveaux de vitesse possibles à chaque endroit que les électrons peuvent toujours avoir une vitesse déterminée par la température du gaz. La moyenne de la vitesse est toujours égale à celle qu'on doit avoir à cette température et la pression du gaz est toujours égale à la pression thermique.



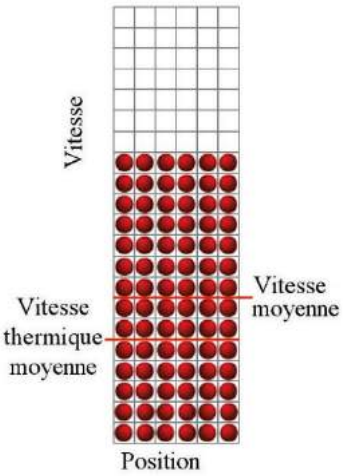
Comprimons encore plus ce gaz. En fait, on comprime tellement le gaz qu'il ne reste plus beaucoup de positions possibles, à tel point qu'on retrouve un grand nombre d'électrons qui occupe la même position. Ces électrons occupent alors différents niveaux de vitesse, mais il y a tellement d'électrons que certains doivent avoir des vitesses très élevées. Certains auront alors des vitesses qu'ils n'auraient jamais pu avoir simplement avec l'agitation thermique.

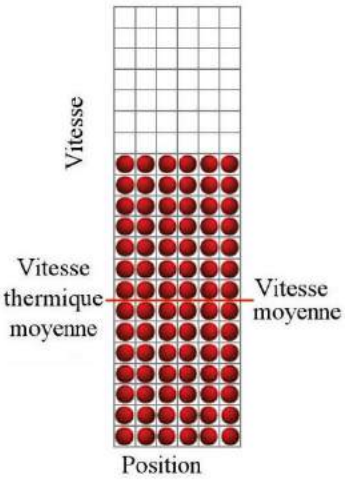
La vitesse moyenne des électrons devient alors plus grande que la vitesse thermique moyenne. Comme c'est la vitesse des particules qui fait la pression d'un gaz, cela signifie que la pression sera plus grande que ce que prévoit la formule de la pression thermique. La pression du gaz proviendra alors surtout de la vitesse que les particules ont à cause du principe d'exclusion de Pauli et non pas de la vitesse qu'elles ont à cause de la température. On parle alors de *gaz dégénéré* et on dit alors que c'est la pression de dégénérescence qui domine dans ce gaz.

Pour avoir un gaz dégénéré, on doit alors avoir ces 2 conditions :

1) Le gaz doit être très dense.
2) Le gaz doit être relativement froid.

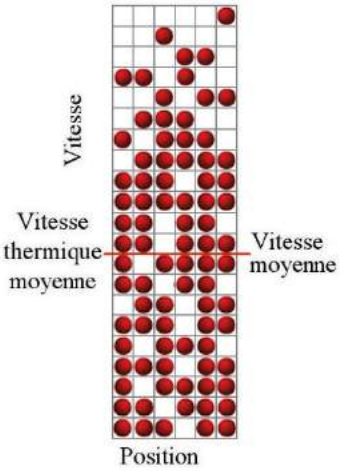
On peut donc enlever la dégénérescence en chauffant un gaz dégénéré. Voyons comment cela se produit. Commençons avec un gaz dégénéré dont les électrons occupent les états quantiques montrés sur la figure de droite. Le gaz est dégénéré parce que les électrons occupent tous les niveaux jusqu'à une certaine valeur (qui correspond à une énergie appelée l'*énergie de Fermi*). La vitesse moyenne des particules est plus grande que la vitesse thermique moyenne, ce qui veut dire que la pression est plus grande que ce que prévoit la formule de la pression thermique.





Imaginons maintenant qu'on réchauffe le gaz. Comme la pression thermique est donnée par $PV = nRT$, la vitesse thermique moyenne augmente. À un certain moment, la vitesse thermique moyenne thermique sera égale à la vitesse moyenne (comme sur la figure de gauche). Aucun électron n'a monté de niveau, ce qui signifie que les vitesses et la pression n'ont pas changé. Chauffer un gaz dégénéré ne change donc pas sa pression. La pression de ce gaz ne dépend que de la densité (puisque si on comprime le gaz, on enlève des colonnes de position, ce qui oblige certains électrons à monter de niveau et cela fait augmenter la pression).

Si la température du gaz monte encore, la vitesse thermique moyenne va monter. On aura alors la situation montrée à droite. La dégénérescence peut faire que la vitesse moyenne soit supérieure à la vitesse thermique moyenne, mais elle ne peut pas faire en sorte qu'elle lui soit inférieure. Certains électrons doivent donc monter à des niveaux supérieurs pour que la vitesse moyenne soit égale à la vitesse moyenne. Quand il y a des cases libres, le gaz n'est plus dégénéré et il agit comme un gaz normal dont la pression est égale à la pression thermique. On peut donc enlever la dégénérescence d'un gaz en augmentant sa température. En haut d'une certaine température, le gaz n'est plus dégénéré. On dit alors qu'on a *levé la dégénérescence*.



L'espace que doivent occuper les particules (la largeur des colonnes sur notre diagramme) dépend de la masse de la particule. Plus la particule est massive, moins elle occupe d'espace. Autrement dit, les cases sont très grandes pour les électrons alors qu'elles sont beaucoup plus petites pour les protons. C'est bizarre, mais les particules moins massives sont celles qui occupent le plus d'espace. Ainsi, en comprimant un gaz ionisé formé d'électrons et de noyaux atomiques, ce sont les électrons qui deviendront dégénérés en premier. (S'il y a moins de cases, on doit mettre plus de particules par colonne.) C'est donc la pression de dégénérescence des électrons qui apparaitra en premier dans un gaz.

Des calculs montrent que la pression de dégénérescence est donnée par la formule suivante.

$$P_{\text{deg}} = \frac{\pi h^2}{60 m_e}\left(\frac{3n_{é}}{\pi}\right)^{\frac{5}{3}}$$

Dans cette formule, $n_{é}$ est la densité d'électrons (en particules par m³). Au chapitre 5, on a vu que la densité d'électrons pour un gaz ayant la composition du Soleil est

$$n_{é} = 850 \frac{mol}{kg} \cdot \rho$$

On a donc

$$\begin{aligned} P_{\text{deg}} &= \frac{\pi h^2}{60 m_e}\left(\frac{3n_{é}}{\pi}\right)^{\frac{5}{3}} \\ &= \frac{\pi\left(6,626\times10^{-34}\,Js\right)^2}{60\cdot 9,109\times10^{-31}\,kg}\left(\frac{3\cdot 850\,\frac{mol}{m^3}\cdot 6,022\times10^{23}\,\frac{particules}{mol}}{\pi}\right)^{\frac{5}{3}}\rho^{\frac{5}{3}} \\ &= 7,655\times10^{6}\,\frac{m^4}{s^2 kg^{2/3}}\,\rho^{\frac{5}{3}} \end{aligned}$$

Cette pression dépend uniquement de la densité du gaz. Cette pression est donc plus élevée quand la densité est grande puisque c'est quand la densité est grande que les électrons occupent le même endroit. Cette pression est toutefois indépendante de la température.

Dans quelles étoiles la pression de dégénérescence domine-t-elle ?

En allant un peu trop vite, on pourrait penser que la densité est plus grande dans les étoiles très massives et qu'il y a plus de chance que la pression de dégénérescence domine pour ces étoiles. Toutefois, on a montré au chapitre précédent que la densité et la température au centre des étoiles varient avec la masse selon les formules suivantes.

$$\rho_{centre} \approx 153 \tfrac{tonnes}{m^3} \cdot \left(\frac{M}{M_\odot} \right)^{-1,25} \qquad T_{centre} \approx 15,7 MK \cdot \left(\frac{M}{M_\odot} \right)^{0,25}$$

L'exposant négatif indique que la densité au centre de l'étoile diminue si la masse de l'étoile augmente. Ce sont donc les étoiles peu massives qui ont les densités centrales les plus grandes et les températures centrales les plus basses. Ce sont donc dans ces étoiles que la pression de dégénérescence peut dominer.

On peut même estimer à partir de quelle masse la pression de dégénérescence sera trop grande. Selon le chapitre précédent, on sait que la pression au centre de l'étoile doit être de

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

La pression de dégénérescence sera trop grande si elle dépasse la pression qu'il doit y avoir au centre de l'étoile. Donc, elle domine si

$$P_{centre} < P_{degen}$$

$$2,36 \times 10^{16} Pa \cdot \left(\frac{M}{M_\odot} \right)^{-1} < 7,655 \times 10^6 \tfrac{m^4}{s^2 kg^{2/3}} \rho^{\frac{5}{3}}$$

En utilisant la formule de la densité centrale en fonction de la masse de l'étoile, on a

$$2,36 \times 10^{16} Pa \cdot \left(\frac{M}{M_\odot} \right)^{-1} < 7,655 \times 10^6 \tfrac{m^4}{s^2 kg^{2/3}} \left(153000 \tfrac{kg}{m^3} \cdot \left(\frac{M}{M_\odot} \right)^{-1,25} \right)^{\frac{5}{3}}$$

$$2,36 \times 10^{16} Pa \cdot \left(\frac{M}{M_\odot} \right)^{-1} < 3,35 \times 10^{15} Pa \left(\frac{M}{M_\odot} \right)^{-2,08}$$

$$\left(\frac{M}{M_\odot} \right)^{1,08} < 0,141$$

$$\frac{M}{M_\odot} < 0,164$$

$$M < 0,164 M_\odot$$

Le calcul est un peu approximatif puisqu'il suppose une structure identique à celle du Soleil actuel. Ce n'est pas le cas parce les zones de convection et radiation sont différentes et parce que la composition du cœur est différente (puisqu'il n'y a jamais eu de fusion dans la protoétoile). Un calcul plus raffiné montre que la limite est en fait à 0,085 $M_\odot$.

Que se passe-t-il quand la pression de dégénérescence domine ?

La protoétoile se contracte et cela fait augmenter la densité et la température au centre de l'étoile. Si la masse de la protoétoile est supérieure à 0,085 $M_\odot$, le cœur atteindra une température suffisante pour qu'il y ait fusion de l'hydrogène avant que la pression de dégénérescence ne domine. On obtient alors une étoile.

Si la protoétoile a moins de 0,085 $M_\odot$, le cœur, en se contractant, va devenir dégénéré avant d'atteindre la température nécessaire à la fusion. À partir de ce moment, c'est cette pression qui maintient l'équilibre de la protoétoile. L'étoile rayonne toujours de l'énergie (surtout en infrarouge), ce qui fait baisser lentement sa température. Comme la pression de dégénérescence ne dépend pas de la température, la pression de dégénérescence reste toujours la même et l'étoile reste en équilibre même si elle rayonne de l'énergie. La pression de dégénérescence empêche donc le cœur de l'étoile de se contracter et la température du cœur ne peut donc pas augmenter (elle va même diminuer) pour arriver à la fusion de l'hydrogène.

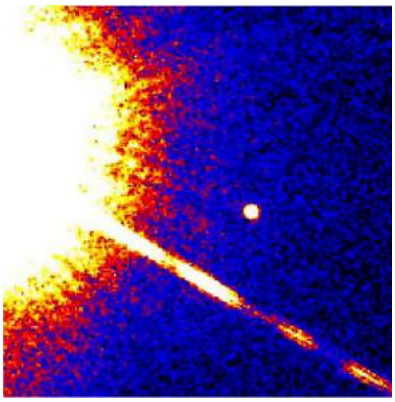
En fait, il y aura encore un peu de contraction dans le cœur puisque la pression thermique va diminuer à mesure que l'étoile se refroidira. La pression de dégénérescence devra donc augmenter un peu pour contrer cette perte de pression thermique, ce qui signifie que la densité augmentera encore un peu, ce qui signifie que l'étoile se contracte un peu. De plus, il y aura une lente contraction des couches externes de l'étoile où c'est la pression thermique qui domine puisque la densité est plus faible dans les couches externes.

Les naines brunes

Si la masse est inférieure à 0,013 $M_\odot$, on obtient en fait une planète gazeuse qui ressemble pas mal à Jupiter (la masse de Jupiter n'est que de 0,001 $M_\odot$). Si la masse est entre 0,013 $M_\odot$ et 0,085 $M_\odot$, on obtient une naine brune. Dans une naine brune, on n'a pas atteint une densité et une température suffisante pour que le cycle proton-proton s'amorce, mais la température est suffisante pour fusionner du deutérium (isotope de l'hydrogène formé d'un proton et d'un neutron).

$$
\begin{aligned}
&{}^{2}_{1}H + {}^{1}_{1}H \rightarrow {}^{3}_{2}He \\
&{}^{3}_{2}He + {}^{3}_{2}He \rightarrow {}^{1}_{2}He + {}^{1}_{1}H + {}^{1}_{1}H
\end{aligned}
$$

C'est une réaction qui se fait très lentement et qui ne peut pas dégager énormément d'énergie au total puisque la proportion de deutérium dans l'étoile n'est pas si grande que ça au départ.



L'image de droite vous montre une naine brune (Gliese 229B). À gauche, il y a une étoile de faible masse de type M ($0{,}48M_\odot$). Le petit point à droite est la naine brune, qui a une masse d'environ 0,039 $M_\odot$, soit 42 fois la masse de Jupiter.

en.wikipedia.org/wiki/Gliese_229

11.9 LA MASSE MAXIMALE D'UNE ÉTOILE ($120M_\odot$)

Dans le cas des étoiles très massives, la pression est donnée par la formule

$$P = P_{thermique} + P_{radiation}$$

La pression de radiation est la pression exercée par la lumière. Si on place un paquet de photons dans une boite, les collisions des photons sur les parois exercent une pression. Elle est donnée par la formule suivante.

La pression de radiation

$$P_{rad} = 2{,}522\times10^{-16}\ \frac{N}{m^2K^4}\cdot T^4$$

Donc dans une étoile, il y a la pression thermique du gaz, qui vient des particules de gaz, et la pression de radiation, qui vient des photons.

Dans le Soleil, cette pression n'est pas très grande par rapport à la pression thermique parce que la température dans le Soleil n'est pas assez élevée. En effet, la pression de radiation au centre du Soleil (où la température est de 15 670 000 K) est

$$\begin{aligned} P_{rad} &= 2{,}522\times10^{-16}\ \frac{N}{m^2K^4}\cdot(15\,670\,000K)^4 \\ &= 1{,}5\times10^{13}\,Pa \end{aligned}$$

Cette pression est 1600 fois plus petite que la pression thermique du gaz ($2{,}4 \times 10^{16}$ Pa).

Toutefois, la pression de radiation augmente très rapidement si on augmente la masse de l'étoile. En effet, si on suppose une structure identique à celle du Soleil, la température au centre varie avec la masse selon

$$T_{centre} = 5{,}3\times10^{-15}\ \frac{Km}{kg}\cdot\frac{M}{R}$$

Cela signifie que la pression de radiation au centre de l'étoile est

$$P_{rad} = 2,522\times10^{-16}\ \tfrac{N}{m^2K^4}\cdot\left(5,3\times10^{-15}\ \tfrac{Km}{kg}\cdot\frac{M}{R}\right)^4$$
$$= 2\times10^{-73}\ \tfrac{m^4Pa}{kg^4}\cdot\frac{M^4}{R^4}$$

Comme la pression au centre l'étoile est

$$P = 21\cdot\frac{GM^2}{R^4}$$

On voit que la pression de radiation augmente avec M^4 alors que la pression nécessaire pour maintenir l'équilibre augmente avec M^2. Ainsi, la pression de radiation prend de plus en plus d'importance à mesure que la masse augmente.

La pression de radiation deviendra plus grande que la pression au centre de l'étoile si

$$P_{rad} > P$$
$$2\times10^{-73}\ \tfrac{m^4Pa}{kg^4}\cdot\frac{M^4}{R^4} > 21\cdot\frac{GM^2}{R^4}$$
$$2\times10^{-73}\ \tfrac{m^4Pa}{kg^4}\cdot M^2 > 21\cdot G$$
$$M^2 > 7\times10^{63}\,kg^2$$
$$M > 8,4\times10^{31}\,kg$$
$$M > 42M_\odot$$

Ce calcul est un peu approximatif puisqu'on suppose que la structure interne de toutes les étoiles est identique, mais ça donne une idée que la pression de radiation augmente rapidement avec la masse de l'étoile. Ainsi, elle va dominer à partir d'une certaine masse et cela change complètement les calculs de la structure interne de l'étoile. Il ne faudrait donc pas utiliser nos formules de pression, de température et de densité d'étoile qui supposent que la structure de l'étoile est identique à celle du Soleil pour des étoiles très massives.

C'est à la surface de l'étoile que la pression de radiation va avoir des effets qui vont limiter la masse de l'étoile. Les photons provenant de l'intérieur de l'étoile font une pression vers l'extérieur de l'étoile. Si la force qu'exercent ces photons sur les atomes des couches externes est plus grande que la force de gravitation sur les atomes, l'étoile va perdre beaucoup de matière.

Toutefois, pour qu'il y ait une force sur les atomes, il faut que la lumière interagisse avec les atomes. On doit donc avoir un gaz assez opaque. Si la matière n'interagit pas beaucoup avec les photons, la matière est essentiellement transparente et la pression ne peut pas faire de force sur la matière. Cette interaction est particulièrement efficace entre les photons ultraviolets et certains ions lourds (carbone, azote, silicium et soufre dans le cas du Soleil).

Ainsi, les modèles théoriques montrent que l'effet de la pression de radiation dépend de 3 paramètres fondamentaux.

1) La luminosité de l'étoile

   Évidemment, plus l'étoile est lumineuse, plus il y a un nombre important de photons qui tenteront de pousser la matière vers l'extérieur.

2) La température de surface

   Pour qu'il y ait une force importante, on a besoin de photons ultraviolets. Une étoile froide émet peu de rayonnement ultraviolet et la pression sera faible. Pour avoir beaucoup d'ultraviolet, l'étoile doit être chaude. Comme on s'intéresse à la pression sur les couches externes en surface, c'est la température de surface qui importe.

3) La composition de l'étoile

   Les photons interagissent particulièrement bien avec certains types d'ions d'éléments lourds. Plus il y a de ces éléments, plus la pression de radiation sur les couches externes sera grande.

Arthur Eddington calcula que la pression de radiation deviendrait trop grande par rapport à la force de gravitation à la surface si la luminosité dépassait la limite suivante.

Limite de Eddington

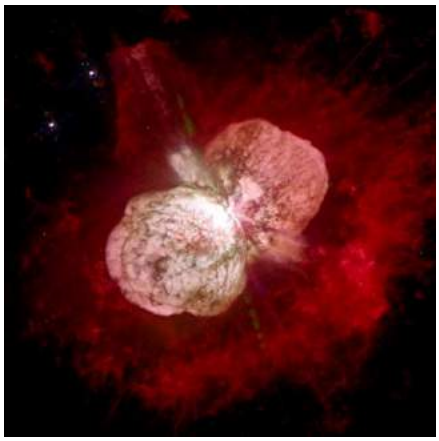
$$L = 3,28\times10^{4}\, L_{\odot} \cdot \left(\frac{M}{M_{\odot}} \right)$$

Par exemple, pour une étoile de $60M_{\odot}$, la luminosité maximale est de 1 968 000 $L_{\odot}$. Comme la luminosité de ces étoiles de 60 $M_{\odot}$ est aux environ de 790 000 $L_{\odot}$ (sur la séquence principale), on est encore bien en deçà de la limite. En fait, la limite semble un peu supérieure à 120 $M_{\odot}$ pour une étoile de la séquence principale. Pour une étoile ayant une masse supérieure à 120 $M_{\odot}$, la force de pression de radiation sur les couches externes est plus grande que la force de gravitation et l'étoile va perdre de la masse.

