6 L'ÉNERGIE DES ÉTOILES

Sirius a une masse de 2,19 $M_\odot$ et une luminosité de 26,2 $L_\odot$. Quelle est la durée de vie de cette étoile ?

astropixels.com/stars/Sirius-01.html

Découvrez comment résoudre ce problème dans ce chapitre.

Avec la découverte de la conservation de l'énergie au 19e siècle, il devenait essentiel de découvrir la source d'énergie du Soleil. D'où peut bien provenir cette énergie de 3,828 x 10^{26} joules émise chaque seconde par le Soleil ?

6.1 UNE RÉACTION CHIMIQUE ?

Dès qu'on découvre la loi de la conservation de l'énergie, Kelvin et Helmholtz examinent quelle pourrait bien être la source de l'énergie du Soleil. La première solution, envisagée en 1854, semble évidente : une réaction chimique. Le Soleil pourrait être simplement un gros morceau de charbon qui brule.

Estimons pendant combien de temps le Soleil pourrait briller ainsi avec une réaction chimique. Imaginons que cette énergie est obtenue par la combustion de l'hydrogène, l'élément le plus abondant dans le Soleil. Ce pourrait être une bonne source d'énergie parce que c'est une des réactions qui nous fournit le plus d'énergie par kg de combustible, soit 142 000 000 J/kg. En réalité, ce ne pourrait pas être la véritable réaction parce qu'il n'y a vraiment pas assez d'oxygène dans le Soleil pour faire cette combustion, à moins qu'il y en eût beaucoup plus avant et qu'on arrive à la fin des réserves d'oxygène, ce qui voudrait dire que la fin du monde est pour bientôt. (Mais alors, où seraient toute l'eau et le CO_2 que cette réaction aurait produit ?) Même si la réaction est impossible, ça va nous donner une idée de la durée de vie du Soleil s'il fonctionne avec une réaction chimique.

Comme le Soleil a une masse de 2 x 10^{30} kg, cela veut dire que le nombre total de joules qu'on peut obtenir est (en supposant que toute cette masse est de l'hydrogène)

$$\begin{aligned} E &= 142\,000\,000 \tfrac{J}{kg} \times 2 \times 10^{30} kg \\ &= 2,84 \times 10^{38} J \end{aligned}$$

On trouve la durée de vie du Soleil en divisant l'énergie totale par le rythme auquel on l'émet, qui est la luminosité du Soleil

Durée de vie d'une étoile

$$t_{vie} = \frac{E}{L}$$

En dépensant cette énergie au rythme de L = 3,828 x 10^{26} J/s, la durée de vie du Soleil est donc

$$t_{vie} = \frac{E}{L} = \frac{2,84\times10^{38}\,J}{3,828\times10^{26}\,\frac{J}{s}}$$
$$= 7,47\times10^{11}\,s$$
$$= 24\ 000\ ans$$

Avec d'autres réactions chimiques plausibles, qui donnent moins d'énergie par kg que la combustion de l'hydrogène, la durée de vie du Soleil est encore plus petite.

Ça semble correct si vous acceptez l'idée que la Terre et le Soleil ont été créés le 26 octobre 4004 av. J.-C. comme l'affirme la Bible, mais ça semble vraiment trop court si vous acceptez les évidences géologiques qui montrent que la Terre a plusieurs milliards d'années. Déjà au 19e siècle, on avait montré que des couches de sédimentation avaient pris des centaines de millions d'années à se former. Cela était impossible si le Soleil n'avait qu'une durée de vie de quelques milliers d'années. De toute évidence, le Soleil ne tire pas son énergie d'une réaction chimique.

6.2 L'ÉNERGIE GRAVITATIONNELLE

Helmholtz (1854), puis Kelvin (1857) ont ensuite examiné la seule autre possibilité connue à l'époque : l'énergie gravitationnelle. Le Soleil obtient son énergie par libération d'énergie gravitationnelle en se contractant. C'est ce qu'on appellera la *contraction de Kelvin-Helmholtz.*

Énergie gravitationnelle d'une sphère

L'énergie gravitationnelle d'une paire de masse est

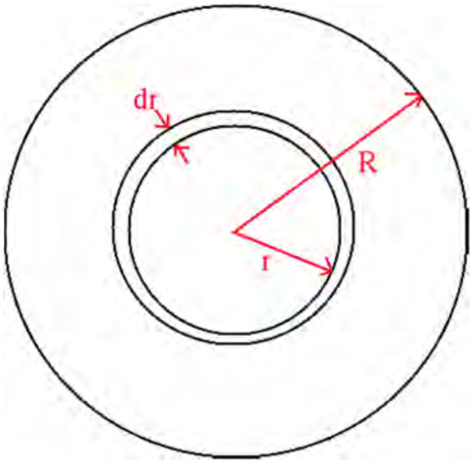
$$U_g = -\frac{Gm_1m_2}{r}$$

Puisque le champ fait par une sphère est identique à celui d'une masse ponctuelle, cette formule est aussi l'énergie d'une masse infinitésimale placée près d'une sphère.

Ainsi, l'énergie d'une mince couche de masse *dm* (qui est une masse ponctuelle) placée à la surface d'une sphère de masse *M* est

$$dU_g = -\frac{GMdm}{r}$$

où *r* est le rayon de la couche.



urro.astr.cwru.edu/Academics/Astr221/StarPhys/gravity.html

Pour calculer l'énergie de la sphère au complet, on va ajouter des couches minces l'une à la suite de l'autre sur la sphère pour faire une sphère de rayon *R*.

L'énergie de chaque couche est

$$dU_g = -\frac{GM_r dm}{r}$$

où M_r est la masse de la sphère jusqu'à la distance r

Or, la masse M_r dépend de la taille de la sphère. En la reliant à la densité de la sphère par

$$M_r = \frac{4}{3}\pi r^3 \rho$$

on a

$$dU_g = -\frac{G\frac{4}{3}\pi r^3 \rho dm}{r}$$
$$dU_g = -G\tfrac{4}{3}\pi r^2 \rho dm$$

La masse de la couche est

$$dm = \rho \times volume$$
$$dm = \rho \times (épaisseur) \times (aire)$$
$$dm = \rho (dr)(4\pi r^2)$$

On a donc

$$dU_g = -G\tfrac{4}{3}\pi r^2 \rho dm$$
$$dU_g = -G\tfrac{4}{3}\pi r^2 \rho\rho dr 4\pi r^2$$
$$dU_g = -G\tfrac{16}{3}\pi^2 r^4 \rho^2 dr$$

Ceci est l'énergie d'une mince couche sphérique. On trouve l'énergie totale en sommant l'énergie de toutes les couches pour former une sphère de rayon *R*.

$$U_g = -\int_0^R G\tfrac{16}{3}\pi^2 r^4 \rho^2 dr$$

$$U_g = -G\tfrac{16}{3}\pi^2\rho^2 \int_0^R r^4 dr$$

$$U_g = -G\tfrac{16}{3}\pi^2\rho^2 \left[\frac{r^5}{5}\right]_0^R$$

$$U_g = -G\tfrac{16}{3}\pi^2\rho^2 \frac{R^5}{5}$$

Comme on a

$$M = \frac{4}{3}\pi R^3 \rho$$

$$R^3 = \frac{3M}{4\pi\rho}$$

On a

$$U_g = -G\tfrac{16}{3}\pi^2\rho^2 \frac{R^5}{5}$$

$$U_g = -G\tfrac{16}{3}\pi^2\rho^2 \frac{1}{5R} R^6$$

$$U_g = -G\tfrac{16}{3}\pi^2\rho^2 \frac{1}{5R}\left(\frac{3M}{4\pi\rho}\right)^2$$

$$U_g = -\frac{16G\pi^2\rho^2 9M^2}{3\cdot 5\cdot R\cdot 16\pi^2\rho^2}$$

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

On a donc

Énergie gravitationnelle d'une sphère uniforme

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

Exemple 6.2.1

Quelle est l'énergie gravitationnelle de la Terre sachant qu'elle a une masse de 5,974 x 10^{24} kg et un rayon de 6378 km ? (en supposant que sa densité est uniforme)

L'énergie gravitationnelle est

$$\begin{aligned} U_g &= -\frac{3}{5}\frac{GM^2}{R} \\ &= -\frac{3}{5}\frac{6,674\times10^{-11}\,\frac{Nm^2}{kg^2}\times\left(5,974\times10^{24}\,kg\right)^2}{6,378\times10^{6}\,m} \\ &= -2,241\times10^{32}\,J \end{aligned}$$

Cela signifie qu'il faudra fournir au moins 2,241 x 10^{32} J pour séparer la Terre en petits morceaux éparpillés dans l'espace. Il en est ainsi parce que tous ces morceaux éloignés les uns des autres auront une énergie gravitationnelle nulle s'ils sont loin les uns des autres. Comme leur énergie cinétique peut être au minimum de 0, cela signifie que l'énergie minimale de tous les morceaux éparpillés est de 0 J. Il faut donc fournir 2,241 x 10^{32} J pour passer de -2,241 x 10^{32} J à 0 J.

Cette énergie correspond à 3 milliards de milliards de fois l'énergie dégagée par l'explosion nucléaire d'Hiroshima et ce n'est pas loin de toute l'énergie dégagée par le Soleil pendant toute une année.

Notez que la puissance totale des armes nucléaires est d'environ 10 000 Mt (incluant les bombes non opérationnelles), ce qui équivaut à près de 10^{16} J. Malgré ce qu'on laisse croire parfois, on est bien loin de pouvoir pulvériser la terre en poussière avec toutes les bombes nucléaires de l'arsenal mondial.

Énergie gravitationnelle d'une étoile

Les étoiles ne sont pas des sphères de densité uniforme. Elles sont beaucoup plus denses au centre, ce qui fait qu'il y a davantage de matière près du centre de l'étoile que pour une sphère uniforme et cela fait baisser l'énergie gravitationnelle de l'étoile. Dans le cas d'une étoile, l'énergie gravitationnelle est plutôt donnée, approximativement, par la formule suivante.

Énergie gravitationnelle d'une étoile

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

Avec cette formule, on voit que si la sphère se contracte (R diminue), l'énergie gravitationnelle diminue, ce qui signifie qu'il y a eu de l'énergie gravitationnelle de libérée.