Mais que se passe-t-il s'il se forme une étoile très massive qui va ultimement dépasser la limite d'Eddington (parce que rien n'empêche la gravitation de former de telles étoiles) ? Supposons qu'il se forme une étoile de $200M_{\odot}$. Quand la fusion nucléaire commence, il y a beaucoup de photons créés par cette fusion. En sortant de l'étoile, ces photons exercent une pression vers l'extérieur. Avec une étoile de cette masse, la fusion est tellement rapide et il y a tellement de photons que la force de pression de radiation est plus grande que la force de gravitation de l'étoile sur les couches externes. L'étoile prend donc beaucoup d'expansion et éjecte même une partie de ses couches externes. Cette expansion rapide provoque aussi un ralentissement de la fusion nucléaire puisque la dilatation du gaz fait refroidir le cœur de l'étoile. La pression de radiation diminue alors, la gravitation reprend

le dessus et l'étoile (moins un peu de masse éjectée) se contracte à nouveau jusqu'à ce que la fusion recommence. Avec la fusion qui recommence, la pression de radiation augmente à nouveau et le cycle recommence. À chaque cycle, l'étoile éjecte de la masse et le processus se répète jusqu'à ce que la masse soit inférieure à $120M_{\odot}$. En deçà de cette masse, la pression de radiation est trop faible pour provoquer l'éjection de masse (mais il y aura quand même un vent très important généré par la pression de radiation).

L'étoile êta de la Carène (Eta Carinae) est une de ces étoiles très massives (peut-être jusqu'à 200 $M_{\odot}$,) qui a de sérieux problèmes de pertes de masse, ce qui entraine de grandes variations de luminosité. La première mention de cette étoile est faite dans le catalogue d'étoiles d'Edmund Halley datant de 1677. C'est alors une étoile de magnitude 4. À partir de 1730, sa luminosité commence à augmenter pour devenir une des étoiles les plus brillantes de la constellation de la Carène. À partir de 1782, sa magnitude remonte pour revenir à la magnitude 4 pour ensuite redevenir plus brillante à partir de 1820 et finalement atteindre sa luminosité maximale en avril 1843. Elle est alors, avec une magnitude de -0,8, la deuxième étoile la plus brillante après Sirius, bien qu'elle soit à plus de 7500 al de la Terre. La luminosité de l'étoile diminue ensuite pour ne plus être visible à l'œil nu entre 1900 et 1940 (magnitude de 8 au maximum). Sa luminosité remonte ensuite et elle a une magnitude de 5 aujourd'hui. Ces variations de luminosité sont causées par de grandes pertes de masse provoquée par la pression de radiation. La matière éjectée cache parfois l'étoile, ce qui augmente sa magnitude. On peut d'ailleurs voir sur cette image de Hubble, la masse éjectée au 19e siècle qui cache l'étoile. Il semble y avoir eu d'autres éjections de matière aux 13e et 16e siècle.



www.grantchronicles.com/astro17.htm

Ces étoiles très massives dont la luminosité varie avec les éjections de masse sont appelées des *lumineuses bleues variables* (LBV).

L'étoile la plus massive connue, R136a1, a une masse de 265 $M_{\odot}$ (± 80$M_{\odot}$) et a aussi de gros problèmes de pertes de masse.

La masse maximale des étoiles change selon la proportion d'éléments lourds dans l'étoile. Les étoiles qui n'ont pas d'éléments lourds sont beaucoup moins opaques. Les photons interagissent moins avec la matière, ce qui veut dire que la pression de radiation est plus petite. Les étoiles ayant une faible proportion d'éléments lourds sont aussi plus compactes, car la pression de radiation vers l'extérieur sur les ions lourds fait dilater l'étoile.

11.10 LA VIE DE L'ÉTOILE SUR LA SÉRIE PRINCIPALE

Une fois que la fusion de l'hydrogène commence, l'étoile cesse sa contraction gravitationnelle. L'énergie rayonnée est compensée par l'énergie de la fusion nucléaire et

l'étoile est stable. L'étoile fusionnera ainsi de l'hydrogène pendant un certain temps qui dépend de la masse de l'étoile. Il y a toutefois certains changements durant la vie de l'étoile qui vont faire en sorte que l'étoile va changer un peu pendant sa vie sur la séquence principale.

Changements pendant la vie sur la séquence principale

Luminosité et rayon de l'étoile

La pression du gaz dans l'étoile est donnée par la formule suivante.

$$P_{gaz} = \frac{n}{V} RT$$

Avec la fusion nucléaire, le nombre de moles va diminuer. En prenant 4 noyaux d'hydrogène pour faire un seul noyau d'hélium, on diminue le nombre de noyaux et donc le nombre de moles n. Pour compenser la baisse de n au centre de l'étoile, on peut augmenter la température du cœur, diminuer le volume du cœur ou diminuer la pression du cœur.

La température d'une zone de fusion ne peut pas changer beaucoup puisque les réactions nucléaires sont très sensibles aux variations de température. Si la température augmente trop, le rythme de fusion nucléaire va trop augmenter et cela fera dilater le cœur et sa température baissera. Si la température diminue trop, le rythme de fusion nucléaire va trop diminuer et cela fera contracter le cœur et sa température augmentera.

La densité d'une zone de fusion ne peut pas augmenter beaucoup puisqu'une augmentation de densité du cœur fait aussi augmenter le rythme de la fusion nucléaire. Encore une fois, la densité ne peut pas changer énormément parce que si la densité augmente trop, le rythme de la réaction nucléaire va trop augmenter et cela mènera à une dilatation du cœur, donc à une baisse de densité.

Les légères augmentations de température et de densité pendant toute la période de fusion d'hydrogène font augmenter le rythme de la réaction nucléaire. Cela signifie que la **luminosité de l'étoile augmente lentement** pendant sa vie sur la séquence principale.

Comme la température ne change pas beaucoup et que n diminue, la pression au centre de l'étoile baisse. Comme la pression est

$$P_{centre} \propto \frac{GM^2}{R^4}$$

et que la masse est constante, on constate le rayon augmente si la pression baisse. Pour baisser la pression du cœur, **l'étoile va donc grossir lentement** pendant sa vie sur la séquence principale. C'est essentiellement par cette expansion que l'étoile peut s'adapter à la baisse de n au centre de l'étoile (puisque les changements de température et de densité ne sont pas très grands).

L'étoile devient donc de plus en plus lumineuse et de plus en plus grosse pendant qu'elle fusionne de l'hydrogène.

La température de surface de l'étoile

Rappelons-nous que la luminosité de l'étoile est donnée par

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

La température de surface de l'étoile est donc

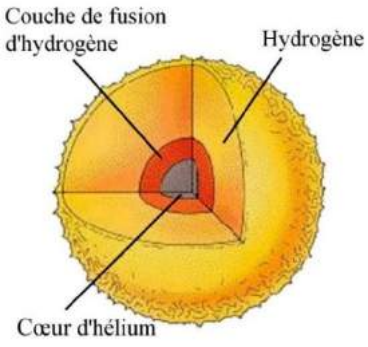
$$T = \sqrt[4]{\frac{L}{\sigma 4\pi R^2}}$$

On observe qu'une augmentation de luminosité fait monter la température de surface et qu'une augmentation du rayon de l'étoile fait diminuer la température de surface. Comme L et R augmentent tous les deux pendant la vie de l'étoile, c'est un peu difficile de dire si l'effet combiné des deux fait monter ou diminuer la température de surface. Pour certaines étoiles, la température va continuellement monter, pour d'autres étoiles la température va continuellement diminuer, alors que pour d'autres étoiles, comme le Soleil, elle pourrait monter ou descendre selon l'âge de l'étoile.

Déplacement de la fusion sur une couche

La fusion de l'hydrogène en hélium diminue évidemment le nombre de noyaux d'hydrogène à l'intérieur de l'étoile et augmente le nombre de noyaux d'hélium. La proportion d'hydrogène (en masse) au centre du Soleil est ainsi passée de 70,6 % à 33,8 % depuis que le Soleil a commencé à fusionner de l'hydrogène. Il devient donc de plus en plus difficile pour deux noyaux d'hydrogène de se rencontrer pour fusionner. C'est un peu comme si on avait une population composée, au départ, uniquement de célibataire. Lentement, il se formera des couples et il deviendra de plus en plus difficile pour un célibataire d'en rencontrer un autre.

On pourrait donc penser que la fusion dans l'étoile sera de moins en moins efficace, mais ce n'est pas le cas puisque la fusion de l'hydrogène va se déplacer sur une couche entourant un cœur composé en grande partie d'hélium quand la quantité d'hydrogène sera trop faible au centre. Vers la fin de sa vie sur la série principale, on aura donc une structure interne ressemblant à la structure montrée à droite.



physics.uoregon.edu/~jimbrau/astr122-2009/Notes/Chapter20.html

Le passage d'une fusion centrale à une fusion en couche se fait assez soudainement pour les étoiles dans lesquelles le cycle CNO domine (étoiles de plus de 1,3 $M_\odot$) alors qu'il se fait plus graduellement pour les étoiles dans lesquelles le cycle proton-proton domine.

Luminosité, rayon et température de surface du Soleil

Les modèles nous indiquent les variations suivantes pour le Soleil au cours de sa vie sur la séquence principale.

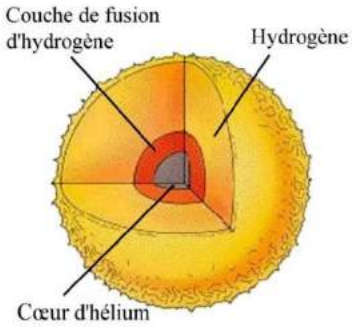
	Naissance (il y a 4,567 milliards d'années)	Maintenant	Fin de la vie sur la série principale (dans 6,36 milliards d'années)
Luminosité (en $L_\odot$)	0,702	1	2,21
Rayon (en $R_\odot$)	0,897	1	1,58
Température (K)	5586	5770	6517

Le Soleil est de plus en plus lumineux (augmentation de 1 % par 100 millions d'années en ce moment) et de plus en plus gros. La température de surface monte au départ pour finalement atteindre 5843 K (ce sera dans 3 milliards d'années) et ensuite diminuer et remonter ensuite en toute fin de vie. Les variations de température sont quand même assez mineures.

Évidemment, cette montée continuelle de la puissance du Soleil va très lentement faire augmenter la température d'équilibre de la Terre. On estime que la température trop élevée rendra la Terre inhabitable dans environ 1 milliard d'années. Dans 1,6 milliard d'années, on aura atteint 100 °C et les océans vont carrément bouillir pour complètement se transformer en vapeur d'eau. La Terre sera maintenant un vaste sauna. À partir de là, on va perdre tranquillement l'eau dans l'atmosphère. La lumière ultraviolette du Soleil va dissocier les molécules d'eau pour les transformer en hydrogène et en oxygène. La Terre ne pouvant garder l'hydrogène parce que sa gravité est trop faible, ce gaz va se dissiper dans l'espace. Dans 2,5 milliards d'années, il ne devrait plus y avoir aucune trace d'eau dans l'atmosphère.

11.11 LA CONTRACTION DU CŒUR D'HÉLIUM

On a vu que vers la fin de la vie de l'étoile sur la série principale, on a la structure montrée à droite.



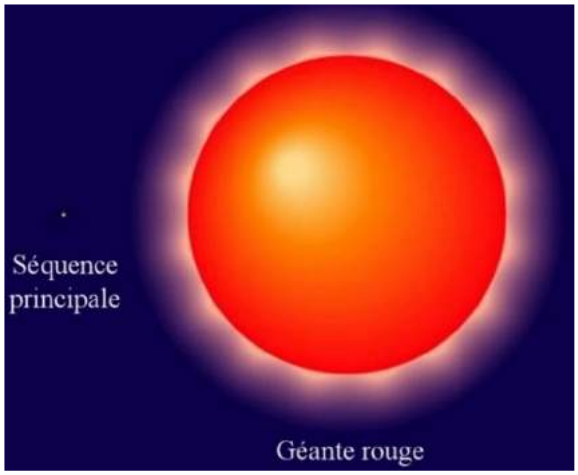
La température du cœur d'hélium est pratiquement uniforme, mais la densité augmente à mesure qu'on s'approche du centre de l'étoile, car la pression doit augmenter pour qu'il y ait équilibre statique. Dans ces conditions, le cœur d'hélium peut être en équilibre, mais il y a une limite à cet équilibre.

Quand le cœur d'hélium atteint une masse limite, le cœur ne peut plus rester en équilibre et il va commencer à se contracter. Pour les étoiles de plus de 1,5 $M_\odot$, la masse limite du cœur d'hélium, appelée la *limite de Shönberg-Chandrasekhar*, est environ égale à 10 % de la masse de l'étoile. La masse du cœur des étoiles de moins de

1,5 $M_\odot$ peut dépasser la limite de Shönberg-Chandrasekhar avant de se contracter parce que le cœur devient dégénéré (la pression de dégénérescence des électrons devient dominante). Cette pression supplémentaire permet au cœur de rester en équilibre au-delà de la limite. Par exemple, le cœur du Soleil commencera sa contraction quand il atteindra 13 % de la masse du Soleil. On considère que la vie adulte de l'étoile se termine quand le cœur d'hélium commence sa contraction. Pour le Soleil, cette contraction va commencer quand son âge sera de 10,9 milliards d'années.

On pourrait donc penser que la contraction du cœur va entrainer la contraction de toute l'étoile. Toutefois, la température de la couche de fusion d'hydrogène ne peut pas augmenter beaucoup parce que la fusion nucléaire est trop sensible aux variations de température. Une augmentation trop importante de température ferait trop augmenter le rythme de la fusion et cela provoquerait une dilatation. La couche de fusion ne peut donc pas suivre la contraction (ce qui ferait trop augmenter sa température) et elle s'approche à peine du centre de l'étoile pendant que le cœur se contracte. La contraction du cœur mène alors à une baisse de densité de la couche. Si sa densité diminue, la pression dans la couche de fusion doit diminuer, ce qui signifie que les couches externes doivent prendre de l'expansion pour diminuer la pression qu'elles exercent sur la couche de fusion. En fin de compte, la couche de fusion agit comme un genre de miroir. Si la matière au centre de l'étoile s'éloigne de la couche (contraction du cœur), alors les couches externes s'éloignent aussi de la couche de fusion (expansion des couches externes). Si la matière au centre de l'étoile s'approche de la couche de fusion (expansion du cœur), alors les couches externes s'approchent aussi de la couche de fusion (contraction des couches externes).

L'étoile va donc fortement augmenter de taille durant cette phase de contraction du cœur. Les étoiles de plus de $2\,M_\odot$ grandiront jusqu'à avoir un rayon de 25 $R_\odot$, alors que les étoiles de moins de $2\,M_\odot$ peuvent atteindre un rayon allant jusqu'à 200 $R_\odot$. L'étoile grossit tellement que la température de surface devient relativement basse (entre 3000 K et 4000 K) et l'étoile prend alors une teinte plutôt rouge. L'étoile devient alors une *géante rouge.*



www.ast.smith.edu/james/a111f06/lectures/starlife.html

La luminosité de l'étoile augmente pendant la contraction du cœur. La contraction libère de l'énergie gravitationnelle qui réchauffe le cœur d'hélium. La couche de fusion d'hydrogène se réchauffe à peine, mais cela est suffisant pour que le rythme de fusion augmente beaucoup et la luminosité de l'étoile augmente beaucoup. L'étoile a alors deux sources d'énergie : la fusion nucléaire, plus efficace qu'avant, et l'énergie gravitationnelle libérée par la contraction du cœur.

Les étoiles de moins de $2\,M_\odot$ ont toutes un cœur est soutenu par la pression de dégénérescence et les couches externes, qui n'exercent pratiquement plus de pression sur

le cœur, n'ont pas d'influence sur la structure du cœur. (Notez que le cœur des étoiles entre 1,5 $M_\odot$ et 2 $M_\odot$ commence à se contracter à la limite de Shönberg-Chandrasekhar, mais le cœur devient dégénéré en se contractant.) La luminosité de ces étoiles est donc presque uniquement déterminée par la masse du cœur. La luminosité est approximativement donnée par la formule suivante.

Luminosité des géantes rouges (étoiles de moins de 2 masses solaires)

$$L = 2{,}3\times10^5\, L_\odot \left(\frac{M_{\text{coeur d'hélium}}}{M_\odot} \right)^6$$

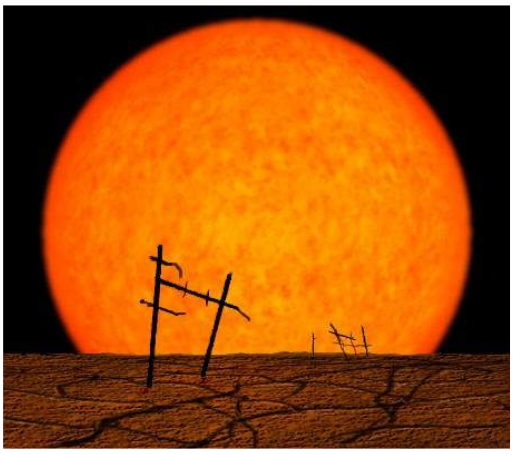
On voit que la luminosité de l'étoile augmente rapidement à mesure que la masse du cœur augmente (résultat de la fusion de l'hydrogène en hélium dans la couche de fusion).

Avec une température de surface relativement basse, le gaz en surface est très opaque, ce qui favorise l'établissement d'une vaste zone de convection dans l'étoile en surface. À sa taille maximale, la zone de convection va si loin au centre de l'étoile qu'elle rejoint parfois la partie de l'étoile où il y avait autrefois une zone de convection dans le cœur quand l'étoile fusionnait de l'hydrogène (zone qui existe seulement dans les étoiles de plus de 1,3 $M_\odot$). La convection dans les couches externes amène alors à la surface des éléments auparavant fabriqués par la fusion dans le cœur de l'étoile. La composition de la surface de l'étoile change donc un peu, ce qu'on peut observer en remarquant de légers changements dans le spectre de l'étoile.

Les couches externes sont maintenant très loin du centre de l'étoile et la force de gravitation qui les retient à l'étoile est beaucoup plus faible. Avec l'augmentation de luminosité et de la pression de radiation, le gaz peut facilement s'échapper de l'étoile. Il y a donc une forte augmentation du vent solaire et des pertes de masse.

Cette phase de contraction du cœur et d'expansion des couches externes durera environ 1,32 milliard d'années pour le Soleil. À la fin de cette période, la luminosité du Soleil atteindra 2350 $L_\odot$, son rayon sera de 166 $R_\odot$ (0,77 UA) et sa température de surface sera de 3110 K. On estime que le Soleil perdra 27,5 % de sa masse durant sa phase de géante rouge. Sa masse sera de 0,7249 $M_\odot$ à la fin de cette phase.

Évidemment, avec un Soleil ayant une telle luminosité, il fera pas mal chaud sur Terre à la fin de cette phase. La température moyenne à la surface de la Terre sera aux environs de 1800 °C. Voici à peu près ce qu'on pourra voir de la surface de la Terre quand le Soleil sera une géante rouge.

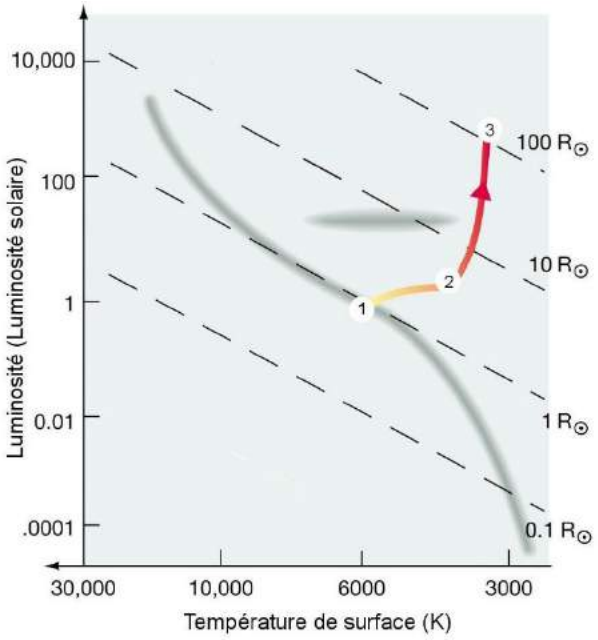


www.dailyedge.ie/astronomy-ireland-lecture- asks-what-happens-when-the-sun-dies-278577-Nov2011/

L'étoile Aldébaran, dans la constellation du Taureau, est une géante rouge avec un cœur d'hélium en contraction. C'est l'étoile rouge au bas de cette image.