Toutefois, il faut savoir que ce n'est pas toute l'énergie gravitationnelle qui pourra être émise par l'étoile. En effet, c'est la pression du gaz de l'étoile qui s'oppose à la force de gravitation qui cherche à faire contracter l'étoile. Si l'étoile se contracte, la force de gravitation va augmenter et on doit donc augmenter la pression pour compenser cette force plus grande. Évidemment, la contraction fait augmenter la densité et la température de l'étoile, ce qui augmente, la pression. Toutefois, cette augmentation de densité n'est pas suffisante et on doit augmenter un peu plus la température pour conserver l'équilibre de l'étoile. En fait, il y a un théorème qui donne la valeur de l'énergie interne qu'un gaz doit avoir pour être en équilibre gravitationnel.

Théorème du Viriel

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

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

Nous ne démontrerons pas ce théorème.

Ce théorème signifie, entre autres, qui si l'énergie gravitationnelle diminue de 1000 J par exemple, l'énergie interne de l'étoile doit augmenter de 500 J. En clair, cela veut dire que la moitié de l'énergie gravitationnelle libérée par la contraction doit rester dans l'étoile pour chauffer le gaz et maintenir l'équilibre. L'autre moitié doit être évacuée en rayonnement. Ainsi, seulement la moitié de l'énergie gravitationnelle libérée pourra permettre à l'étoile de rayonner.

Sachant tout cela, calculons maintenant combien de temps peut briller le Soleil s'il tire son énergie d'une contraction gravitationnelle.

Évidemment, si la contraction gravitationnelle est la source d'énergie, cela signifie que le Soleil devient de plus en plus petit. Cela implique qu'il était plus gros dans le passé. Toutefois, on peut difficilement imaginer que le Soleil était plus gros que l'orbite de Mercure au départ. Dans ce cas, Mercure aurait été dans le Soleil et cette planète se serait probablement volatilisée. On va donc utiliser les valeurs suivantes pour la grosseur du Soleil.

Rayon initial : rayon de l'orbite de Mercure = 60 000 000 km
Rayon actuel : 696 000 km

L'énergie gravitationnelle initiale était donc de

$$\begin{aligned} U_{gi} &= -\frac{3}{2}\frac{GM^2}{R_i} \\ &= -\frac{3}{2}\frac{6,674\times10^{-11}\frac{Nm^2}{kg^2}\left(2\times10^{30}kg\right)^2}{6\times10^{10}m} \\ &= -6,674\times10^{39}J \end{aligned}$$

et l'énergie gravitationnelle actuelle est de

$$\begin{aligned} U_{gf} &= -\frac{3}{2}\frac{GM^2}{R_f} \\ &= -\frac{3}{2}\frac{6,674\times10^{-11}\frac{Nm^2}{kg^2}\left(2\times10^{30}kg\right)^2}{6,961\times10^{8}m} \\ &= -5,753\times10^{41}J \end{aligned}$$

L'énergie libérée est, selon le théorème du Viriel, la moitié de cette différence. Elle est donc

$$\begin{aligned} E &= \frac{1}{2}\Delta U_g \\ &= \frac{1}{2}\left(U_{gf}-U_{gi}\right) \\ &= \frac{1}{2}\left(-5,753\times10^{41}J - -6,674\times10^{39}J\right) \\ &= -2,84\times10^{41}J \end{aligned}$$

La valeur est négative, car l'énergie gravitationnelle a baissé. Cette énergie libérée permet au Soleil de briller avec une luminosité de 3,828 x 10^{26} W, pendant une durée de

$$\begin{aligned} t &= \frac{E}{L} = \frac{2,84\times10^{41}J}{3,828\times10^{26}\frac{J}{s}} \\ &= 7,42\times10^{14}s \\ &= 23\,500\,000\,ans \end{aligned}$$

C'est déjà beaucoup mieux selon les connaissances de la deuxième moitié du 19e siècle. Cela permettait au moins d'avoir un Soleil assez vieux pour expliquer qu'on puisse voir des couches sédimentaires de plusieurs millions d'années. Cela semblait aussi s'accorder avec les estimations faites par Kelvin concernant le refroidissement de la Terre qui donnaient un âge de quelques dizaines de millions d'années à la Terre. Tout semblait parfait à ce moment, excepté que cette durée semblait un peu courte pour que l'évolution des espèces puisse de produire selon la toute récente théorie de l'évolution (1859).

6.3 LA RADIOACTIVITÉ

En 1896, on découvre la radioactivité. Dans la radioactivité, le noyau atomique subit une transformation, ce qui libère de l'énergie. Pour bien comprendre ce qui se passe, examinons la composition du noyau atomique.

La composition du noyau

Entre 1913 et 1932, on découvre la composition du noyau atomique. On en arrive à la conclusion que ce dernier est composé de deux particules : les protons et les neutrons.

Proton (p^+)	Masse : $m_p = 1{,}6726 \times 10^{-27}$ kg	Charge = + $1{,}602 \times 10^{-19}$ C
Neutron (n^0)	Masse : $m_n = 1{,}6750 \times 10^{-27}$ kg	Charge = 0 C

Le nombre de protons dans un noyau est noté Z. Ce nombre est simplement égal au numéro atomique de l'élément.

Le nombre de neutrons dans un noyau est noté N. Ce nombre peut varier pour un même élément. Les différentes possibilités obtenues en variant le nombre de neutrons sont les différents *isotopes* d'un élément.

Le proton et le neutron sont les deux seuls membres de la famille des *nucléons*. Le nombre de nucléons est noté A. Évidemment, il est égal au nombre de proton et de neutron.

Nombre de nucléons dans un noyau

$$A = Z + N$$

On utilisera la notation suivante pour représenter les noyaux.

$${}^{A}_{Z}Sy$$

où Sy est le symbole chimique de l'élément. On peut omettre la valeur de Z puisque le numéro atomique est une information redondante avec le symbole chimique, car chaque élément a son numéro. C'est par contre pratique de l'indiquer parce qu'on ne sait pas toujours par cœur le numéro atomique de tous les éléments.

Donnons quelques exemples de noyau atomique.

Il y a trois isotopes principaux pour l'hydrogène. Ce sont

${}^{1}_{1}H$ Composé d'un seul proton

${}^{2}_{1}H$ (appelé aussi deutérium)	Composé d'un proton et d'un neutron
${}^{3}_{1}H$ (appelé aussi tritium)	Composé d'un proton et de deux neutrons

Pour le carbone, il y a 16 isotopes

${}^{8}_{6}C$	Composé de 6 protons et de 2 neutrons
${}^{9}_{6}C$	Composé de 6 protons et de 3 neutrons
${}^{10}_{6}C$	Composé de 6 protons et de 4 neutrons
${}^{11}_{6}C$	Composé de 6 protons et de 5 neutrons
${}^{12}_{6}C$	**Composé de 6 protons et de 6 neutrons**
${}^{13}_{6}C$	Composé de 6 protons et de 7 neutrons
${}^{14}_{6}C$	Composé de 6 protons et de 8 neutrons
${}^{15}_{6}C$	Composé de 6 protons et de 9 neutrons
${}^{16}_{6}C$	Composé de 6 protons et de 10 neutrons
${}^{17}_{6}C$	Composé de 6 protons et de 11 neutrons
${}^{18}_{6}C$	Composé de 6 protons et de 12 neutrons
${}^{19}_{6}C$	Composé de 6 protons et de 13 neutrons
${}^{20}_{6}C$	Composé de 6 protons et de 14 neutrons
${}^{21}_{6}C$	Composé de 6 protons et de 15 neutrons
${}^{22}_{6}C$	Composé de 6 protons et de 16 neutrons

Le carbone 12 (en gras), composé de 6 protons et de 6 neutrons, est de loin l'isotope le plus commun sur Terre (98,9 % des noyaux de carbone), suivit du carbone 13 (1,1 %) et du carbone 14 (0,000 000 000 13 %). Les autres isotopes du carbone n'existent pas naturellement, ils ont été créés en laboratoire. Certains éléments, comme le technétium (élément nº 43), le prométhium (élément nº61) et tous les éléments dont le numéro atomique est supérieur à 93 n'ont aucun isotope présent à l'état naturel.

Avec cette notation, on peut aussi noter le neutron ainsi : ${}^{1}_{0}n$.

L'unité de masse atomique

Pour mesurer la masse des noyaux atomiques, on utilise l'unité de masse atomique. Sa valeur est

Unité de masse atomique (*u*)

$$1\ u = 1{,}660\ 559 \times 10^{-27}\ \text{kg}$$

Elle est, par définition, égale à 1/12 de la masse de l'atome de carbone-12 (ce qui inclut la masse des électrons dans les orbitales).

Ainsi, on a les masses suivantes.

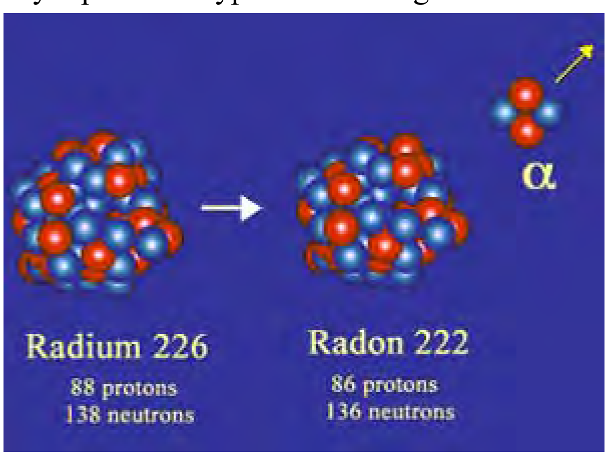
Électron	Masse = 0,000 549 u
Proton	Masse = 1,007 276 u
Neutron	Masse = 1,008 665 u
Atome d'hydrogène 1	Masse = 1,007 825 u

L'atome d'hydrogène 1 est un peu plus lourd que le proton, car il est formé d'un proton et d'un électron (dans les orbitales).

On a mesuré la masse de tous les isotopes. On peut retrouver toutes ces masses dans le document suivant.
http://physique.merici.ca/ondes/masseatomique.pdf

Un exemple de désintégration

Il y a plusieurs types de désintégrations et il serait bien inutile de toutes les connaitre ici. Pour illustrer le phénomène, prenons la désintégration alpha du radium 226.



www.laradioactivite.com/fr/site/pages/laradioactivitealpha.htm

Lors de cette désintégration, deux protons et deux neutrons sont éjectés du noyau. On obtient alors un noyau contenant deux protons et deux neutrons de moins. Ce nouveau noyau est du radon 222. On voit donc que la désintégration a transformé l'élément de départ (radium) en un autre (radon).