(Le groupe d'étoiles en haut à droite est les Pléiades, un amas d'étoiles très jeune ayant à peine quelques millions d'années.)

www.providencejournal.com/story/lifestyle/2020/02/21/looking-up-aldebaran-this-winters-brightest-red-star/1663812007/



Voici la trajectoire que suivra le Soleil dans le diagramme HR pendant cette phase de contraction du cœur. Pendant la fusion de l'hydrogène, donc pendant la vie adulte du Soleil, celui-ci passera lentement du point 1 au point 2 en 10,9 milliards d'années avec un déplacement plus rapide vers la fin. Puis, quand le cœur d'hélium se contractera, le Soleil passera du point 2 au point 3 en 1,32 milliard d'années.

www2.astro.psu.edu/users/cpalma/astro10/class11.html

11.12 LA FUSION DE L'HÉLIUM

À mesure que la masse du cœur d'hélium augmente, il se contracte et sa température augmente. (Même si la pression de dégénérescence domine, l'augmentation de la masse du cœur mène à une contraction comme on le verra un peu plus loin.) Quand la température du cœur atteint une température aux alentours de 100 millions à 200 millions de kelvins (cela varie selon les conditions), une autre réaction de fusion peut se faire. C'est la fusion de l'hélium. Pour pratiquement toutes les étoiles, la fusion commence quand le cœur d'hélium atteint une masse de 0,45 $M_\odot$.

(Notez que si l'étoile a moins de 0,5 $M_{\odot}$, il n'y aura pas de fusion d'hélium. Les réserves d'hydrogène vont s'épuiser avant que le cœur n'atteigne une température suffisante pour qu'il y ait fusion de l'hélium. À partir de ce moment, le cœur ne se contracte plus puisque sa masse n'augmente plus et c'est la pression de dégénérescence qui soutient le cœur de l'étoile. Sans fusion d'hélium, ces étoiles vont terminer leur vie d'une autre façon que celle présentée ici. Toutefois, on ne va pas examiner cette possibilité, car ces étoiles ont une durée de vie supérieure à 70 milliards d'années. Comme l'univers à 13,8 milliards d'années, il faudra encore beaucoup de temps pour qu'une de ces étoiles peu massives arrive en fin de vie.)

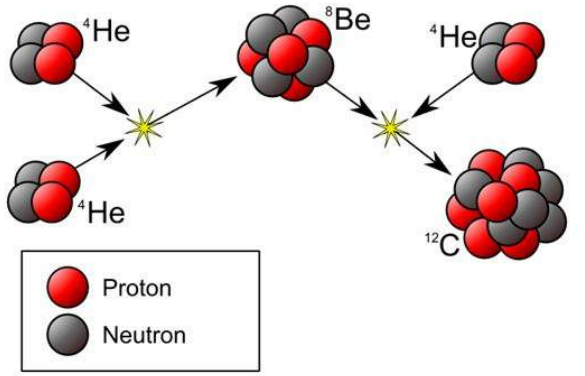
La réaction triple alpha

Cette réaction commence par la formation de béryllium 8 par la fusion de deux noyaux d'hélium.

$$^4He + {}^4He \rightleftarrows {}^8Be$$

Cette réaction demande de l'énergie, ce qui signifie que le noyau de béryllium va se reséparer en deux pour redonner deux noyaux d'hélium en libérant de l'énergie (c'est pour ça qu'il y a une flèche dans les deux directions pour cette réaction). Cela se fait assez vite, c'est-à-dire en 2×10^{-16} s. Ça semble court, mais dans les conditions qui règnent dans le cœur d'hélium, cela signifie qu'il y a en moyenne un noyau de béryllium pour chaque milliard de noyaux d'hélium. C'est une quantité suffisante pour que le béryllium puisse fusionner à son tour avec un autre noyau d'hélium.

$$^4He + {}^4He \rightleftarrows {}^8Be$$
$$^8Be + {}^4He \rightarrow {}^{12}C$$



en.wikipedia.org/wiki/Triple-alpha_process

Cette réaction libère, en tout, 7,27 MeV.

En clair, cela signifie qu'il faut que le troisième hélium vienne frapper le noyau de béryllium avant que celui-ci ne se reséparе en 2 héliums, donc moins de 2×10^{-16} s après sa formation. Ce temps est si court, que l'on considère bien souvent cette réaction comme la fusion simultanée de trois noyaux d'hélium.

$$^4He + {}^4He + {}^4He \rightarrow {}^{12}C$$

Comme les noyaux d'hélium portent aussi le nom de *particule alpha*, on a appelé cette réaction la *réaction triple alpha*.

Cette réaction est extrêmement sensible à la température. Le rythme de réaction est proportionnel à T^{41}. En augmentant la température de seulement 10 %, la réaction se fait 50 fois plus rapidement !

Une fois qu'on a des noyaux de carbone 12, on peut avoir aussi, selon les conditions de densité et de température dans le cœur de l'étoile, les réactions suivantes.

$$^{12}C + {}^{4}He \rightarrow {}^{15}O \quad \text{libère 7,17 MeV}$$
$$^{16}O + {}^{4}He \rightarrow {}^{20}Ne \quad \text{libère 4,73 MeV}$$

Dès les années 30, on s'est demandé si la fusion nucléaire de l'hélium était possible. La question était importante, car on cherchait alors à comprendre comment tous les éléments ont pu se former dans l'univers. Comme la fusion de deux noyaux d'hélium demande de l'énergie (0,09 MeV) et que la fusion d'un noyau d'hélium et d'un noyau d'hydrogène demande aussi de l'énergie (1,96 MeV), on semblait pris dans un cul-de-sac nucléaire. Aucune fusion ne semblait possible pour former des éléments plus lourds que l'hélium. En 1939, Hans Bethe examine la réaction triple alpha pour arriver à la conclusion qu'elle ne pourrait pas se produire dans une étoile comme le Soleil. Ce n'est qu'au début des années 50 qu'Ernst Öpik (1951) et Edwin Salpeter (1952) comprennent, indépendamment l'un de l'autre, que cette réaction pouvait être possible dans les géantes rouges. On venait de comprendre comment les étoiles fabriquent les éléments lourds.

En 1953, Fred Hoyle calcule que la réaction ne semble pas donner les bonnes abondances relatives de carbone et d'oxygène observé dans l'univers et que la température nécessaire pour obtenir une telle réaction était plus élevée que celle qu'il devait y avoir au centre des géantes rouges selon les modèles de l'époque. Il remarque cependant que la réaction pourrait se faire plus facilement si le noyau de carbone avait une caractéristique assez particulière. Dans les noyaux atomiques, les protons et les neutrons occupent des niveaux d'énergie, tout comme les électrons occupent des niveaux d'énergie dans les orbitales. Hoyle calcule que la réaction devient nettement plus probable s'il y a un niveau d'énergie ayant une valeur très précise dans le noyau de carbone. On ne connait pas ce niveau d'énergie à cette époque, mais on ne tarde pas à le découvrir après que Hoyle eut prévu son existence. Avec ce niveau d'énergie, la fusion en carbone et en oxygène est possible dans les supergéantes rouges et ces fusions nous donnent en moyenne 3 oxygènes pour 1 carbone.

Cette étape de fusion est très importante pour l'apparition de la vie parce que les atomes de carbone et d'oxygène n'existaient pas quand l'univers s'est formé. Tous les atomes de carbone et d'oxygène de l'univers ont été ainsi créés dans le cœur d'hélium d'une étoile en fin de vie. La masse de votre corps est composée de 18 % de carbone et de 65 % d'oxygène et ces atomes proviennent tous d'étoiles mortes.

Notez que l'univers serait bien différent si on changeait un peu le niveau d'énergie dans le carbone nécessaire au succès de la fusion des atomes d'hélium. En augmentant un peu l'énergie du niveau, beaucoup plus de carbone fusionnerait en oxygène puisque la fusion triple alpha devrait se faire à une température un peu plus élevée, ce qui favorise la fusion

du carbone en oxygène après la réaction triple alpha. Si le niveau était un peu plus bas, la fusion se ferait à une température un peu plus basse et la fusion de l'oxygène deviendrait plus difficile à faire. Ainsi, presque tous les noyaux d'hélium finiraient en carbone avant de pouvoir former de l'oxygène. On a été chanceux… (D'autres vont y voir une preuve de l'existence de Dieu…)

Démarrage de la fusion de l'hélium

Pour les étoiles de plus de 2,3 $M_\odot$, le démarrage de la fusion de l'hélium se fait graduellement. Pour les étoiles entre 0,5 $M_\odot$ et 2,3 $M_\odot$, le démarrage de la fusion de l'hélium se fait assez brutalement, lors du flash de l'hélium.

Le flash de l'hélium

Quand la fusion de l'hélium commencera dans le Soleil, la densité du cœur sera de 10^9 kg/m³, soit une densité près de 10 000 fois plus grande que la densité actuelle du cœur du Soleil. C'est une densité assez élevée pour que la pression de dégénérescence domine. En fait, la contraction du cœur d'hélium de toutes les étoiles entre 0,5 et 2,3 $M_\odot$ fait tellement augmenter la densité que la pression de dégénérescence domine au centre de l'étoile. Ainsi, quand la fusion commence, la fusion se fait dans un gaz dégénéré, ce qui mène à une fusion très rapide. C'est pratiquement une explosion.

Dans un gaz normal (donc pas dégénéré), le rythme de la fusion s'autocontrôle. Si la fusion est trop rapide, il y a trop d'énergie libérée par rapport à l'énergie rayonnée, ce qui provoque sa dilatation du cœur. Cette dilatation diminue la densité et la température, ce qui ralentit la réaction. Si la fusion est trop lente, il n'y a pas assez d'énergie libérée par la fusion par rapport à l'énergie rayonnée. Le cœur de l'étoile perd de l'énergie, ce qui provoque sa contraction. Cette contraction augmente la densité et la température, ce qui fait augmenter le rythme de fusion. Dans les deux cas, la rétroaction amène le rythme de fusion à s'ajuster à l'énergie rayonnée par l'étoile.

Quand la fusion se fait dans un gaz dégénéré, il n'y a pas cette rétroaction. La fusion libère de l'énergie, ce qui fait augmenter la température du cœur. Toutefois, la pression de dégénérescence ne dépend pas de la température et le gaz ne se dilate donc pas. Le gaz reste donc chaud, ce qui augmente le rythme de réaction, ce qui chauffe encore plus le gaz, ce qui augmente encore plus le rythme de la réaction… et ainsi de suite. La réaction s'emballe et se fait très rapidement. C'est exactement ce qui se produit dans les étoiles qui avaient une masse entre 0,5 $M_\odot$ et 2,3 $M_\odot$: pendant un bref instant, la fusion de l'hélium s'emballe dans le cœur de l'étoile. Durant cette courte période de fusion très intense, la puissance produite par la fusion peut atteindre 10 milliards de fois la puissance de la réaction dans le Soleil actuel.

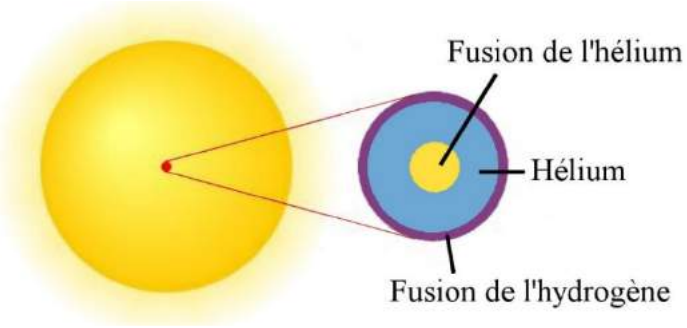
Cette fusion effrénée ne durera pas tellement longtemps. Avec la température qui augmente, la pression thermique faite par le gaz (celle donnée par $PV = nRT$) augmente

parce que la température du gaz augmente. Quand la température atteint environ 350 millions de kelvins, la pression thermique devient plus grande que la pression de dégénérescence et le gaz agit à nouveau comme un gaz normal. Quand cela se produit (on dit qu'on a levé la dégénérescence), les mécanismes de rétroaction entrent en jeu et la fusion nucléaire de l'hélium se stabilise avec la dilatation du cœur de l'étoile. Dans le cas du Soleil, la dilatation fera passer la densité du cœur de 10^9 kg/m³ à 2×10^7 kg/m³. La fusion effrénée dans le gaz dégénéré n'aura duré que quelques secondes, mais elle aura libéré beaucoup d'énergie. Environ 3 % de l'hélium est transformé en carbone pendant le flash.

Pour un observateur qui regarde l'étoile, le flash de l'hélium n'a pas vraiment d'effet. Comme il faut en moyenne des centaines de milliers d'années pour que l'énergie produite au centre de l'étoile se rende à la surface, cette augmentation brutale d'énergie produite sortira lentement de l'étoile bien des années plus tard, étalée sur des centaines de milliers d'années. De plus, une bonne partie de l'énergie libérée est ultimement utilisée pour la dilatation du cœur.

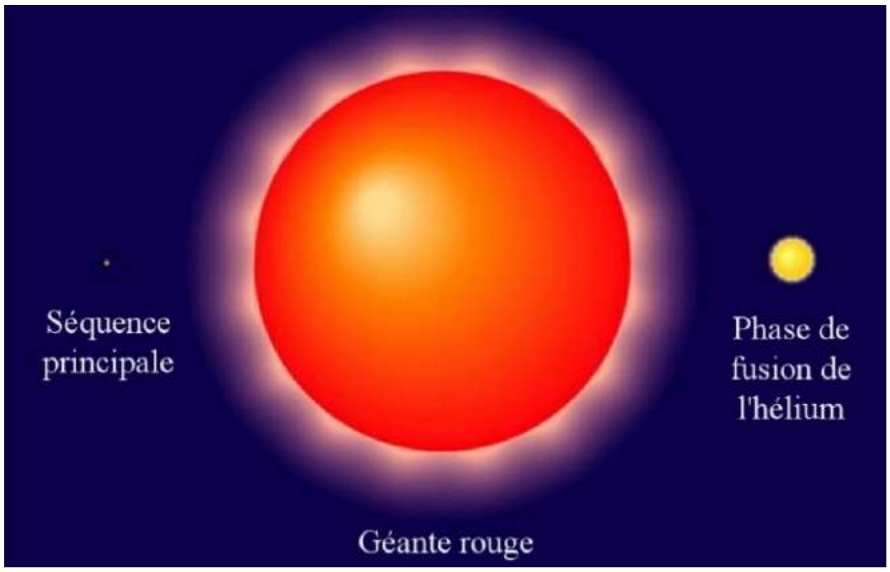
Une deuxième vie stable pour l'étoile

Une fois que la fusion de l'hélium est commencée, l'étoile commence une deuxième vie stable. Le Soleil aura alors 12,234 milliards d'années quand cette phase commencera. Nous avons maintenant deux réactions de fusion en même temps dans l'étoile. Elle fusionne de l'hélium au centre et de l'hydrogène sur une couche entourant le cœur d'hélium.

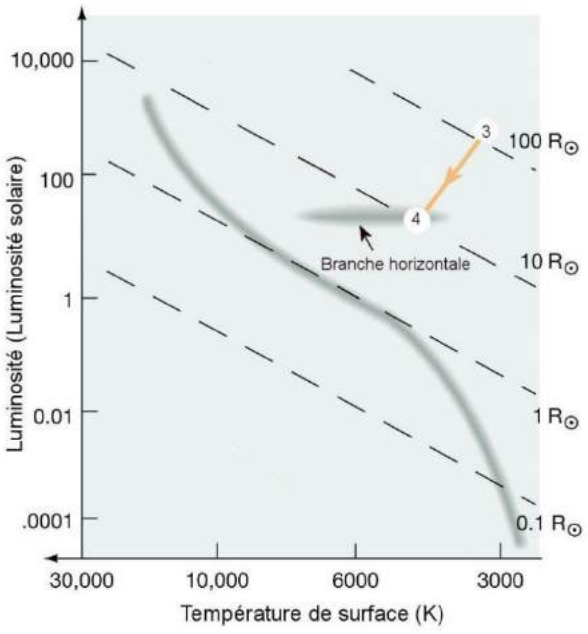


La majorité de l'énergie provient toujours de la fusion de l'hydrogène en hélium sur la couche entourant le cœur d'hélium (50 % à 94 % de l'énergie produite selon les conditions). On pourrait penser qu'avec ces deux fusions, la luminosité de l'étoile va encore augmenter, mais ce n'est pas le cas. D'une part, la contraction gravitationnelle du cœur a cessé et il n'y a plus d'énergie gravitationnelle libérée. D'autre part, la fusion de l'hélium dans le centre du cœur de l'étoile a provoqué la dilatation du cœur de l'étoile. Cela a repoussé la couche de fusion d'hydrogène, ce qui a fait diminuer sa température, entrainant ainsi une baisse du rythme de la fusion de l'hydrogène. Ces deux effets font donc diminuer l'énergie totale libérée par rapport à ce qu'elle était juste avant le flash de l'hélium. La luminosité se situe alors entre 40 $L_\odot$ et 45 $L_\odot$ pour les étoiles de moins de 2 $M_\odot$.

Comme le cœur se dilate, les couches externes se contractent (rappelez-vous que la couche de fusion de l'hydrogène agit comme une sorte de miroir). Même si la luminosité diminue, la contraction est assez importante pour que la température de surface augmente. Le Soleil aura ainsi un rayon d'environ 10 $R_\odot$ et une température de surface se situant autour de 4700 K pendant cette phase. La figure suivante montre les variations de taille du Soleil.



www.ast.smith.edu/james/a111f06/lectures/starlife.html



www2.astro.psu.edu/users/cpalma/astro10/class11.html

La figure de gauche montre la trajectoire que suivra le Soleil sur le diagramme HR pendant cette phase. Le flash de l'hélium se produit au point 3. Puis la structure se stabilisera en environ 10 000 ans, ce qui amènera le Soleil au point 4 où il passera 82 millions d'années.

Le Soleil se retrouvera alors, comme toutes les étoiles de moins de 2 $M_\odot$ fusionnant de l'hélium, dans une région du diagramme HR appelée la *branche horizontale des sous-géantes*. Ces étoiles ont toutes une luminosité se situe entre 40 $L_\odot$ et 45 $L_\odot$ pendant cette phase de fusion de l'hélium. Elles ont toutes la même luminosité parce que les couches supérieures n'exercent pratiquement pas de pression sur le cœur de l'étoile. La luminosité est donc déterminée uniquement par la masse du cœur. Comme les cœurs de ces étoiles sont pratiquement tous identiques et qu'ils ont tous commencé à fusionner de l'hélium en atteignant une masse de 0,45 $M_\odot$, les étoiles ont environ toutes la même luminosité.

Sur la branche horizontale, les étoiles les plus massives sont à droite de la branche et les moins massives à gauche. Puisque toutes les étoiles sur la branche horizontale ont la même luminosité et des masses du cœur identiques, les étoiles les plus massives ont des couches supérieures plus massives. Cela veut dire que les étoiles plus massives ont des couches supérieures plus grosses, ce qui signifie qu'elles doivent avoir une surface plus froide pour avoir la même luminosité.

Il y a peu d'étoiles sur la branche horizontale des sous-géantes parce que cette étape ne dure pas très longtemps. L'hélium s'épuise très rapidement et cette période de fusion ne dure que 82 millions d'années pour une étoile comme le Soleil. Le temps sur la branche horizontale sera presque identique pour toutes les étoiles. C'est une proportion assez faible de la vie d'une étoile, ce qui fait que les étoiles fusionnant de l'hélium ne représentent qu'une faible proportion des étoiles.

Les étoiles ayant des masses supérieures à 2 $M_\odot$ n'iront pas sur la branche horizontale. Elles resteront assez près de la position qu'elles avaient dans le diagramme HR quand la fusion de l'hélium. Elles traceront en fait une petite boucle dans le diagramme HR vers le bas et la gauche en tournant dans le sens des aiguilles d'une montre. Cela signifie que la luminosité diminue un peu, qu'elles se contractent un peu et que leur surface se réchauffe un peu avant de revenir environ aux mêmes valeurs qu'au début de la période de fusion d'hélium. Plus la masse de l'étoile est grande, plus la boucle dans le diagramme HR s'étirera vers les hautes températures. Cette période de fusion de l'hélium est plus courte que pour les étoiles de moins de 2 $M_\odot$. Par exemple, elle dure 16 millions d'années pour une étoile de 5 $M_\odot$.

Notez que les céphéides et les étoiles RR de la Lyre sont toutes des étoiles qui sont dans leur phase de fusion de l'hélium. Les céphéides sont des étoiles relativement massives qui tracent une boucle dans le diagramme HR qui s'étire assez loin vers les températures élevées. Les étoiles RR de la Lyre sont des étoiles moins massives situées à un endroit particulier sur la branche horizontale.

La fusion d'hélium en carbone et d'oxygène diminue le nombre de moles au centre de l'étoile. La fusion étant extrêmement sensible à la température, la zone de fusion doit rester presque continuellement à la même température. La température va à peine augmenter, ce qui fera quand même augmenter le rythme de fusion et la luminosité de l'étoile. Comme la température du cœur est constante, la densité du cœur doit lentement augmenter et la pression doit lentement diminuer à mesure que le nombre de moles diminue dans le cœur. Cela signifie que le cœur se contracte et que les couches externes se dilatent à nouveau.

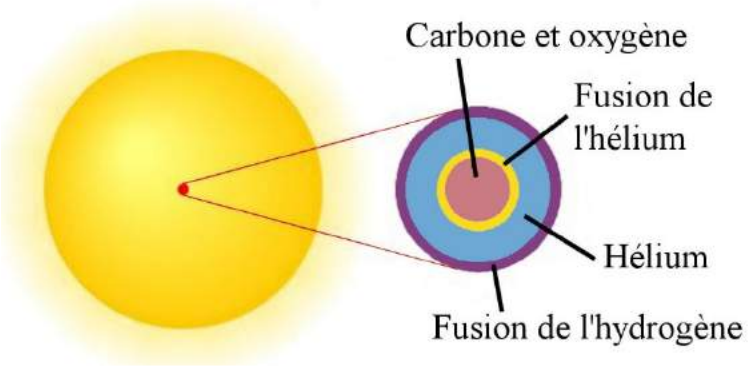
Ces transformations contribuent à faire un peu augmenter la luminosité et le rayon de l'étoile pendant la période de fusion de l'hélium (il se passait la même chose pendant la période de fusion de l'hydrogène).

11.13 LA PHASE DE SUPERGÉANTE ROUGE

La contraction du cœur de carbone et d'oxygène

La fusion de l'hélium forme du carbone et de l'oxygène. Lentement, la quantité d'hélium diminue et la quantité de carbone et d'oxygène. Au bout d'un certain temps, il ne reste plus d'hélium au centre et la fusion se déplace pour se faire dans une couche entourant le cœur de carbone et d'oxygène.

À mesure que le temps passe, la masse du noyau de carbone et d'oxygène augmente. Après une brève période de stabilité au début, le noyau commence à se contracter quand sa masse devient trop grande. Le Soleil aura 12,316 milliards d'années quand cette contraction commencera et cette phase de contraction durera un peu moins de 50 millions d'années.



Avec l'effet miroir de la couche de fusion, la contraction du cœur implique une dilatation des couches externes. L'étoile se met à grossir.

La luminosité de l'étoile augmente pendant la contraction du cœur. La contraction libère de l'énergie gravitationnelle qui réchauffe le cœur de carbone et d'oxygène. La couche de fusion d'hélium se réchauffe à peine, mais cela est suffisant pour que le rythme de fusion augmente beaucoup et la luminosité de l'étoile augmente radicalement. L'étoile a alors deux sources d'énergie : la fusion nucléaire, plus efficace qu'avant, et l'énergie gravitationnelle libérée par la contraction du cœur. Ces deux sources d'énergie se combinent pour donner une très grande luminosité à l'étoile.

L'étoile se met donc à gonfler pendant que sa luminosité augmente. Par exemple, le Soleil atteindra une luminosité de 10 000 $L_\odot$ et un rayon 250 $R_\odot$ à la fin de cette phase de contraction du cœur. Avec une telle taille et une telle luminosité, la température de surface du Soleil sera de 3660 K, ce qui lui donnera une teinte rouge. L'étoile devient donc une *supergéante rouge*.

frigg.physastro.mnsu.edu/~eskridge/astr101/week9.html

(Comme le rayon du Soleil atteindra un rayon de 172 millions de km et que la distance entre la Terre et le Soleil est, en ce moment, de 150 millions de km, on pourrait penser que la Terre se retrouvera dans le Soleil, mais ce ne sera pas le cas. Le Soleil ayant perdu une partie de sa masse pendant sa phase de géante rouge, la Terre se sera éloignée un peu du Soleil. Elle sera juste assez loin pour ne pas être dans le Soleil, mais à peine.)

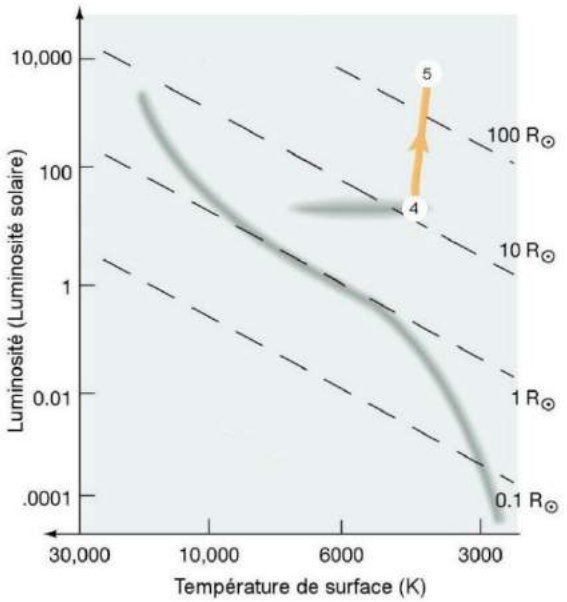
La contraction du cœur affecte grandement les couches de fusions d'hydrogène et d'hélium. Cela rend l'histoire de l'évolution de l'étoile particulièrement complexe à partir

du moment où le cœur de carbone et d'oxygène commence à se contracter. Disons simplement que les deux couches de fusion ne sont presque jamais actives en même temps. En gros, on perd la couche de fusion de l'hydrogène assez tôt après le début de la contraction du cœur et il ne reste que la couche de fusion d'hélium pendant une bonne partie de la phase de supergéante rouge. Puis, la couche de fusion d'hydrogène ne va se réactiver en fin de phase. Finalement, on va alterner entre des phases où on ne fusionne que de l'hélium et des phases, nettement plus longues, où on ne fusionne que de l'hydrogène.

De vastes zones de convection se forment dans les couches externes pendant la phase de contraction. Pour certaines étoiles, il arrive même que la zone de convection atteigne l'endroit où était située auparavant la couche de fusion d'hydrogène. On peut alors observer un changement de composition à la surface de l'étoile puisque des éléments auparavant fusionnés au cœur de l'étoile se font transporter en surface par la convection. On observe alors un changement de composition de la surface (qui se voit dans le spectre).

Trajectoire dans le diagramme HR

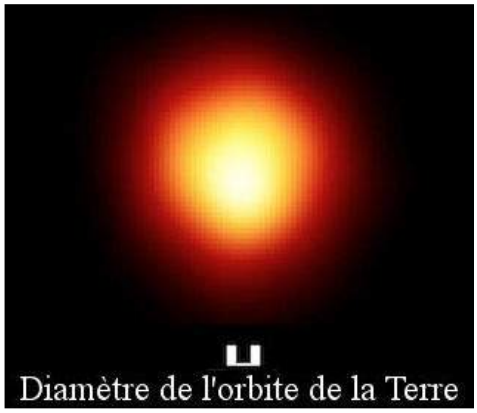
Voici la trajectoire du Soleil dans le diagramme HR quand elle deviendra une supergéante rouge. Le Soleil passera du point 4 au point 5 en près de 50 millions d'années.



www2.astro.psu.edu/users/cpalma/astro10/class11.html

Un exemple de supergéante rouge

L'étoile Bételgeuse est dans sa phase de supergéante rouge. Elle est tellement grosse que c'est une des seules étoiles dont on peut voir directement les dimensions.



csp.res.in/ICSP-WEB/Docs/Pop_cd/Material/Quiz/star.htm

11.14 LA MORT DES ÉTOILES DE MOINS DE 8 MASSES SOLAIRES

Une étoile qui perd ses couches externes

Pendant la période de supergéante rouge, on a la situation suivante dans les couches externes.

1) L'étoile a une grande luminosité, ce qui signifie qu'il y a beaucoup de pression de radiation. La faible température de surface favorise aussi une augmentation de la pression de radiation puisque l'opacité est plus grande à ces températures.

2) La matière à la surface de l'étoile est maintenant très loin du centre de l'étoile et il n'y a plus beaucoup d'attraction gravitationnelle.

Ces éléments se conjuguent pour générer des vents solaires très importants qui font perdre beaucoup de masse à l'étoile.

Vers la fin de la période de supergéante rouge, les pertes de masse s'accélèrent. Le mécanisme exact n'est pas encore complètement compris, mais les pertes importantes sont probablement liées à des pulsations ayant une période de l'ordre de 1 an qui apparaissent dans les couches externes quand l'étoile devient très grosse. L'étoile devient une étoile variable appelée *variable Mira*. Ces pulsations génèrent des ondes de choc qui se propagent dans l'étoile. Ces ondes de choc font augmenter la densité quand elles passent et cette augmentation de densité permet la formation de grains de poussière qui rendent le gaz très opaque. Comme le gaz est très opaque, il est facilement poussé vers l'extérieur de l'étoile par la pression de radiation et le rythme de perte de masse augmente beaucoup (jusqu'à 1 $M_\odot$ par 10 000 ans, ce qui est énorme pour une étoile). Les couches externes sont alors littéralement expulsées de l'étoile en quelques dizaines de milliers d'années. La masse perdue forme alors un genre de sphère de gaz et de poussière centrée sur l'étoile, ce qui peut parfois complètement cacher l'étoile. Le Soleil perdra tellement de masse que sa masse ne sera plus que de 0,541 $M_\odot$ à la fin de sa phase de supergéante rouge (il sera alors âgé de 12,365 milliards d'années). Une étoile de 6 $M_\odot$ n'aura plus qu'une masse de 1 $M_\odot$ à la fin de cette phase.

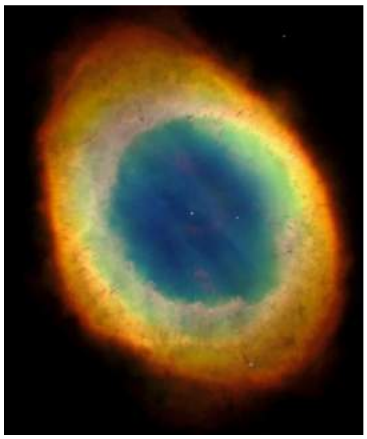
La perte de masse rapide à la fin de la phase de supergéante rouge va exposer des couches de plus en plus profondes dans l'étoile et la taille de l'étoile commence à diminuer à partir d'un certain moment. Pendant ce temps, la luminosité de l'étoile reste à peu près constante (à 10 000 $L_\odot$) parce que la fusion nucléaire continue pendant tout ce temps et le rythme de fusion est très peu influencé par la masse des couches extérieures. Avec une luminosité constante et un rayon qui diminue, la température de surface augmente énormément, passant ainsi de 4000 K jusqu'à près de 100 000 K dans certains cas.

À mesure que la taille de l'étoile diminue et que sa température de surface augmente, le vent généré par les pertes de masse devient plus rapide. Ce vent va pousser sur le gaz auparavant éjecté et diminuer la densité du gaz près de l'étoile. Ainsi, la matière éjectée

qui formait auparavant une sphère pleine centrée sur l'étoile va maintenant prendre la forme d'une coquille sphérique autour de l'étoile.

La nébuleuse planétaire

Quand la température de surface arrive aux environs de 30 000 K, il y a suffisamment de rayonnement ultraviolet émis pour détruire les grains de poussière qui cachaient l'étoile et pour exciter les atomes du gaz précédemment éjecté par l'étoile. Quand les électrons de ce gaz redescendent de niveau, il y a émission de lumière. Ainsi, la coquille de gaz formée par les couches éjectées devient lumineuse.



en.wikipedia.org/wiki/Ring_Nebula

On a alors le résultat montré sur la figure de droite. Cette structure s'appelle une *nébuleuse planétaire*. C'est un drôle de nom parce qu'il n'y a rien de planétaire dans une nébuleuse planétaire. On a ce nom parce que les premiers observateurs voyaient, en utilisant des télescopes de piètre qualité, un objet circulaire un peu flou. Comme les planètes sont aussi des objets circulaires quand on les observe au télescope, ces premiers observateurs pensaient avoir affaire à quelque chose s'apparentant à une planète, mais floue (donc nébuleux). Bien plus tard, on s'est rendu compte que ce qu'on observait était en réalité une étoile en fin de vie qui éjecte ses couches supérieures, mais le nom est tout de même demeuré. Il s'agit de la nébuleuse planétaire de l'anneau (M57), située dans la constellation de la Lyre à une distance de 2657 al. On voit bien les couches externes éjectées qui ont un diamètre de 2,4 al. Le petit point blanc au centre de l'image est ce qui reste de l'étoile.

commons.wikimedia.org/wiki/File:NGC_7293.jpg

À gauche, vous pouvez également admirer la nébuleuse planétaire de l'hélice (NGC 7293), située dans la constellation du Verseau. À une distance de 650 al, c'est une des nébuleuses planétaires la plus près de la Terre. Les couches externes ont un diamètre de 2,5 al.

On connait environ 3000 nébuleuses planétaires. Il n'y en a pas beaucoup parce que la phase de nébuleuse planétaire ne dure qu'environ 50 000 ans, ce qui représente une infime proportion de la vie des étoiles.

La fin de la fusion

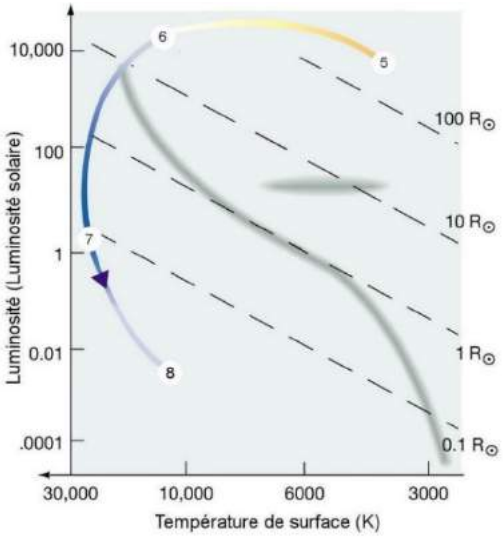
La masse des couches supérieures de l'étole continue de diminuer pendant que la couche de fusion d'hydrogène gruge les couches externes d'hydrogène de l'intérieur. Quand la

masse de cette enveloppe d'hydrogène atteint 0,000 01 $M_\odot$, la fusion de l'hydrogène s'arrête. À partir de là, il n'y a plus de fusion nucléaire dans le cœur de l'étoile (la fusion de l'hélium était déjà arrêtée).

Normalement, cet arrêt de fusion provoquerait une contraction de l'étoile. La moitié de l'énergie gravitationnelle libérée serait rayonnée par l'étoile et l'autre moitié ferait augmenter la température du cœur. Ultimement, cela permettrait à la fusion nucléaire de reprendre, mais ce n'est pas ce qui va se produire. En se contractant, le cœur de carbone et d'oxygène atteint une densité suffisamment grande pour que le gaz soit dégénéré. Le cœur ne peut donc plus se contracter. Cela arrête la montée de la température et rend les fusions nucléaires impossibles. Sans fusion et sans contraction du cœur, la luminosité diminue drastiquement pendant que l'étoile se refroidit. Les couches d'hélium et d'hydrogène, qui ne sont pas dégénérés, se contractent sur le cœur en se refroidissement et la taille de l'étoile diminue fortement pour former une petite boule maintenue en équilibre par la pression de dégénérescence. Ce cadavre d'étoile, très petit et compact, porte le nom de *naine blanche*. Puis la naine blanche va simplement se refroidir en émettant de la lumière. Ainsi, sa température et sa luminosité vont lentement baisser.

Voici comment se déplacera le Soleil sur le diagramme HR après sa phase de supergéante rouge.

La trajectoire entre 5 et 6 correspond à la trajectoire du Soleil pendant que sa luminosité est constante (la fusion nucléaire se poursuit) et que son rayon diminue parce que les couches externes sont expulsées. Cela fait augmenter la température de surface et l'étoile se déplace vers la gauche dans le diagramme HR. C'est à la fin de cette phase (12,4 milliards d'années après sa naissance) que le Soleil sera une nébuleuse planétaire (point 6 sur le diagramme).



www2.astro.psu.edu/users/cpalma/astro10/class11.html

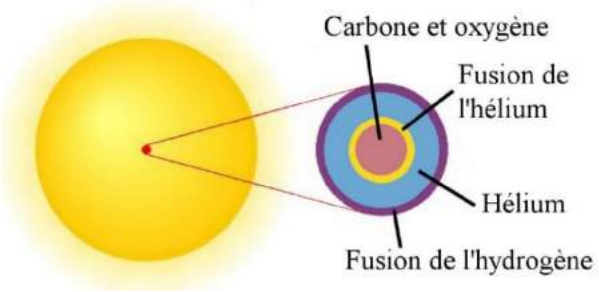
Peu après le point 6, la fusion s'arrête. La luminosité diminue rapidement tout comme la température à l'intérieur de l'étoile. La température de surface reste à peu près constante puisque la taille de l'étoile diminue assez pour compenser la diminution de la luminosité (la diminution du rayon vient de la contraction des couches d'hydrogène et d'hélium qui restent). La trajectoire dans le diagramme HR est alors presque directement vers le bas. Le Soleil atteindra une température de surface maximale aux environs de 30 000 K. Au point 7, on a une naine blanche.

Puis, la naine blanche refroidit lentement en gardant la même taille quand les couches d'hélium et d'hydrogène deviennent aussi dégénérées. La température et la luminosité diminuent en suivant la trajectoire de 7 à 8 (et même au-delà de 8).

On examinera les naines blanches au prochain chapitre.

11.15 LA MORT DES ÉTOILES DE PLUS DE 8 MASSES SOLAIRES

Reprenons notre étoile dans sa phase de supergéante rouge avec un cœur de carbone et d'oxygène qui se contracte.

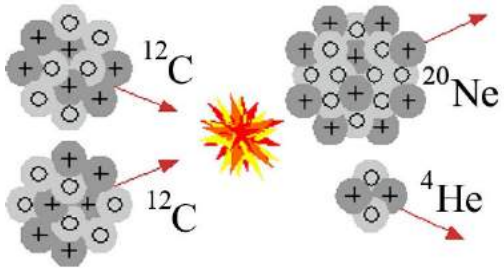


La fusion du carbone

L'évolution des étoiles de moins de 8 $M_\odot$ s'arrêtait ici parce que la pression de dégénérescence dans le cœur de carbone et d'oxygène arrêtait la contraction du cœur de l'étoile. Avec une étoile de plus de 8 $M_\odot$ (2 % des étoiles), le cœur, moins dense, atteint la température nécessaire à la fusion du carbone avant que la pression de dégénérescence n'arrête la contraction. Cette fusion, qui se fait à une température se situant entre 600 millions et 800 millions de kelvins et quand le cœur de carbone atteint une masse d'environ 1,4 $M_\odot$, donne principalement les résultats suivants.

$$^{12}C + {}^{12}C \rightarrow {}^{20}Ne + {}^{4}He \qquad (50\%)$$
$$\rightarrow {}^{23}Na + {}^{1}H \qquad (50\%)$$

L'image de droite illustre la première réaction.



www.opencourse.info/astronomy/introduction/19.stars_death_high-mass/

Les héliums et protons produits par ces réactions ont beaucoup d'énergie et vont très rapidement fusionner avec d'autres noyaux pour former d'autres éléments. Par exemple, on peut avoir

$$^{20}Ne + {}^{4}He \rightarrow {}^{24}Mg$$
$$^{23}Na + {}^{1}H \rightarrow {}^{20}Ne + {}^{4}He$$

Ce n'est qu'un exemple parmi plusieurs réactions possibles. À la fin de ces réactions, l'oxygène, le néon et le magnésium forment 95 % de la masse des produits de fusion. En comptant toutes ces autres réactions possibles, chaque fusion de carbone fournit en moyenne 13 MeV.

L'étoile fusionne ainsi du carbone jusqu'à ce que le cœur d'oxygène, de néon et de magnésium devienne trop massif pour être en équilibre. À partir de là, le cœur commence à se contracter, ce qui fait augmenter sa température et sa densité.