De plus, cette désintégration libère un peu d'énergie. Dans ce cas précis, c'est à peine $7,85 \times 10^{-13}$ J. Ça semble peu, mais c'est beaucoup pour la désintégration d'un seul atome.

La radioactivité peut-elle être la source d'énergie du Soleil ?

Dès la découverte de la radioactivité, certains se demandent si la radioactivité ne pouvait pas être la source d'énergie du Soleil. Par exemple, combien faudrait-il de radium 226 pour obtenir $3,828 \times 10^{26}$ joules chaque seconde ?

Tout d'abord, il faut savoir qu'il y a 3,7 x 10^{10} désintégrations par seconde dans un gramme de radium. Ainsi, l'énergie libérée par un gramme de radium est

$$E = 3,7 \times 10^{10}\, \tfrac{des}{s\, g} \cdot 7,85 \times 10^{-13}\, J = 0,029\, \tfrac{J}{s\, g}$$

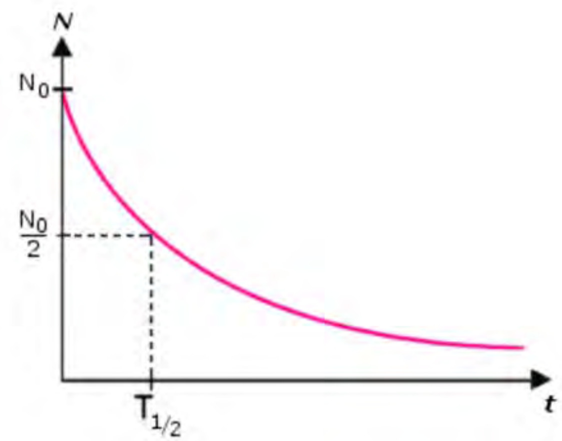
Pour obtenir 3,828 x 10^{26} joules, la quantité de radium nécessaire est

$$M_{Ra} = \frac{3,83 \times 10^{26}\, \frac{J}{s}}{29\, \frac{J}{s\, kg}} = 1,3 \times 10^{25}\, kg$$

Cela correspond à environ 0,07% de la masse du Soleil. C'est très peu, mais c'est déjà trop par rapport à ce qu'on peut observer. En effet, la spectroscopie nous indique qu'il n'y a pas assez de radium dans le Soleil pour affirmer que la radioactivité de cet élément est la source d'énergie du Soleil.

Même s'il y avait assez de radium, on aurait un autre problème. À mesure que le temps avance, la quantité de radium diminue puisque les atomes de radium se transforment en un autre élément (le radon) lors d'une désintégration. Ainsi la quantité de radium doit diminuer en fonction du temps en suivant une courbe exponentielle.

On mesure le rythme de décroissance avec la demi-vie, qui est le temps qu'il faut pour qu'il ne reste que la moitié des atomes qu'on avait au départ. À chaque demi-vie, la quantité d'atomes restant est divisée par deux.



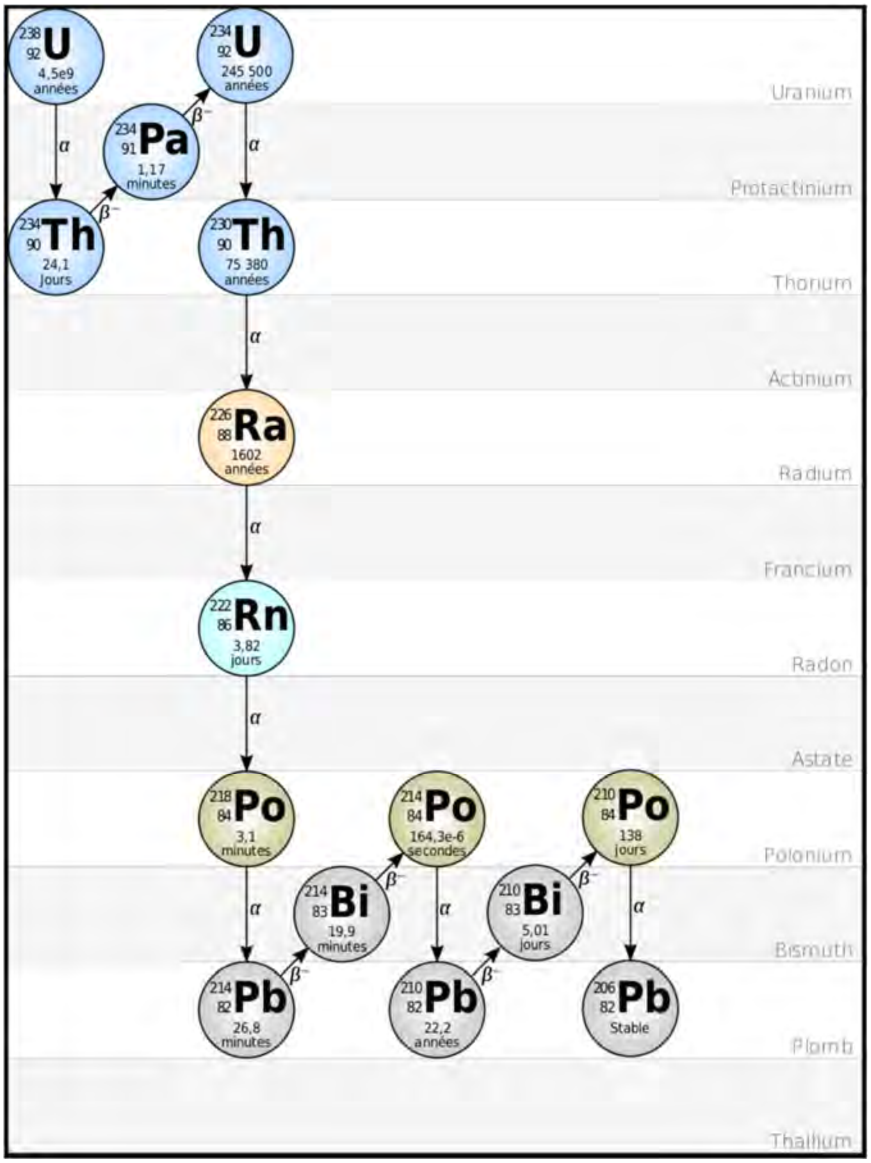
tpe-rayons-ionisants.webnode.fr/introduction/la-radioactivite/