Si l'étoile a une masse entre 8 et 11 $M_\odot$ (approximativement), la fusion du carbone sera la dernière fusion possible avant que le cœur n'atteigne la pression de dégénérescence en se contractant. À partir de là, l'étoile finit sa vie un peu comme les étoiles de moins de 8 $M_\odot$, mais en devenant une naine blanche formée essentiellement de néon et d'oxygène plutôt que de carbone et d'oxygène.

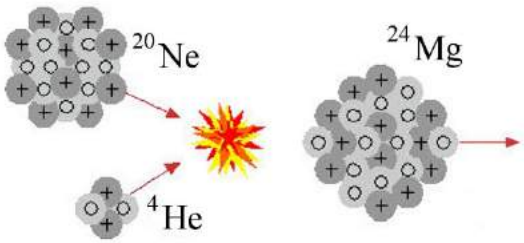
La fusion du néon

Pour les étoiles de plus de 11 $M_\odot$, il n'y a pas de dégénérescence et toutes les autres fusions sont possibles.

Avec la contraction, la température du cœur augmente jusqu'à ce que le cœur atteigne une température suffisante pour pouvoir effectuer un nouveau type de fusion. Quand le cœur de néon atteint une masse de près de 1,44 $M_\odot$ et que sa la température est entre 1,2 et 1,5 milliard de kelvins, il peut y avoir fusion du néon.

$$^{20}Ne + {}^{4}He \rightarrow {}^{24}Mg$$

Cette fusion était possible auparavant, mais uniquement avec des héliums générés par la fusion du carbone (qui avaient plus d'énergie que les autres héliums du gaz). Maintenant que la température est plus élevée, les héliums du gaz ont aussi assez d'énergie pour faire cette fusion.



On peut se demander d'où peuvent bien venir ces héliums puisqu'à cette température, l'hélium devrait fusionner rapidement en carbone et il ne devrait plus en avoir. Or, la température est alors tellement élevée que certains noyaux perdent des noyaux d'hélium lors des collisions ou quand ils sont frappés par un photon à haute énergie (ce qu'on appelle la *photodissociation*). C'est une réaction qui demande de l'énergie, mais elle est possible dans le cœur de l'étoile où la température est si élevée. Il y a donc des noyaux d'hélium qui sont constamment créés dans le cœur de l'étoile. Une fois créés, ces noyaux d'hélium peuvent, à cette température, fusionner avec le néon.

Cela signifie aussi que la réaction peut aller dans les deux sens.

$$^{20}Ne + {}^{4}He \rightleftarrows {}^{24}Mg$$

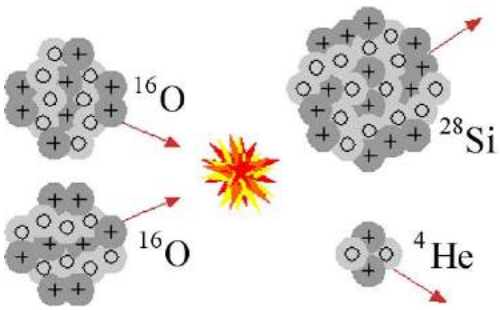
Il peut avoir fusion entre un néon et un hélium, mais les photons peuvent aussi arracher un hélium à un néon. Toutefois, la réaction de fusion se produit plus souvent.

L'étoile fusionne ainsi du néon jusqu'à ce que le cœur d'oxygène et de magnésium (qui, ensemble, forment 95 % de la masse des produits de fusion) devienne trop massif pour être en équilibre. À partir de là, le cœur commence à se contracter, ce qui fait augmenter sa température et sa densité.

La fusion de l'oxygène

La température du cœur augmente alors jusqu'à ce que le cœur atteigne une température suffisante pour pouvoir effectuer un nouveau type de fusion. Quand la température est entre 1,5 et 2 milliards de kelvins, il peut y avoir fusion de l'oxygène.

$$^{16}O + {}^{16}O \rightarrow {}^{28}Si + {}^{4}He \quad (60\%)$$
$$\rightarrow {}^{31}P + {}^{1}H \quad (40\%)$$



L'image illustre la première réaction, qui est la réaction la plus probable.

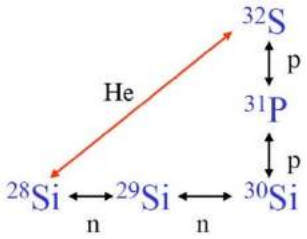
À ces températures, une multitude de réactions deviennent possibles. Comme les photons peuvent arracher des noyaux d'hélium à des noyaux, on peut avoir des réactions de fusion avec des noyaux d'hélium. Notons particulièrement les réactions suivantes.

$$^{24}Mg + {}^{4}He \rightleftarrows {}^{28}Si$$
$$^{28}Si + {}^{4}He \rightleftarrows {}^{32}S$$

En plus d'arracher des noyaux d'hélium à de gros noyaux, les photons parviennent maintenant à arracher des protons et des neutrons. Ces protons et neutrons peuvent ensuite fusionner avec de gros noyaux pour former de nouveaux isotopes. Une réaction importante est

$$^{31}P + {}^{1}H \rightarrow {}^{28}Si + {}^{4}He$$

Il y a en réalité toute une série des changements entre différents isotopes qui peuvent aller d'un côté (fusion) ou de l'autre (photodissociation). La figure de droite montre quelques-unes de ces transitions possibles entre certains isotopes.



De plus, la réaction de capture électronique

$$p^+ + e^- \rightarrow n^0 + \nu$$

devient importante à ces températures. (Elle est de plus en plus probable à mesure que l'énergie des électrons augmente avec la température.) Cette transformation de protons en neutrons augmente la proportion de neutrons dans l'étoile et transforme encore des isotopes en d'autres isotopes.

Toutes ces réactions font en sorte que le détail de chaque réaction n'est plus très important. La proportion de chaque élément dépend maintenant de la température, de la densité, de la quantité de neutrons et de l'énergie de liaison des noyaux. Les astrophysiciens ont donc bien du plaisir à déterminer l'abondance de chaque isotope dans cet équilibre qu'on appelle *l'équilibre thermique nucléaire*.

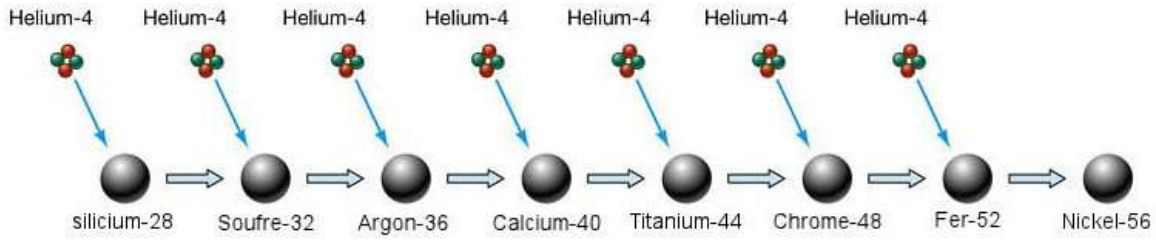
En fin de compte, les produits finaux de cette phase de fusion sont le silicium et le soufre (ensemble, ils forment 90 % de la masse des produits de fusion). Le silicium 30 et le soufre 34 sont les isotopes les plus communs. En moyenne, on obtient environ 16 MeV par réaction de fusion des deux noyaux d'oxygène.

L'étoile fusionne ainsi de l'oxygène jusqu'à ce que le cœur de silicium et de soufre devienne trop massif pour être en équilibre. À partir de là, le cœur commence à se contracter, ce qui fait augmenter sa température et sa densité.

La fusion du silicium

La température du cœur augmente alors jusqu'à ce que le cœur atteigne une température suffisante pour pouvoir effectuer un nouveau type de fusion. Quand la température atteint 3 milliards de kelvins, il peut y avoir fusion du silicium. Cette fusion est en fait toute une suite de fusion avec des noyaux l'hélium (qui proviennent de la photodissociation).

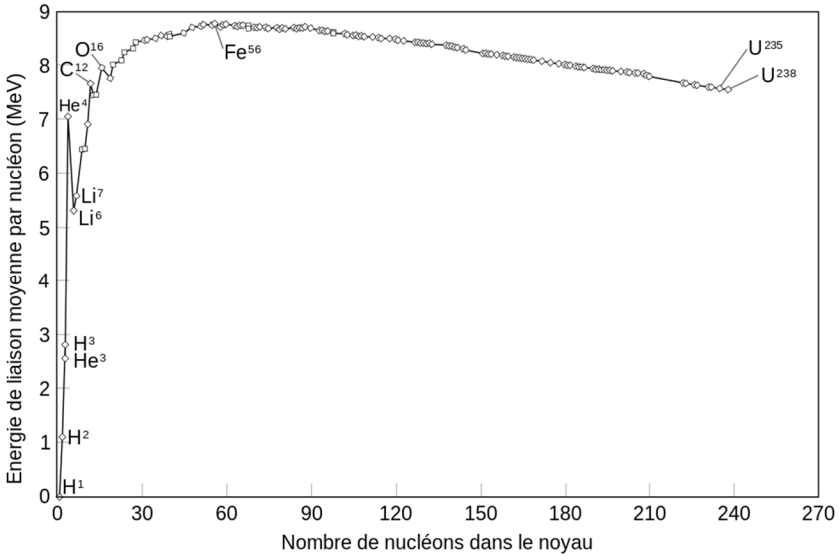
Par exemple, on peut avoir la suite de réactions suivante.



physics.uoregon.edu/~jimbrau/astr122-2009/Notes/Chapter21.html

La suite de fusion présentée ne peut pas aller plus loin que le nickel 56 parce que les fusions suivantes, au lieu de libérer de l'énergie, demandent de l'énergie. Il en est ainsi parce que les noyaux qui ont une masse atomique entre 50 et 60 sont les plus stables de tous. Cette stabilité se mesure avec l'énergie de liaison moyenne par nucléons qui est l'énergie qu'il faudrait fournir pour détruire le noyau divisée par le nombre de nucléons (protons et neutrons) dans le noyau. Plus cette valeur est grande, plus le noyau est stable.

Voici un graphique montrant l'énergie de liaison moyenne par nucléons des noyaux.



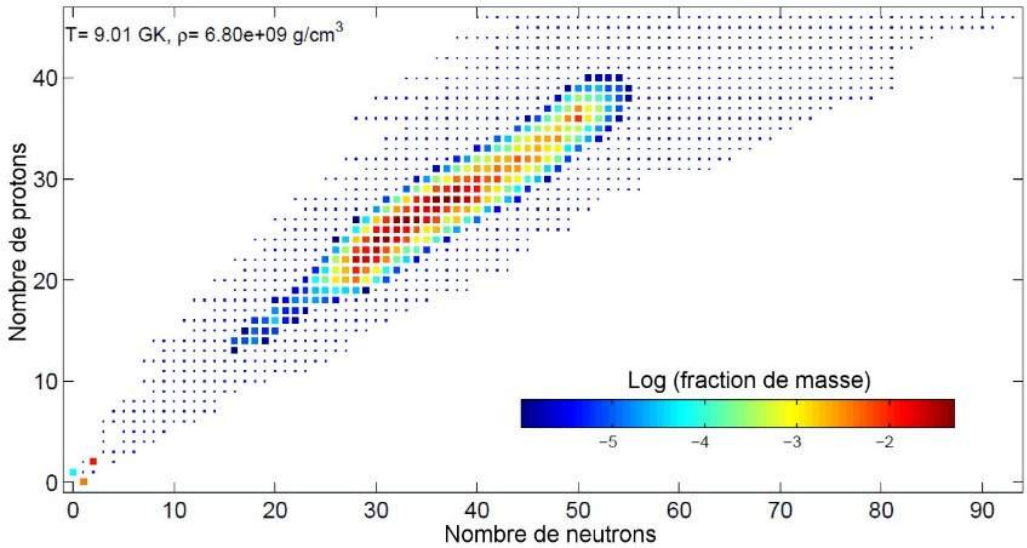
commons.wikimedia.org/wiki/File:Binding_energy_curve - common_isotopes_FR.svg

On voit que la courbe atteint une valeur maximale entre 40 et 80 (le noyau ayant la plus grande énergie de liaison par nucléon étant le fer 56). Dépassé ce maximum, la fusion demande de l'énergie. Avant ce maximum, la fusion libère de l'énergie. Plus précisément, c'est la fusion entre un noyau d'hélium et un gros noyau ou la fusion entre deux gros noyaux qui devient impossible. La fusion d'un gros noyau avec un simple proton et un simple neutron reste toujours possible.

La formation du noyau de fer

La suite de fusion montrée précédemment mène à la formation de nickel 56. C'est ce qu'on obtient si on commence avec du silicium 28. Toutefois, on a vu qu'il y a en réalité une multitude d'isotopes différents présents au début de la phase de fusion de silicium. Les isotopes les plus communs (silicium 30 et soufre 34) forment une chaine de fusion qui s'arrête souvent au fer 54 (certains noyaux fusionneront jusqu'au nickel 58).

En plus de cela, un proton ou un neutron pourrait fusionner avec le noyau entre deux fusions avec un hélium et il pourrait aussi y avoir une capture électronique qui transforme un proton en neutron entre deux fusions avec un hélium. Cela signifie qu'on a encore un équilibre thermique nucléaire durant cette phase et qu'on a toute une variété d'isotopes présents. Le graphique de droite montre tous les noyaux qu'on obtient à la fin de cette phase de fusion pour des conditions de température et de densité indiquées sur le graphique.



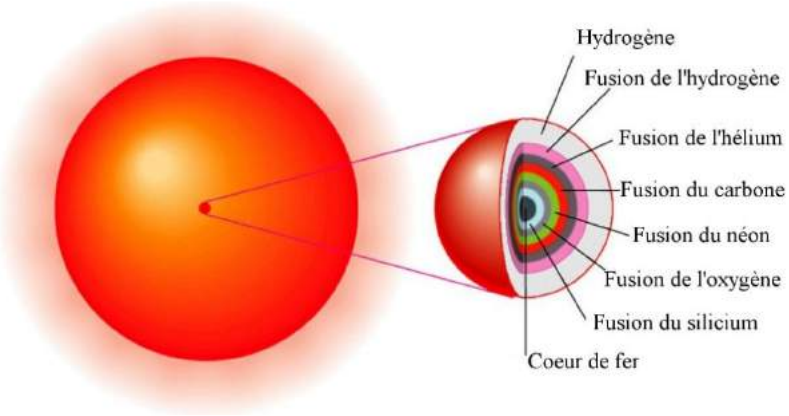
arxiv.org/abs/astro-ph/0612072

Essentiellement, il se forme des noyaux très stables ayant des masses atomiques entre 40 et 85. La proportion exacte de chaque isotope produit dépend de l'importance de l'augmentation du nombre de neutrons générée par les captures électroniques, mais on obtient beaucoup d'isotopes du fer dans la plupart des cas. Par exemple, les produits finaux de la fusion dans le cœur d'une étoile de 25 $M_{\odot}$ sont le fer 54 (48,7 %), le nickel 58 (14,7 %), le fer 56 (14,1 %), le fer 55 (7,1 %) et le cobalt 57 (4,4 %). Avec un peu plus de neutrons, c'est le fer 56 qui aurait dominé.

Dans la grande majorité des cas, c'est donc essentiellement du fer qu'on accumule au centre de l'étoile. On va donc parler du noyau de fer. Quand ce cœur se forme, la fusion du silicium sur déplace sur une couche entourant ce cœur.

La structure de l'étoile en fin de vie

En fait, ces fusions qui apparaissent à tour de rôle au centre de l'étoile s'ajoutent aux autres fusions qui s'étaient déplacées sur des couches quand les éléments à fusionner étaient devenus trop rares au centre de l'étoile. Ainsi, pendant que l'étoile fusionne du silicium, la structure de l'étoile ressemble à ceci.



www.ast.smith.edu/james/a111f06/lectures/starlife.html

La durée de chaque période

Le tableau suivant donne la durée de chacune des périodes de fusion pour 3 masses différentes.

Fusion	15 $M_\odot$	40 $M_\odot$	60 $M_\odot$
H	13,1 Ma	4,88 Ma	2,80 Ma
He	0,927 Ma	0,382 Ma	0,296 Ma
C	325 ans	186 ans	36,2 ans
Ne	8,00 mois	1,61 mois	23.9 jours
O	3,59 ans	1,91 mois	9,38 jours
Si	2,43 jours	0,537 jour	3,18 heures

Ce sont les temps de fusion au centre l'étoile. Par exemple, l'étoile de 15 $M_\odot$ fusionne de l'hydrogène pendant 13,1 millions d'années au centre de l'étoile. L'étoile peut ensuite fusionner de l'hydrogène sur une couche autour du centre, mais ce temps n'est pas compté dans le temps donné dans la table. C'est spécialement important pour la dernière fusion. Une étoile de 15 $M_\odot$ va fusionner du silicium pendant seulement quelques heures au centre de l'étoile, mais la fusion va ensuite se poursuivre pendant quelques jours sur une couche entourant le noyau de fer. (Plus précisément, la table donne le temps entre le moment où 1 % de l'élément a fusionné jusqu'au moment où l'abondance de l'élément n'est plus que de 0,1 %.)

Le type de rayonnement émis par l'étoile

L'énergie fournie par la fusion n'est pas nécessairement émise sous forme de lumière. Une partie de l'énergie est émise sous forme de neutrino. Pour la fusion de l'hydrogène, 95 % de l'énergie produite se retrouve en lumière, mais 5 % de l'énergie part en énergie cinétique des neutrinos puisque cette réaction produit des neutrinos. La fusion de l'hélium ne produit pas de neutrinos et l'énergie est toute émise sous forme de lumière.

Toutefois, la situation change quand la température du cœur atteint une température avoisinant 500 MK même si toutes les fusions qui se produisent à des températures élevées ne produisent pas de neutrinos. À partir de cette température, l'énergie est émise principalement sous forme de neutrinos. Ainsi, l'énergie de toutes les fusions et contractions gravitationnelles qui suivent la contraction du cœur de carbone menant à la fusion du carbone en néon est pratiquement tout émise sous forme de neutrinos (l'énergie gravitationnelle libérée lors de la contraction du cœur de carbone est émise à 50 % en photons et 50 % en neutrinos.)

L'énergie est émise essentiellement sous forme de neutrinos à haute température parce qu'il existe de nombreux processus qui permettent de créer des paires de neutrinos-antineutrinos quand la température devient très grande. Par exemple, la collision d'un photon et d'un électron pourrait faire apparaitre une telle paire (qu'on appelle des photoneutrinos).

$$photon + e^- \rightarrow e^- + \nu + \overline{\nu}$$

La probabilité que ce genre de réactions se produise devient si importante quand la température du cœur dépasse 500 MK que pratiquement toute l'énergie est émise sous forme de neutrinos.

Notez que l'étoile émet encore de la lumière puisqu'il y a des couches de fusion d'hydrogène et d'hélium qui produisent des photons. C'est seulement l'énergie des couches de fusion très profondes qui est émise sous forme de neutrinos.

Évolution de l'apparence de l'étoile

Les étoiles massives évoluent aussi en supergéantes rouges quand la fusion des éléments plus lourds commence. Quand l'étoile devient une supergéante, les couches externes se retrouvent très loin du centre de l'étoile où la force de gravitation est plus faible. La forte pression de radiation et la faible gravitation sur les couches externes font en sorte que l'étoile perd ses couches externes. Ces pertes de masse sont particulièrement importantes pour les étoiles très massives pour lesquelles la pression de radiation devient très grande.

Voici comment changent les étoiles selon leur masse. (C'est une version simplifiée parce qu'il y a toutes sortes de variations et de subtilité. De plus, ces scénarios sont encore un peu hypothétiques.)

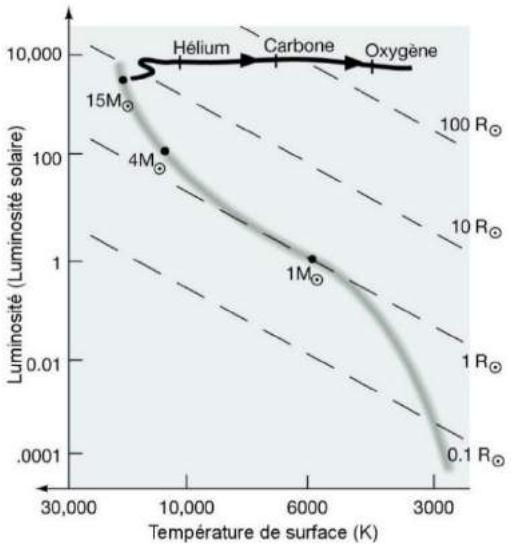
Étoile de 15 $M_\odot$

Séquence principale → Supergéante bleue → Supergéante rouge

L'étoile perd 1 $M_\odot$ pendant qu'elle est sur la séquence principale et le rythme de perte de masse augmente quand l'étoile arrive en fin de vie.

Cela fait en sorte que l'évolution n'est pas très différente de celle des étoiles moins massives sauf que la luminosité reste à peu près constante pendant que l'étoile gonfle et que la surface se refroidit pour passer d'une couleur bleue à une couleur rouge. Finalement, l'étoile devient une supergéante rouge.

www2.astro.psu.edu/users/cpalma/astro1h/class17.html

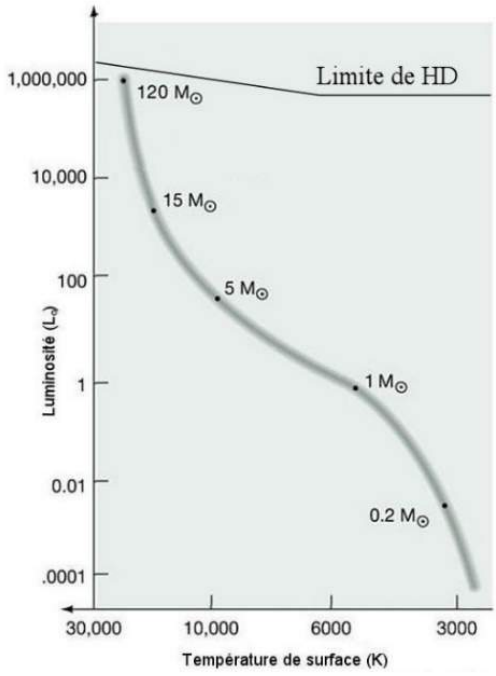


Étoile de 40 $M_\odot$

Séquence principale → Supergéante bleue → Supergéante rouge →
Supergéante bleue → Lumineuse variable bleue (LBV) →
Étoile Wolf-Rayet

L'étoile perd 5 $M_\odot$ pendant qu'elle est sur la séquence principale. Quand l'étoile se transforme en supergéante rouge, le rythme de perte de masse augmente de sorte que l'étoile perd un autre 5 $M_\odot$ en une centaine de milliers d'années. L'expulsion des couches externes expose alors des couches plus profondes et donc plus chaudes. C'est pour cela que l'étoile redevient bleue.

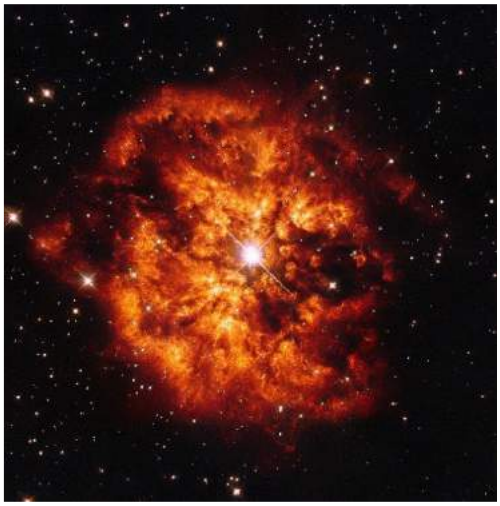
L'étoile continue son déplacement vers le haut du diagramme HR, ce qui l'amène dans une zone dans laquelle il ne faut pas aller. En 1979, Roberta Humphreys et Kris Davidson ont remarqué que toutes les étoiles qui se situaient au-delà d'une certaine limite dans le diagramme HR (appelée maintenant la limite de Humphreys-Davidson) avaient de sérieux problèmes de stabilité et de perte de masse. En gros, la limite est de 630 000 $L_\odot$ pour des températures inférieures à 6300 K. Pour des températures plus élevées, la luminosité maximale est un peu plus grande et vient passer un peu au-dessus des étoiles de 120 $M_\odot$ sur la séquence principale.



C'est évidemment une question de pression de radiation, mais personne n'a réussi, pour l'instant, à faire le lien entre la limite d'Eddington et cette limite observée sur le diagramme HR.

L'étoile de 40 $M_\odot$ aura donc le malheur de croiser la limite de Humphreys-Davidson. Elle devient alors une lumineuse bleue variable. On se rappelle que les lumineuses bleues variables ont une luminosité qui change parce qu'il y a occasionnellement d'importantes expulsions de matière. Cette phase devrait être très courte (environ 10 000 ans) parce que ce type d'étoile est très rare.

La situation se stabilise ensuite et la perte de masse devient plus régulière, mais toujours très importante. La perte de masse continue jusqu'à ce que la couche d'hydrogène soit complètement expulsée. On a alors une étoile dont la surface est composée surtout d'hélium et qui est entourée d'hélium éjecté (et même quelques éléments plus lourds comme l'azote, le carbone et l'oxygène) encore assez chaud pour générer des raies d'émission. Cela donne un spectre un peu particulier à l'étoile (qui est essentiellement le spectre des couches éjectées) et ces étoiles sont appelées les étoiles Wolf-Rayet. L'image de droite nous montre l'étoile WR 124, distante de 15 000 al et située dans la constellation du Sagittaire. Une étoile devrait avoir une masse initiale minimale se situant en 15 et 25 $M_\odot$ pour devenir une étoile Wolf-Rayet.

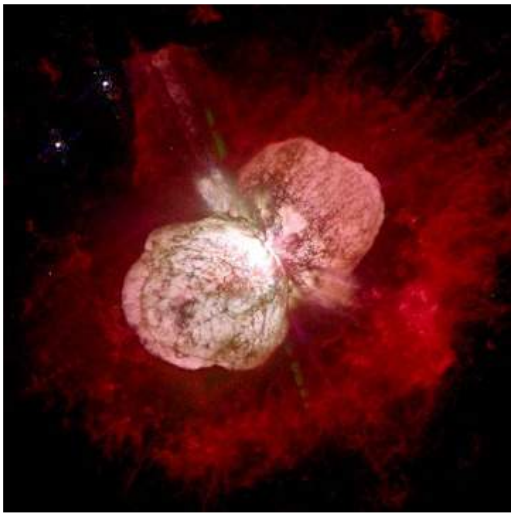


fr.wikipedia.org/wiki/%C3%89toile_Wolf-Rayet

Étoile de 120 $M_\odot$

Séquence principale → Supergéante bleue → Lumineuse variable bleue (LBV)

Ici, les pertes de masse sont si importantes que l'étoile s'évapore littéralement. Même sur la séquence principale, l'étoile est entourée de gaz éjecté (comme les étoiles Wolf-Rayet), mais il y a de l'hydrogène dans ce gaz. Après avoir perdu 25 $M_\odot$ pendant sa vie sur la séquence principale, l'étoile commence à gonfler pour se diriger vers la zone des supergéantes rouges. Toutefois, son chemin sur le diagramme HR est court puisqu'elle croise très tôt la limite de Humphreys-Davison et d'énormes pertes de masse se produisent (20 $M_\odot$ en tout). L'étoile devient une lumineuse variable bleue et restera comme ça jusqu'à l'explosion en supernova.



11.16 LES SUPERNOVAS DE TYPE II

L'effondrement du cœur

Le cœur de fer peut être en équilibre si sa masse n'est pas trop grande. Mais la masse de ce cœur augmente assez rapidement avec la fusion du silicium et il arrive un moment où le cœur ne peut plus être en équilibre. À partir de ce moment, il commence à se contracter. Pour une étoile de 15 $M_\odot$, la contraction commence quand le cœur atteint 1,4 $M_\odot$. Pour une étoile de 50 $M_\odot$, la contraction commence quand le cœur atteint 2,5 $M_\odot$.

Normalement, la contraction fait augmenter la température et cela mène à une nouvelle fusion nucléaire qui permet de produire de l'énergie pour compenser la perte d'énergie par rayonnement de corps chaud de l'étoile pour qu'il y ait équilibre. Mais avec un cœur de fer, il n'y a plus de fusions qui peuvent libérer de l'énergie et arrêter la contraction.

En plus de cela, plusieurs éléments contribuent à faire en sorte que la pression du cœur n'augmente pas aussi vite que celle d'un gaz normal quand il se contracte.

1) **Perte d'énergie par émission de neutrinos**

   L'énergie produite par la contraction est émise sous forme de neutrinos. On a vu précédemment qu'au-dessus de 500 MK, les photons se transforment en paires de neutrinos et d'antineutrinos qui sortent facilement de l'étoile. Le cœur de l'étoile, qui perd donc de l'énergie par les neutrinos, s'échauffe donc moins vite qu'un gaz normal lors de la contraction et la pression du cœur augmente moins vite que prévu quand le cœur se contracte.

2) **Le gaz devient relativiste**

   L'énorme température amène les particules à des vitesses près de la vitesse de la lumière. Le gaz dans le cœur devient un *gaz relativiste*. Or, dans ces gaz relativistes, la pression augmente moins vite avec la température que pour un gaz normal parce que la vitesse des particules n'augmente pas beaucoup avec la température puisque les particules ne peuvent pas dépasser la vitesse de la lumière.

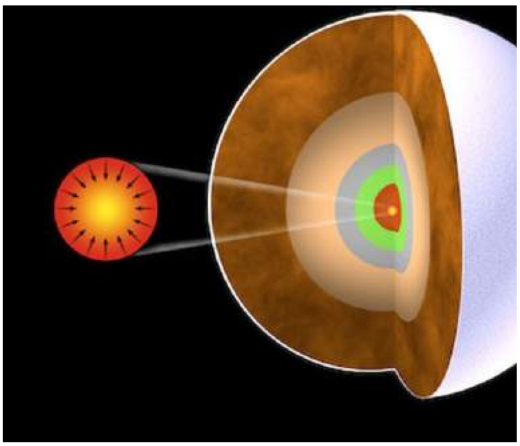
3) **La capture des électrons**

   Le processus de capture électronique ($p^+ + e^- \rightarrow n^0 + \nu$), déjà commencé depuis la période de fusion de l'oxygène, s'amplifie. Pendant la contraction, la concentration de la matière force certains électrons à occuper des niveaux d'énergie de plus en plus élevés. Il y a alors plus d'électrons qui ont assez énergies pour leur permettent d'interagir avec les protons, même si la réaction demande de l'énergie. Ainsi, les électrons sont éliminés en transformant les protons des atomes en neutrons. En plus d'absorber de l'énergie, la disparition des électrons fait diminuer la pression de dégénérescence et la pression thermique du gaz (puisque le nombre de moles diminue). Ainsi, la pression du cœur augmente moins vite que prévu quand le cœur se contracte.

4) La photodissociation

À un moment, la température devient si élevée (10 milliards de kelvins) que les photons présents dans le cœur ont tellement d'énergie qu'ils détruisent les noyaux de fer (par photodissociation). Ainsi, l'énergie libérée par la contraction gravitationnelle détruit ce qui avait pris des milliards d'années à se faire par la fusion nucléaire. Cette destruction des noyaux absorbe de l'énergie, ce qui fait que la pression du cœur augmente moins vite que prévu quand le cœur se contracte.

Tous ces effets contribuent donc à faire que les forces de pression n'augmentent pas assez rapidement par rapport aux forces gravitationnelles quand le cœur se contracte. Mais on se rappelle que cela peut avoir de graves conséquences. Il y a équilibre quand les forces de pression augmentent plus que les forces de gravitation quand on comprime un gaz. Quand les forces de pression augmentent moins vite que les forces de gravitation, il n'y a pas d'équilibre possible et il y a *effondrement gravitationnel*. Plus la contraction se poursuit, plus la gravitation prend le dessus sur la pression et plus la contraction se fait rapidement.



ansverschoorsr.blogspot.ca

La contraction du cœur commence peut-être lentement, mais il arrive un moment où la gravitation prend le dessus sur la pression et il y a effondrement gravitationnel. Le cœur s'effondre alors sur lui-même en environ 10 millisecondes !

Avec la capture électronique et la photodissociation, les atomes de fer au centre du cœur sont tous dissociés et les protons réagissent avec les électrons pour devenir des neutrons, tout en produisant des neutrinos. La matière du cœur de l'étoile se transforme ainsi en une grosse boule de neutrons.

L'arrêt de la contraction par la dégénérescence des neutrons

Il reste une dernière barrière contre l'effondrement gravitationnel complet : la pression de dégénérescence des neutrons. Les neutrons occupent moins de place que les électrons et ils font donc une pression de dégénérescence beaucoup plus petite que les électrons. En l'absence d'électrons, il est possible que cette pression des neutrons domine à de très grandes densités. L'effondrement gravitationnel compacte tellement la matière qu'on arrive justement à un moment où la force de pression de dégénérescence des neutrons permet de contrebalancer la force gravitationnelle. On a alors une boule de neutrons de quelques masses solaires dont le rayon n'est plus que d'une dizaine de kilomètres. Pour vous donner une idée de la vitesse de l'effondrement gravitationnel du cœur de l'étoile et de la densité obtenue, c'est un peu comme si on contractait la Terre en une boule de 200 m de diamètre en 10 millisecondes.

La pression de dégénérescence n'arrête pas la contraction du cœur immédiatement. Le cœur continue un peu sa contraction pour atteindre environ une densité 2 fois plus grande qu'il aura plus tard à l'équilibre et rebondit en générant une onde de choc qui se dirige vers l'extérieur de l'étoile. C'est cette onde de choc qui, ultimement, va détruire l'étoile.

L'énergie libérée

L'effondrement du cœur de l'étoile libère une quantité phénoménale d'énergie. Imaginons que le cœur de l'étoile qui s'est effondrée avait une masse initiale de 1 $M_\odot$ et un rayon de 10 000 km. Après la contraction, disons que le cœur a un rayon de 10 km. En supposant que la densité est uniforme, l'énergie gravitationnelle libérée est

$$E = \Delta U_g = U_{gf} - U_{gi}$$

$$E = -\frac{3}{5}\frac{GM^2}{R_f} - -\frac{3}{5}\frac{GM^2}{R_i}$$

$$E = -\frac{3}{5}GM^2\left(\frac{1}{R_f} - \frac{1}{R_i}\right)$$

$$E = -\frac{3}{5}\cdot 6,674\times10^{-11}\,\tfrac{Nm^2}{kg^2}\cdot\left(2\times10^{30}kg\right)^2\cdot\left(\frac{1}{10^4 m} - \frac{1}{10^8 m}\right)$$

$$E = -1,6\times10^{46}\,J$$

C'est près de 100 fois l'énergie produite par le Soleil durant sa vie adulte ! Ça fait quand même pas mal d'énergie libérée en 10 millisecondes. (Notez qu'une partie de cette l'énergie a été utilisée pour les photodissociations.)

Lors de l'effondrement du cœur, la transformation des protons en neutrons fait apparaitre une énorme quantité de neutrinos. En plus, on a vu qu'à haute température, l'énergie libérée, que ce soit en réactions nucléaires ou en contraction gravitationnelle, est émise sous forme de neutrinos. Ainsi, presque toute l'énergie produite lors de l'effondrement est sous forme de neutrinos.

Les neutrinos poussent l'onde de choc

Quand le cœur qui s'effondre atteint la pression de dégénérescence, il rebondit et génère une onde de choc qui se propage vers l'extérieur de l'étoile. C'est le début de l'explosion.

Toutefois, l'onde de choc n'a qu'une toute petite partie de l'énergie libérée puisque presque toute l'énergie de l'effondrement est sous forme de neutrinos. De plus, l'onde de choc a beaucoup de difficulté à faire son déplacement vers la surface de l'étoile. Premièrement, l'onde de choc perd beaucoup d'énergie. Le passage dans la matière produit des neutrinos et dissocie des noyaux atomiques, deux processus qui prennent de l'énergie à l'onde de choc. Deuxièmement, l'onde de choc tente d'aller vers l'extérieur pendant que la matière

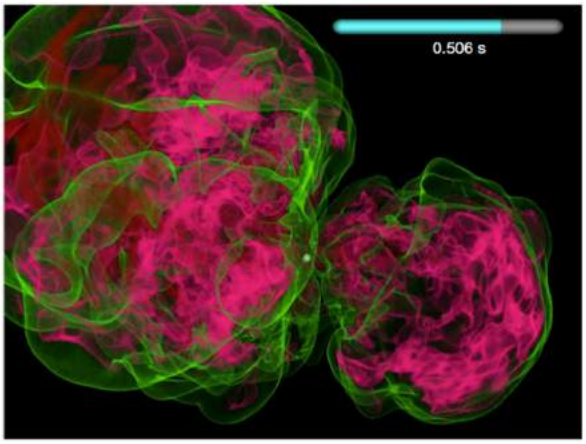
des couches externes tombe vers le cœur qui vient de s'effondrer. L'onde de choc perd tellement d'énergie que sa progression vers l'extérieur s'arrête à une distance de l'ordre de 100 à 200 km du centre de l'étoile.

Cependant, la matière au centre de l'étoile est tellement compacte que les neutrinos produits lors de l'effondrement ne parviennent pas à sortir directement de l'étoile (le libre parcours moyen des neutrinos est d'environ 20 km). Les neutrinos prisonniers au centre de l'étoile interagissent alors suffisamment avec la matière pour donner de l'énergie à la matière un peu en arrière de l'onde de choc pour carrément pousser l'onde de choc. De 4 à 10 % de l'énergie de l'effondrement, qui était presque toute sous forme de neutrinos, revient ainsi dans la matière. Cette poussée est un peu plus grande que la force de pression faite sur l'onde de choc faite par la matière qui tombe vers l'intérieur, ce qui permet à l'onde de choc de reprendre sa route vers l'extérieur de l'étoile après avoir stagné pendant environ 0,2 s. Au bout d'une demi-seconde environ, l'onde de choc a une vitesse (qui sera pratiquement constante par la suite) avoisinant les 10 000 à 15 000 km/s vers l'extérieur de l'étoile.

Les simulations

Pour comprendre tout ce qui se passe lors de l'effondrement du cœur, il faut faire des simulations sur ordinateurs. On fait de telles simulations depuis les années 60 en améliorants sans cesse les programmes. Il y a encore beaucoup de travail à faire pour améliorer ces simulations et c'est un domaine de recherche très actif.

Ces simulations arrivent souvent à des explosions asymétriques dans lesquelles un côté de l'étoile explose avant l'autre ou des explosions qui forment 2 lobes, comme sur la figure. La direction des lobes semble complètement déterminée au hasard. Généralement, mais pas toujours, l'explosion est de plus en plus asymétrique à mesure que la masse augmente.



arxiv.org/abs/2009.14157

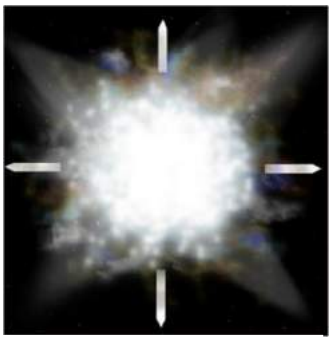
Le lien qui suit vous amène vers une simulation faite à l'ordinateur de l'explosion d'une étoile de 11,2 $M_{\odot}$. Cette simulation qui montre l'évolution de l'onde de choc sur une période d'un peu plus de 0,3 seconde.
http://physique.merici.ca/astro/Garching_Sim_11.2solarmass.avi

L'explosion de l'étoile

L'onde de choc qui se propage dans l'étoile va atteindre la surface environ 1 heure après l'effondrement du cœur. L'explosion de l'étoile devient alors visible de l'extérieur de l'étoile et les couches externes sont éjectées.

L'énergie de l'explosion correspond à environ 1 % de l'énergie de l'effondrement, donc à environ 10^{44} J, qui est équivalente à l'énergie produite par le Soleil durant toute sa vie. Cette énergie ira en énergie thermique, en énergie cinétique des couches externes et en énergie gravitationnelle des couches éjectées. Le reste de l'énergie libérée par l'effondrement (la majeure partie en fait) est parti en neutrinos.