Or, la demi-vie du radium est de 1600 ans. Si le Soleil a plusieurs millions d'années et qu'on divise la quantité de radium par deux à tous les 1600 ans, il ne pourrait plus rester de radium maintenant.

Pour que le Soleil puisse exister depuis longtemps, il faudrait un élément radioactif qui a une demi-vie plus longue. Peut-être que l'uranium 238 pourrait faire l'affaire puisqu'il a une demi-vie de 4,46 milliards d'années. L'énergie de chaque désintégration est de 6,84 x 10^{-13} J et il y a 12 500 désintégrations par secondes dans un gramme d'uranium. (C'est beaucoup moins que pour le radium, mais c'est pour cela que la demi-vie de l'uranium est beaucoup plus grande.) Ainsi, l'énergie libérée par un kg d'uranium par seconde est 8,5 x 10^{-6} J/s kg. Il faudrait donc 4,5 x 10^{31} kg d'uranium pour obtenir la bonne luminosité. Malheureusement, cette masse représente plus de 20 fois la masse du Soleil !

Si on veut que le Soleil puisse durer des millions, voire des milliards d'années, on doit prendre un élément qui se désintègre lentement (donc qui a une demi-vie très grande). Mais comme ces éléments se désintègrent lentement, il libère peur d'énergie chaque seconde et il en faut donc beaucoup pour arriver à 3,83 x 10^{26} W. Malheureusement, aucun de ces éléments est présent en grande quantité dans le Soleil.

Toutefois, on pourrait s'en tirer. Quand l'uranium se désintègre, le produit de la désintégration est à son tour radioactif. En fait, on a tout une chaine de désintégration qui mène jusqu'au plomb 206. Voici la chaine de désintégration principale.



fr.wikipedia.org/wiki/Uranium_238

Toute cette chaine libère beaucoup plus d'énergie que la simple désintégration de l'uranium et thorium. En fait, toute cette chaine libère 8,28 x 10^{-12} J. Même en tenant compte de cette énergie supplémentaire, la masse d'uranium nécessaire serait supérieure à la masse du Soleil (3,7 x 10^{30} kg = 1,9 fois la masse du Soleil.)

Ce genre de calcul, notamment fait par W. E. Wilson (1903) et G.E. Darwin, le fils de Charles Darwin, arrivèrent essentiellement à des résultats similaires. Malgré cela, une grande majorité de physiciens croyait que la radioactivité devait jouer un rôle comme source d'énergie du Soleil, mais on ne parvenait pas à trouver une solution conforme aux observations.

Modification au calcul de l'âge de la Terre

La découverte de radioactivité venait aussi perturber le calcul de l'âge de la Terre faite par Kelvin. L'énergie dégagée par la radioactivité des roches à l'intérieur de la Terre fait en sorte que celle-ci se refroidit beaucoup moins vite que ce qu'avait supposé Kelvin. Du coup, la Terre pouvait être beaucoup plus vieille que ce qu'avait calculé Kelvin, à tel point qu'elle semblait plus vieille que le Soleil.

De plus, la radioactivité permettait de développer des techniques de datation des roches. Quand un élément se transforme en un autre dans une roche, on peut déterminer l'âge de la roche en mesurant la quantité de chaque élément. En sachant comment se désintègre l'élément de départ en fonction du temps, on peut déduire l'âge de la roche. Au départ (1905), les résultats sont peu fiables et basés sur des hypothèses trop simplistes. La technique se raffine quand Arthur Holmes étudie la question à partir de 1910. Un peu avant 1920, on commençait à obtenir des résultats fiables et il devenait évident que la Terre avait quelques milliards d'années. C'était d'ailleurs le consensus auquel arriva l'association britannique pour l'avancement de sciences en 1921.

Toutefois, on ne trouvait toujours pas de mécanisme crédible impliquant la radioactivité permettant au Soleil de briller pendant si longtemps.

6.4 LA FUSION NUCLÉAIRE DE L'HYDROGÈNE

La découverte des réactions nucléaires

En 1919, Rutherford et James Chadwick furent capables pour la première fois de briser le noyau d'un élément stable, l'azote, en projetant des noyaux d'hélium sur des noyaux d'azote. La réaction obtenue fut la suivante.

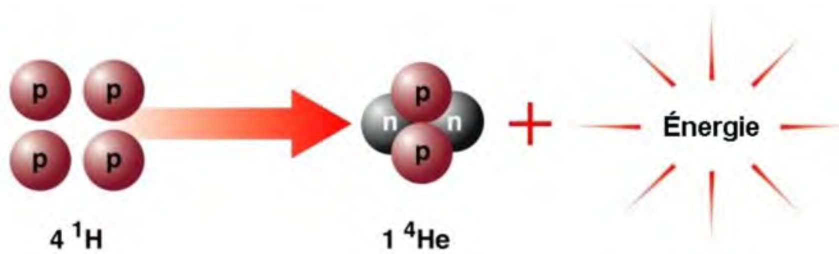
$$ {}^{14}_{7}N + {}^{4}_{2}He \rightarrow {}^{17}_{8}O + {}^{1}_{1}H $$

(Les noyaux d'hélium à haute vitesse provenaient d'une désintégration alpha du radium.)

La collision de ces noyaux leur a permis de s'échanger des protons et des neutrons, ce qui changea leur nature. L'azote 14 devint ainsi de l'oxygène 17 en capturant un proton et deux neutrons à l'autre noyau. Parfois, ce genre de réaction demande de l'énergie, mais parfois certaines réactions libèrent de l'énergie. Est-ce qu'une telle réaction entre les noyaux atomiques pouvait être la source d'énergie du Soleil ?

Des réactions nucléaires dans le Soleil ?

Arthur Eddington suggéra le premier, en 1920, que des réactions nucléaires pouvaient être la source d'énergie des étoiles. Selon Eddington, des noyaux d'hydrogène fusionnent pour former de l'hélium. Ces deux éléments sont justement les deux éléments les plus abondants dans le Soleil.



physicsoftheuniverse.com/facts.html

Il fallut attendre 1939 pour que Hans Bethe expose en détail les mécanismes de la réaction de fusion qui se produit à l'intérieur du Soleil. Nous verrons ces détails un peu plus loin.

La réaction n'est pas si évidente que ça parce que les noyaux d'hydrogène sont simplement des protons alors que les noyaux d'hélium sont formés de 2 protons et de deux neutrons. On doit donc commencer par élucider cette question : « Comment peut-on obtenir des neutrons dans le noyau d'hélium alors qu'il n'y en a pas au départ ? »

La transformation des protons en neutrons

Pour comprendre d'où viennent ces neutrons, il faut savoir qu'il est possible de transformer un proton en neutron ou un neutron en proton. Les réactions de transformation, découverte par Fermi en 1934, sont

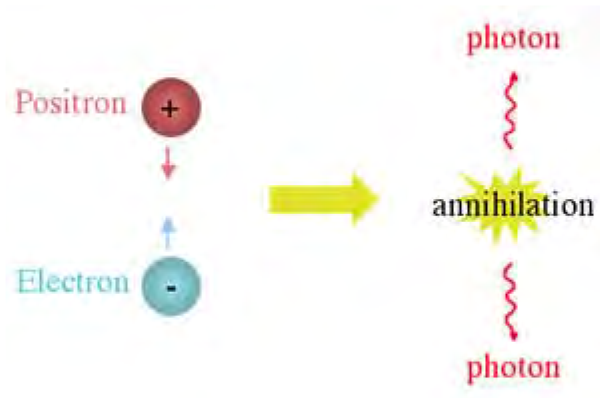
$$n^0 \rightarrow p^+ + e^- + \bar{\nu}$$
$$p^+ \rightarrow n^0 + e^+ + \nu$$

Dans ces formules, e^- est un électron, e^+ est un antiélectron (aussi appelé positron ou positon), ν représente un neutrino et $\bar{\nu}$ représente un antineutrino.

L'antimatière

Les antiélectrons sont de l'antimatière. Ce sont les antiparticules des électrons. C'est une particule qui a la même masse que l'électron, mais toutes ses autres propriétés sont inversées par rapport à l'électron. Par exemple, sa charge électrique est identique à celle de l'électron, mais de signe contraire.

Quand une particule et une antiparticule se rencontrent, elles disparaissent complètement (on dit qu'*elles s'annihilent*) en libérant beaucoup d'énergie sous forme de photon.



astronomy.swin.edu.au/cosmos/P/Positron

On peut aussi faire le processus inverse et créer de la matière à partir des photons. Dans ce cas, il se crée autant de matière que d'antimatière. Cette création de matière et d'antimatière se fait couramment dans les accélérateurs de particules.

Les neutrinos

Les neutrinos sont des particules de masse très faible et ayant une charge électrique nulle. Ils interagissent très peu avec la matière. Chaque seconde, des milliards de neutrinos traversent votre corps sans aucun effet. Peut-être qu'une fois dans votre vie, un de ces neutrinos va interagir avec un atome dans votre corps et le transformer.

En 1930, Wolfgang Pauli avait supposé que ces particules existaient parce que l'énergie et la quantité de mouvement ne semblaient pas conservées si on mesurait l'énergie et la quantité de mouvement avant et après un type de désintégration appelé désintégration bêta. Une partie de l'énergie et de la quantité de mouvement semblait disparaitre. Pauli a donc supposé qu'une autre particule indétectable était aussi présente après la désintégration et que c'est elle qui avait l'énergie et la quantité de mouvement manquante. On confirma expérimentalement l'existence du neutrino en 1956.