Seulement 1 % de l'énergie de l'explosion sera converti en lumière, ce qui donne une énergie lumineuse de l'ordre de 10^{42} J. Cette explosion d'étoile est une *supernova de type II ou de type Ib*. (On a classé les supernovas selon leur spectre. Pour les supernovas de type II, il y a des raies spectrales de l'hydrogène dans le spectre. C'est généralement ce qu'on a puisque les couches externes expulsées lors de l'explosion sont composées d'hydrogène. Toutefois, il est possible que le cœur s'effondre après que les couches externes d'hydrogène aient été totalement expulsées. Dans ce cas, il n'y aura pas de raie d'hydrogène dans le spectre et on aura une supernova de type Ib.)



www.speed-light.info/iron.htm

Même si seulement 0,01 % de l'énergie de l'effondrement du cœur se retrouve en lumière de l'explosion, la luminosité de l'explosion peut atteindre 1 milliard de fois la luminosité du Soleil. Difficile de rater une telle explosion, même à des millions d'années-lumière de distance. La luminosité de l'explosion diminue ensuite lentement de façon exponentielle. En gros, elle est divisée par 100 chaque année suivant l'explosion.

L'explosion (en accéléré) d'une étoile pourrait ressembler à ceci
https://www.youtube.com/watch?v=3Wxw5Bvkkj4

Le sursaut de neutrinos

L'effondrement du cœur produit un nombre considérable de neutrinos. Ils proviennent premièrement de la transformation des protons en neutrons. Chaque transformation fait apparaitre un neutrino. Ils proviennent aussi de l'énergie gravitationnelle libérée. À haute température, l'énergie produite au cœur d'une étoile, qu'elle provienne de la fusion ou de la contraction, est émise sous forme de neutrinos. Comme l'effondrement se fait en très peu de temps, il y a une quantité phénoménale de neutrinos produits en très peu de temps.

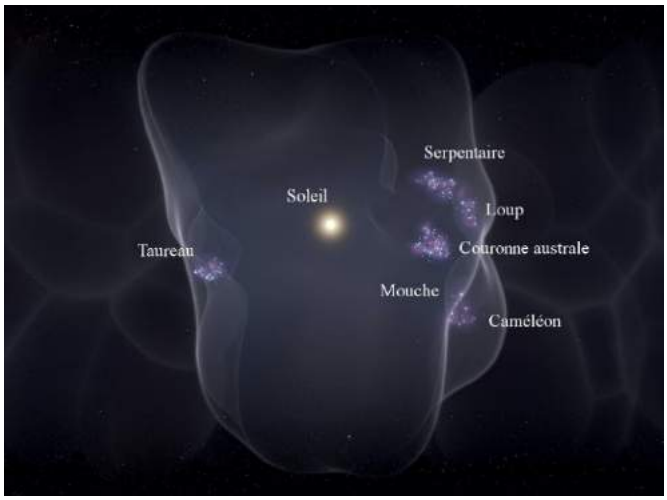
Au départ, ces neutrinos sont prisonniers de l'étoile, mais ils seront libérés avant que l'onde de choc n'arrive à la surface de l'étoile. À ce moment, une grande quantité de neutrinos est émise par l'étoile. Les neutrinos sont donc émis par l'étoile avant la lumière de l'explosion

et, comme ils se déplacent pratiquement à la vitesse de la lumière, on va recevoir une quantité importante de neutrinos environ une heure avant de recevoir les photons et de voir l'explosion. La supernova est donc précédée d'un énorme flash de neutrinos.

La bulle

La matière éjectée et le rayonnement émis par la supernova vont pousser le gaz interstellaire pour créer une bulle ou une cavité de densité plus faible autour de la supernova. Le diamètre de la bulle augmente sans cesse et peut atteindre des centaines d'années-lumière.

Nous sommes d'ailleurs à l'intérieur d'une de ces bulles. La *Bulle locale,* comme on l'appelle, a un diamètre de 300 al et un âge se situant entre 10 et 20 millions d'années. La densité du gaz à l'intérieur de la bulle est de 0,05 atome/m³, ce qui est 6 fois moins que la densité à l'extérieur de la bulle.



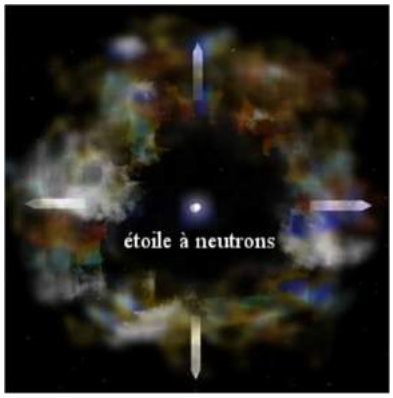
en.wikipedia.org/wiki/Local_Bubble

Le Soleil semble au centre de la bulle, mais il n'est pas à l'origine de la bulle. Le Soleil s'est tout simplement déplacé lentement pour aller se placer tout près du centre. Cette bulle aurait été faite par plusieurs supernovas des étoiles du sous-groupe B1 des Pléiades.

Il y a une autre bulle, la bulle de la Boucle I, en contact avec la bulle locale par le tunnel du Loup. La bulle de la Boucle I a été faite par des étoiles de l'association OB du Scorpion-Centaure qui est à 420 al de la Terre. La bulle de la Boucle I est centrée sur l'étoile Antarès (une énorme étoile en fin de vie, 15e plus brillante du ciel, située dans la constellation du Scorpion).

L'étoile à neutrons

Après l'explosion, il ne reste que le cœur effondré de l'étoile. Ce cœur est maintenant une minuscule boule de neutrons, appelée *étoile à neutrons*. Nous reviendrons sur ce cadavre stellaire au chapitre suivant.



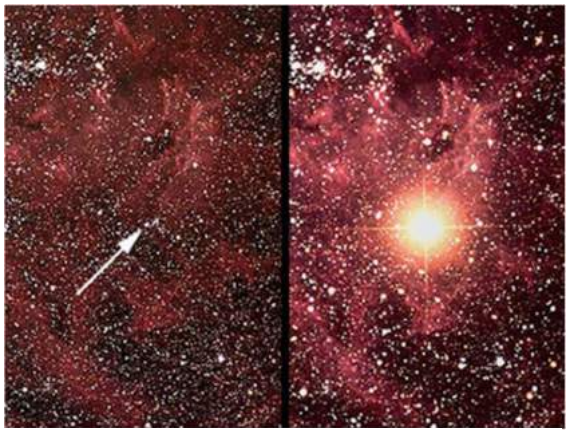
Si l'explosion est asymétrique, l'étoile à neutrons peut être projetée dans une certaine direction avec une vitesse pouvant atteindre 1500 km/s.

www.speed-light.info/iron.htm

La supernova 1987A

Avant 1987, il n'y avait pas eu de supernova visible à l'œil nu dans le ciel de la Terre depuis 1181 (quoique l'explosion de Cassiopae A, visible en 1667, était théoriquement visible puisqu'elle a atteint une magnitude maximale de 5, mais peu de gens l'ont remarqué). On n'avait donc pas pu observer de telles explosions assez près de nous avec des moyens modernes.

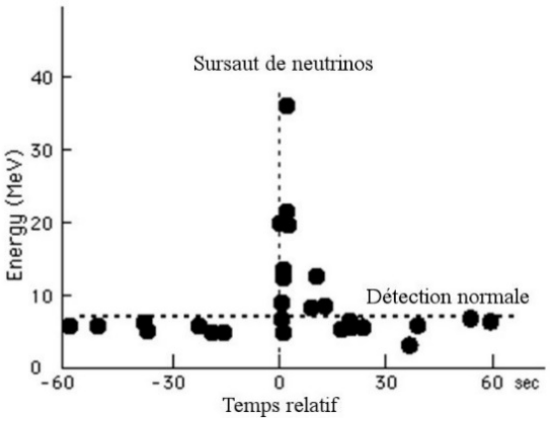
Le 23 février 1987, l'astronome canadien Ian Shelton, alors en mission d'observation au Chili, remarque une étoile brillante dans les nuages de Magellan qui n'était pas là auparavant. Il est alors le premier à noter que la lumière d'une supernova venait d'arriver sur Terre. En réalité, l'explosion a eu lieu il y a 168 000 ans puisque cette étoile est située à 168 000 al de la Terre. L'étoile qui a explosé, une supergéante bleue appelée Sk +69° 202, était une étoile de 18 $M_{\odot}$.



www.nicolascretton.ch/Astronomy/Black_Holes/BH.html

Des images prises à différents moments ont même permis de faire un film de l'explosion. On n'a pas d'image de l'explosion initiale, mais on peut voir l'onde de choc se propager à partir de l'étoile pendant une période de 12 ans. On note une remontée de la luminosité un certain temps après l'explosion. Probablement que l'onde de choc a alors rejoint de la matière précédemment éjectée par l'étoile. L'interaction entre la matière et l'onde de choc a alors fait remonter la luminosité.
http://www.youtube.com/watch?v=I7yerm0Palo

Notez que quelques heures avant qu'on ne remarque l'explosion, il y a eu une flambée de neutrino dans les détecteurs de neutrinos sur Terre. On estime que le flux de neutrinos a alors été de 13 milliards de neutrinos par cm². Alors qu'on détecte normalement quelques neutrinos par jour avec ces détecteurs, on a capté 19 neutrinos en 13 secondes (11 dans un détecteur au Japon et 8 dans un détecteur aux États-Unis). Ces neutrinos avaient aussi une énergie bien différente de celle des neutrinos solaires captés normalement.



hyperphysics.phy-astr.gsu.edu/hbase/astro/sn87a.html

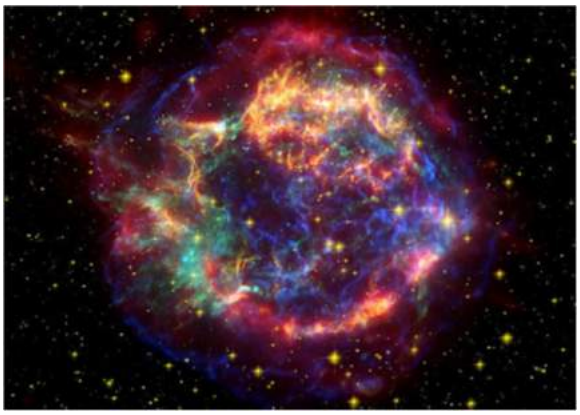
Quelques explosions de supernovas de type II célèbres visibles à partir de la Terre

La supernova de 1667 : Cassiopée A

En 1667, on pouvait observer l'explosion de Cassiopée A, distante d'un peu plus de 11 000 al. Toutefois, sa magnitude maximale n'a été que de 5. Elle figure, comme une simple étoile, dans le catalogue de Flamsteed fait en 1680.

Voici à quoi ressemble ce vestige de supernova aujourd'hui. Ce qui est un peu incroyable, c'est qu'on a réussi à obtenir un spectre de la lumière de l'explosion ! Une partie de la lumière de l'explosion a été émise vers une région contenant des grains de poussière qui réfléchissent particulièrement bien la lumière. La lumière qui s'est réfléchie vers la Terre a pris 341 ans de plus pour atteindre la Terre et est donc arrivée en 2008. L'analyse de cette lumière a permis d'obtenir le spectre de l'explosion.

en.wikipedia.org/wiki/Cassiopeia_A



L'image en lumière visible n'est pas très spectaculaire. Ce l'est un peu plus avec d'autres longueurs d'onde. Cassiopée A est d'ailleurs la source d'onde radio la plus forte du ciel. L'image de gauche est un montage, en fausses couleurs, de Cassiopée A. Elle est une superposition de l'image en visible (Hubble), en infrarouge (Spitzer) et en rayons X (Chandra).

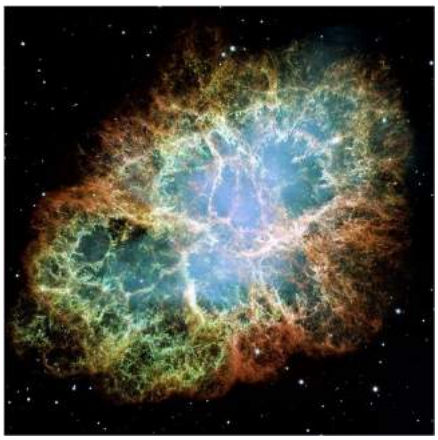
en.wikipedia.org/wiki/Cassiopeia_A

La supernova de 1181 : SN1181

Cette supernova a été visible à partir du 6 aout 1181. Sa magnitude maximale a été de 0 pour augmenter lentement ensuite. Les observateurs de cette époque notent sa présence dans le ciel pour la dernière fois le 6 février 1182. L'image suivante nous montre les vestiges de cette supernova en visible (à gauche) et en rayons X (à droite).

chandra.harvard.edu/photo/2004/3c58/more.html

La supernova de 1054 : La nébuleuse du Crabe (M1)



Cette supernova, distante de 6 500 al, a été visible pendant 623 jours à partir du 4 juillet 1054. Sa magnitude maximale était si grande (-6) qu'on pouvait la voir en plein jour pendant 23 jours. Voici à quoi elle ressemble aujourd'hui. Cette nébuleuse a été découverte en 1731 par John Bevis.

Bien qu'assez spectaculaire en visible, la nébuleuse du Crabe est 1000 fois plus brillante en rayons X.

en.wikipedia.org/wiki/SN_1054

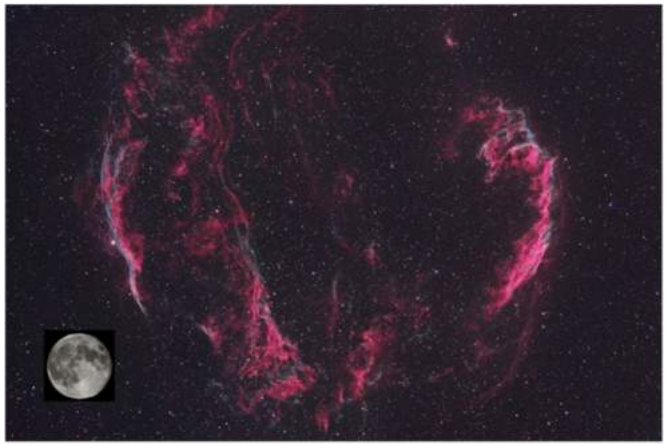
Les vestiges de la supernova des voiles : GUM 16

Cette supernova a été visible dans le ciel de la Terre il y a environ 11 000 ans. Sa faible distance (815 al) a fait en sorte que la luminosité de la supernova a été très grande pour les habitants de la Terre. Sa magnitude maximale était aux alentours de -12, ce qui signifie que l'étoile brillait pratiquement autant que la pleine Lune. Sur cette image (en visible, mais avec un temps de pose très grand), elle est identifiée par VELA SNR. Notez la taille de la Lune vue de la Terre en comparaison en haut à gauche.

apod.nasa.gov/apod/ap070213.html

Les vestiges de la supernova de la Boucle du Cygne (Cygnus Loop)

Cette explosion d'étoile, distance de 2500 al, a été visible à partir de la Terre il y a environ 15 000 ans. Aujourd'hui, les vestiges de l'explosion (la bulle) s'étendent sur 3° dans le ciel, ce qui correspond à 6 fois la largeur de la Lune vue de la Terre. (Il est possible que ce vestige de supernova soit plus près qu'on le pense. Des mesures récentes semblent indiquer que l'explosion s'est produite à environ 1500 al de la Terre. Si c'est le cas, la bulle est plus petite qu'on le pensait et l'explosion serait plus récente. Si ces mesures sont exactes, l'explosion aurait eu lieu il y a environ 6500 ans.)



www.starrywonders.com/cygnusloop.html

Le danger des explosions près de la Terre

Une explosion de supernova de ce type près de la Terre peut être dangereuse puisque les supernovas produisent beaucoup de rayons cosmiques. Certains mécanismes permettent d'accélérer des noyaux atomiques qui sont alors propulsés partout dans l'espace. L'émission ne se fait pas immédiatement lors de l'explosion. Les noyaux atomiques sont prisonniers de la bulle de la supernova et certains prennent beaucoup de temps pour finalement s'échapper. L'émission peut ainsi s'étendre sur plusieurs milliers d'années. Ces particules, allant pratiquement à la vitesse de la lumière et ayant une énergie pouvant aller jusqu'à 10^{15} eV, forment la très grande majorité des rayons cosmiques qu'on reçoit sur Terre. La trajectoire de ces particules est déviée par le champ magnétique de la galaxie de sorte qu'elles arrivent de toutes les directions (et on ne peut donc pas savoir d'où elles arrivent exactement). Seules les particules ayant une énergie très grande iront presque en ligne droite. Le flux de particules qu'on reçoit des supernovas est relativement constant.

Toutefois, le flux de rayons cosmiques peu fortement augmenter si une supernova explose près de nous. Plus l'explosion de la supernova est près, plus on recevra de rayons cosmiques. Si l'explosion est trop près de la Terre, les réactions faites en haute atmosphère par le flux important de particules pourraient fortement abimer la couche d'ozone qui protège les êtres vivants des rayons UVB émis par le Soleil. Le flux important de particules en provenance de la supernova peut également pousser le vent solaire et enlever la protection contre les rayons cosmiques faite par ce vent autour du Système solaire, ce qui amplifier les effets néfastes de la supernova.

On estime qu'on aurait une période d'extinction massive si on perd plus de 30 % de la couche d'ozone. Pour arriver à une telle perte, il faudrait que la supernova soit à une distance inférieure à 30 al. En fait, à une telle distance, on se retrouve à l'intérieur de la bulle de la supernova, ce qui expose la Terre, pendant des milliers d'années, aux rayons

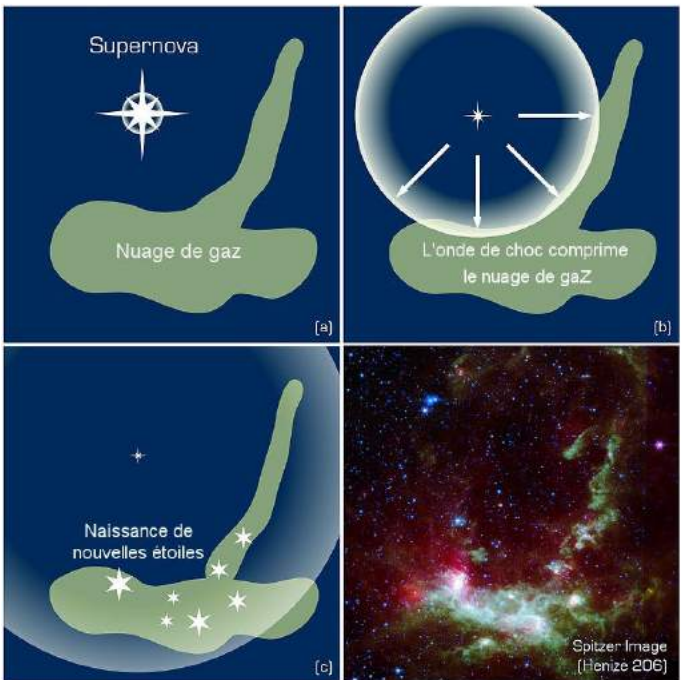
cosmiques coincés à l'intérieur de la bulle alors que l'émission de rayons cosmiques à l'intérieur de celle-ci est encore forte. Considérant la densité d'étoile dans notre coin d'univers, cela devrait se produire 1 fois par 500 millions d'années.

Selon les connaissances actuelles, il ne semble pas qu'une explosion de supernova soit liée à un épisode d'extinction. Il se pourrait qu'il y ait eu une explosion de supernova à 100 al de la Terre il y a 2,8 millions d'années. Un excès de fer 60 dans les roches de cette époque pourrait être une indication puisque c'est un des isotopes présents dans la matière éjectée par une supernova. Cette explosion se serait produite dans l'association OB du Scorpion-Centaure qui est à 420 al de la Terre, mais qui était à 100 al lors de l'explosion.

L'expansion des bulles et les naissances d'étoiles

Les étoiles massives ne vivant pas très longtemps, la mort de ces étoiles en supernova se produit bien souvent alors que le nuage moléculaire ayant donné naissance à l'étoile n'est pas encore dispersé. Cela signifie que l'explosion de supernova se produit fréquemment à l'intérieur du nuage de gaz dans lequel l'étoile est née. L'explosion forme alors une bulle à l'intérieur du nuage, provoquant ainsi la contraction du gaz en périphérie de la supernova et, possiblement, l'effondrement gravitationnel de ce gaz. L'explosion de la supernova peut donc être responsable du déclenchement de formation d'étoile dans d'autres parties du nuage de gaz.

L'image de droite montre comment ce mécanisme pourrait expliquer la forme d'une zone de formation d'étoiles appelée Henize 206.

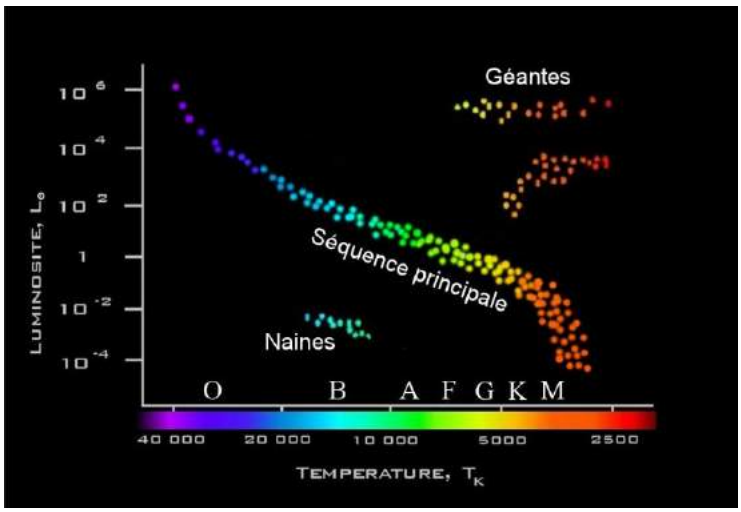


www.uni.edu/morgans/astro/course/Notes/section2/new9.html

Il semble que des étoiles très massives soient nées à peu près en même temps que le Soleil, car on détecte des traces d'éléments radioactifs produits par des supernovas dans des météorites. La proportion d'éléments radioactifs permet de les dater et cette datation indique que ces supernovas se sont produites il y a 4,6 milliards d'années. Il n'est donc pas exclu que la poussée d'une bulle de ces supernovas ait provoqué la contraction du fragment de nuage qui a donné naissance au Système solaire. Toutefois, il se pourrait que le nuage avait commencé à se concentrer et à former des étoiles avant les explosions de supernova. Des étoiles massives auraient alors pu naitre en même temps que le Soleil et exploser peu de temps après la naissance du Soleil.

11.17 L'ÂGE DES ÉTOILES ET LE DIAGRAMME HR

Nos scénarios de formation et de mort d'étoiles nous permettent maintenant d'interpréter un peu mieux le diagramme HR.



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

Les étoiles de la séquence principales sont celles qui fusionnent de l'hydrogène. La séquence a une certaine largeur parce que les étoiles n'ont pas toutes la même quantité d'éléments lourds, ce qui change l'opacité du gaz et donc la taille de l'étoile et aussi parce que les étoiles dérivent lentement vers le coin supérieur droit du diagramme durant leur vie adulte. Elles sont plus nombreuses simplement parce que cette phase est la plus longue. En observant une étoile, il y a plus de chance de l'observer durant cette phase.

Les protoétoiles n'apparaissent pas vraiment sur le diagramme parce qu'elles ne sont pas très visibles avant d'atteindre la séquence principale. Elles sont souvent cachées par le nuage de gaz qui leur a donné naissance.

Toutes les étoiles en haut à droite de la séquence principale sont des étoiles en fin de vie, fusionnant des éléments plus lourds que l'hydrogène. Elles sont relativement peu nombreuses parce que cette phase dure moins longtemps que la vie sur la séquence principale.

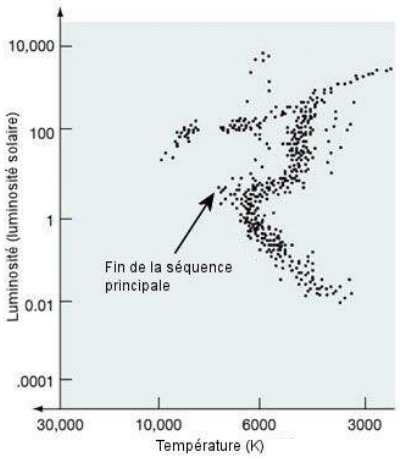
Les naines blanches sont les cadavres stellaires des étoiles de moins de 8 $M_\odot$. Les étoiles à neutrons et les trous noirs ne sont pas assez lumineux pour apparaitre sur le diagramme.

L'âge des amas d'étoiles

Il est à peu près impossible de déterminer l'âge d'une étoile isolée. Cependant, tout ce qu'on a vu sur l'évolution des étoiles nous permet de déterminer l'âge des étoiles qui font partie d'un amas. Pour y arriver, on doit faire le diagramme HR de toutes les étoiles de l'amas. On obtient alors un diagramme ressemblant à ce diagramme.

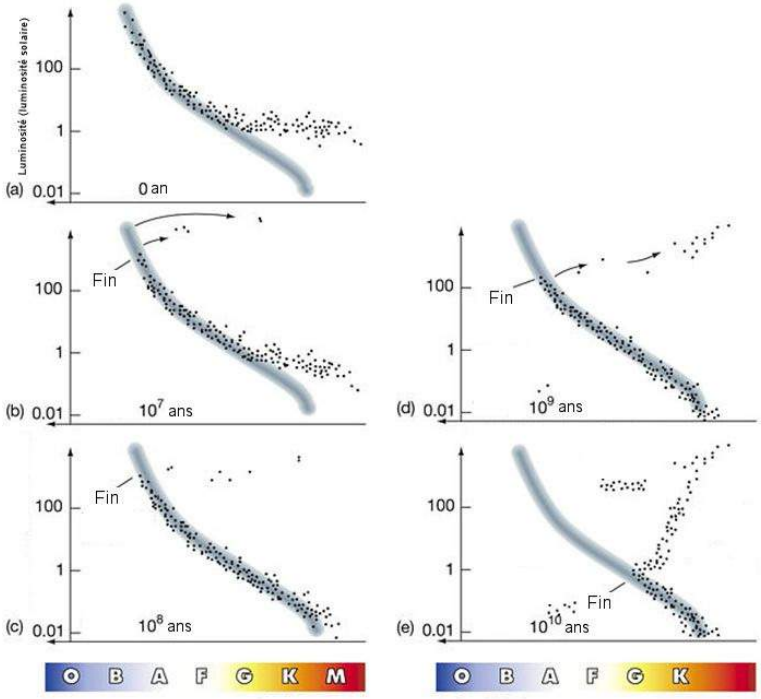
On remarque alors que la séquence principale s'arrête à un certain point. C'est cette fin de la séquence principale qui nous permet de déterminer l'âge de l'amas.

Pour comprendre pourquoi, examinons comment va évoluer le diagramme HR de l'amas en fonction du temps.



cosmic-horizons.blogspot.ca/2012_09_01_archive.html

À la naissance de l'amas (figure a), les étoiles sont toutes sur la séquence principale, ou presque. Les étoiles très peu massives, à droite de la séquence principale, n'ont pas encore commencé à fusionner de l'hydrogène. (On a vu qu'il faut plus de temps pour que ces étoiles arrivent à la séquence principale.)



physics.uoregon.edu/~jimbrau/astr122/notes/chapter20.html

Quand l'amas a un âge de 10 millions d'années (figure b), il y a déjà quelques étoiles qui sont déjà en train de mourir. Il s'agit des étoiles très massives, en haut à gauche de la séquence principale. Toutes les étoiles de plus de 13 $M_\odot$ vivent moins longtemps que 10 millions d'années, et elles sont maintenant devenues des géantes rouges. Sur la séquence principale, il ne reste que des étoiles de moins de 13 $M_\odot$.

Quand l'amas a un âge de 100 millions d'années (figure c), il y a encore plus d'étoiles qui ont quitté la série principale. Comme toutes les étoiles ayant une masse 5 $M_\odot$ vivent moins longtemps que 100 millions d'années, toutes les étoiles qui ont une masse supérieure à 5 $M_\odot$ ont quitté la séquence principale. En suivant la séquence principale en partant d'en bas à droite, on remarque qu'il y a des étoiles jusqu'à ce qu'on arrive à l'endroit où se trouverait une étoile de 5 $M_\odot$ (endroit où s'est écrit *fin*). Au-delà de ce point, la séquence principale est vide.

Quand l'amas a un âge de 1 milliard d'années (figure d), il y a encore plus d'étoiles qui ont quitté la série principale. Comme toutes les étoiles ayant une masse 2 $M_\odot$ vivent moins longtemps que 1 milliard d'années, toutes les étoiles qui ont une masse supérieure à 2 $M_\odot$ ont quitté la séquence principale. En suivant la séquence principale en partant d'en bas à droite, on remarque qu'il y a des étoiles jusqu'à ce qu'on arrive à l'endroit où se trouverait une étoile de 2 $M_\odot$ (endroit où s'est écrit *fin*). Au-delà de ce point, la séquence principale est vide.

Quand l'amas a un âge de 10 milliards d'années (figure e), il y a encore plus d'étoiles qui ont quitté la série principale. Comme toutes les étoiles ayant une masse 1 $M_\odot$ vivent moins longtemps que 10 milliards d'années, toutes les étoiles qui ont une masse supérieure à 1 $M_\odot$ ont quitté la séquence principale. En suivant la séquence principale en partant d'en bas à droite, on remarque qu'il y a des étoiles jusqu'à ce qu'on arrive à l'endroit où se trouverait une étoile de 1 $M_\odot$ (endroit où s'est écrit *fin*). Au-delà de ce point, la séquence principale est vide.

Ainsi, la séquence principale se vide avec le temps qui avance, en partant du coin supérieur gauche en allant vers le coin inférieur droit. Sur notre premier graphique de cette section, la séquence principale s'arrête à une étoile ayant une luminosité de 2,1 $L_\odot$. C'est maintenant au tour de cette étoile de mourir. La masse de cette étoile est, selon la relation entre la masse et la luminosité,

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

$$2,1 = \left(\frac{M}{M_\odot} \right)^{3,8}$$

$$M = 1,2 M_\odot$$

La durée de vie de cette étoile (de type F8) est

$$\begin{aligned} t_{vie} &= 10,9 Ga \cdot \frac{M}{M_\odot} \cdot \frac{L_\odot}{L} \\ &= 10,9 Ga \cdot \frac{1,2}{2,1} \\ &= 6,2 Ga \end{aligned}$$

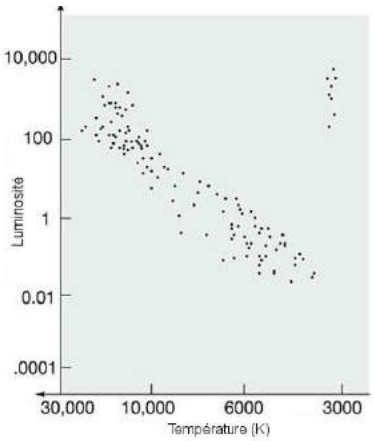
Si cette étoile a une durée de vie de 6,2 milliards d'années et qu'elle est sur le point de mourir, c'est que l'amas a 6,2 milliards d'années.

La règle est donc toute simple :

Âge d'un amas d'étoiles

L'âge de l'amas est égal à la durée de vie de l'étoile la plus haute dans la série principale.

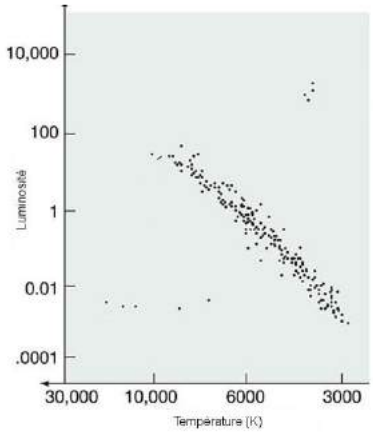
Par exemple, voici le diagramme HR des amas h et χ de Persée.



physics.uoregon.edu/~jimbrau/astr122-2007/notes/chapter20.html

Ces amas sont très jeunes puisque la série principale est bien remplie et que seulement quelques étoiles très massives sont mortes. Ces amas n'ont qu'une dizaine de millions d'années.

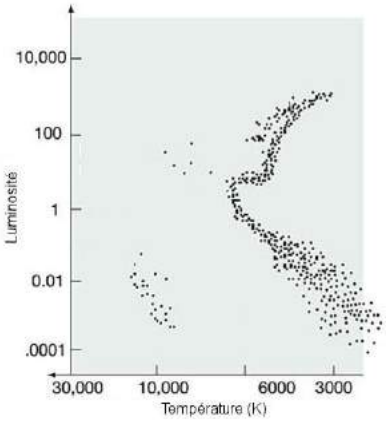
Voici maintenant le diagramme HR de l'amas des Hyades.



physics.uoregon.edu/~jimbrau/astr122-2007/notes/chapter20.html

Ici, la séquence principale est vidée jusqu'aux étoiles ayant une luminosité de 100 $L_\odot$, ce qui correspond à une étoile de 3,4 $M_\odot$. Comme ces étoiles ont une durée de vie de 370 millions d'années, on peut conclure que cet amas a 370 millions d'années.

Finalement, voici le diagramme HR de l'amas 47 du Toucan.



physics.uoregon.edu/~jimbrau/astr122-2007/notes/chapter20.html

Avec une séquence principale se terminant à peu près à une étoile identique au Soleil, on déduit que cet amas a le même âge que la durée de vie du Soleil, donc un âge de 10,9 milliards d'années.

RÉSUMÉ DES ÉQUATIONS

Théorème du Viriel

Quand un gaz est en équilibre gravitationnel, l'énergie interne du gaz est égale à

$$E = -\frac{1}{2}U_g$$

Les conditions d'équilibre sont donc

$$E = -\frac{1}{2}U_g \qquad \text{équilibre}$$

$$E > -\frac{1}{2}U_g \qquad \text{expansion}$$

$$E < -\frac{1}{2}U_g \qquad \text{contraction}$$

Taille critique pour qu'il y ait contraction gravitationnelle

$$R = \frac{GmM}{5kT}$$

Taille au début de la phase de préséquence principale

$$R \approx 35R_\odot\left(\frac{M}{M_\odot}\right)$$

Durée de la phase de préséquence principale

$$t_{pms} = 30Ma\left(\frac{M}{M_\odot}\right)^{-2,5}$$

La pression de radiation

$$P_{rad} = 2,522\times10^{-16}\,\frac{N}{m^2K^4}\cdot T^4$$

Limite de Eddington

$$L = 3,28\times10^4\,L_\odot\cdot\left(\frac{M}{M_\odot}\right)$$

Luminosité des géantes rouges (étoiles de moins de 2 masses solaires)

$$L = 2,3\times10^5\,L_\odot\left(\frac{M_{\text{coeur d'hélium}}}{M_\odot}\right)^6$$

Âge d'un amas d'étoiles

L'âge de l'amas est égal à la durée de vie de l'étoile la plus haute dans la série principale.

EXERCICES

11.3 La contraction gravitationnelle des nuages de gaz

1. Quelle est la taille critique d'un nuage d'hydrogène fait d'hydrogène moléculaire H_2 ayant une masse de 200 $M_\odot$ et une température de 20 K ?

2. Quelle est la densité critique d'un nuage d'hydrogène fait d'hydrogène moléculaire H_2 ayant une masse de 500 $M_\odot$ et une température de 40 K ?

3. Quel est le rayon des étoiles suivantes (en UA) au début de leur phase de présequence principale ?

   a) Une étoile de 0,5 $M_\odot$.
   b) Une étoile de 2 $M_\odot$.
   c) Une étoile de 10 $M_\odot$.

4. Quel est le temps de contraction des protoétoiles ayant les masses suivantes ?

   a) 0,5 $M_\odot$
   b) 2 $M_\odot$
   c) 10 $M_\odot$

11.9 La masse maximale d'une étoile

5. L'étoile êta de la Carène a une masse de 120 $M_\odot$ et une luminosité de 5 000 000 $L_\odot$. A-t-elle dépassé sa limite d'Eddington ?

6. Selon la formule donnant la luminosité des étoiles de la séquence principale

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

   trouvez à partir de quelle masse ces étoiles dépassent la limite d'Eddington.

7. On va comparer ici la pression thermique et la pression de radiation au centre du Soleil. La pression thermique est donnée par

$$P_{thermique} = \frac{n}{V} RT$$

où n/V est le nombre de moles par unité de volume. Il faut donc trouver ce nombre pour calculer la pression.

   a) Trouvez le nombre de moles dans 1 m³ sachant que la densité est de 152 900 kg/m³, que 34,6 % de la masse provient de l'hydrogène et que 65,4 % de la masse provient de l'hélium. Il ne faut pas oublier que ces gaz sont ionisés et qu'il faut alors compter les électrons libres dans le nombre total de moles de particules.

Masse de l'atome d'hydrogène = 1,661 x 10^{-27} kg
Masse de l'atome d'hélium = 6,6465 x 10^{-27} kg

   b) Calculez la pression thermique sachant que la température est de 15 670 000 K.
   c) Calculez la pression de radiation.
   d) La pression thermique est combien de fois plus grande que la pression de radiation au cœur du Soleil ?

11.11 La contraction du cœur d'hélium

8. Calculer la luminosité d'une étoile dont le cœur d'hélium a atteint une masse 0,6 $M_\odot$.

11.12 La fusion de l'hélium

9. Calculer l'énergie libérée par les réactions suivantes

$$C^{12} + He^4 \rightarrow O^{16}$$
$$O^{16} + He^4 \rightarrow Ne^{20}$$

en utilisant la table des masses atomiques à l'adresse suivante.
https://physique.merici.ca/ondes/masseatomique.pdf

11.13 La phase de supergéante rouge

10. Pendant qu'il gonflera pour devenir une supergéante rouge, le Soleil aura, à un moment donné, une température de surface de 3700 K et un rayon de 55 $R_\odot$. Quelle sera la luminosité du Soleil à ce moment ?

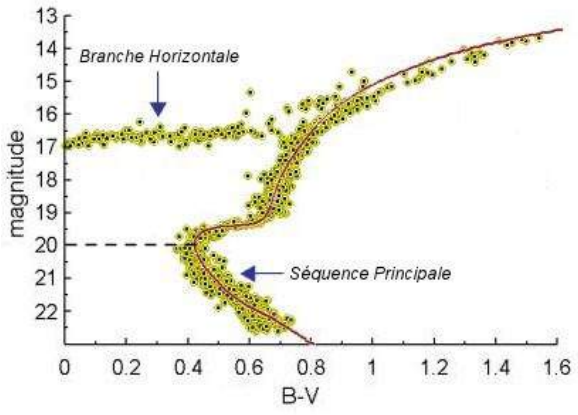
11.16 Les supernovas de type II

11. Supposons que l'explosion d'une supernova éjecte les couches supérieures de l'étoile avec une vitesse de 5000 km/s. On va aussi supposer que la masse de ces couches est de 4 $M_\odot$.

    a) Quelle est l'énergie cinétique donnée aux couches externes ?
    b) Cela représente quel pourcentage de l'énergie totale émise lors de l'explosion (qui est de 10^{46} J) ?
    c) Les couches éjectées sont ralenties par la matière interstellaire qui est ramassée par les couches externes. Quelle distance fera la matière éjectée avant que sa vitesse diminue à 10 km/s si on suppose que la quantité de mouvement donnée aux couches lors de l'explosion reste constante (la densité du milieu interstellaire est 2 x 10^{-19} kg/m³) ?

11.17 L'âge des étoiles et les diagrammes HR

12. Voici le diagramme HR d'un amas globulaire situé à une distance de 33 900 al de nous. Quel est l'âge de cet amas ?



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

RÉPONSES

11.3 La contraction gravitationnelle des nuages de gaz

1. 6,75 al
2. 4,673 x 10^{-19} kg/m³
3. a) 0,081 UA b) 0,326 UA c) 1,628 UA
4. a) 170 Ma b) 5,30 Ma c) 0,0949 Ma

11.9 La masse maximale d'une étoile

5. Oui (sa limite d'Eddington est de 3 936 000 $L_\odot$)
6. 41,0 $M_\odot$
7. a) 18,07 x 10^7 moles b) 2,355 x 10^{16} Pa c) 1,521 x 10^{13} Pa d) 1548

11.11 La contraction du cœur d'hélium

8. 10 731 $L_\odot$

11.12 La fusion de l'hélium

9. Fusion du carbone : Libère 7,16 MeV Fusion de l'oxygène : Libère 4,73 MeV

11.13 La phase de supergéante rouge

10. 510 $L_\odot$

11.16 Les supernovas de type II

11. a) 9,94 x 10^{43} J b) 0,994 % c) 17,7 al

11.17 L'âge des étoiles et les diagrammes HR

12. 12,3 Ga