La transformation

Les réactions

$$n^0 \to p^+ + e^- + \overline{\nu}$$
$$p^+ \to n^0 + e^+ + \nu$$

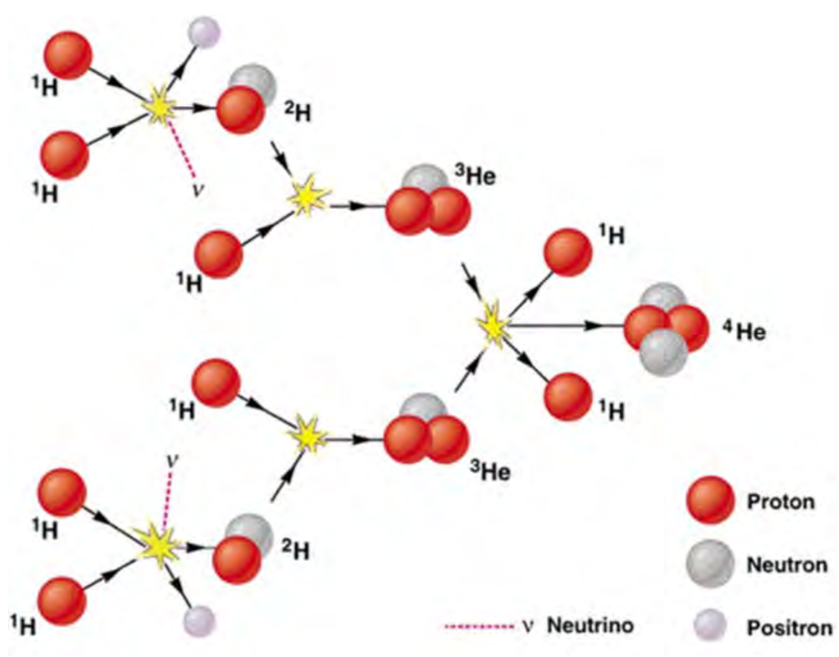
ne veulent pas dire qu'un neutron est fait d'un proton, d'un électron et d'un antineutrino (si on prend la première transformation en exemple). L'électron et l'antineutrino apparaissent quand le neutron devient un proton, ils n'étaient pas présents avant la transformation.

Quand un neutron se transforme en proton dans un noyau et qu'un électron est éjecté, on a une désintégration bêta – (β^-). Quand un proton se transforme en neutron dans un noyau et qu'un positron est éjecté, on a une désintégration bêta + (β^+).

C'est la transformation de proton en neutrons qui permettra d'obtenir les neutrons dans notre noyau d'hélium.

La réaction proton-proton

L'énergie du Soleil vient de la fusion de l'hydrogène, principal constituant du Soleil, en hélium. Il y a plusieurs réactions possibles au centre du Soleil, mais celle illustrée ici est celle qui se produit dans environ 85 % des fusions.



pot.pcc.edu/~aodman/physics%20122/end%20of%20main%20sequence/endofmainsequence.htm

Les étapes de la réaction sont donc

1. $^1H + {}^1H \rightarrow {}^2He \rightarrow {}^2H + e^+ + \nu$
2. $^1H + {}^2H \rightarrow {}^3He$
3. $^3He + {}^3He \rightarrow {}^4He + {}^1H + {}^1H$

On appelle cette réaction la *réaction PPI*.

La réaction globale est donc

$$4\,^{1}H \rightarrow \,^{4}He + 2e^{+} + 2\nu$$

En fait, les antiélectrons de cette réaction n'iront pas bien loin. Ils rencontreront assez vite un électron et vont s'annihiler en libérant de l'énergie. Ils vont donc disparaitre et on va obtenir

$$4\,^{1}H \rightarrow \,^{4}He + 2\nu$$

L'énergie libérée par une réaction nucléaire

La force nucléaire

Quand on réalisa en 1913 qu'il y avait plusieurs protons dans le noyau, on se demanda assez rapidement comment tous ces protons pouvaient bien rester ensemble. Comme ils ont tous une charge positive, il y a une répulsion électrique assez forte entre les protons, répulsion que l'attraction gravitationnelle est bien loin d'annuler. Comme c'étaient les deux seules forces fondamentales connues à cette époque, il fallut bien se rendre à l'évidence qu'il existe une autre force entre les nucléons. C'est la *force nucléaire* (en réalité, elle s'appelle la *force nucléaire forte*, pour la distinguer de la force nucléaire faible qui est la quatrième force fondamentale de la nature.)

La force nucléaire est une force d'attraction entre les nucléons qui est très grande, mais qui a une portée très courte. Il faut que deux nucléons soient à moins de 2 femtomètres l'un de l'autre pour que la force nucléaire agisse (un femtomètre (fm) est égal à 10^{-15} m). S'ils sont trop loin l'un de l'autre, il n'y a pas de force nucléaire et il ne reste que la force de répulsion électrique. Si les nucléons sont suffisamment près, la force nucléaire agit et elle est plus grande que la répulsion électrique. Les deux nucléons restent alors ensemble et forment un noyau atomique. Heureusement que la force nucléaire a une courte portée, sinon tous les nucléons de l'univers s'attireraient mutuellement et se retrouveraient en une grosse boule de nucléons.

Calcul de l'énergie avec le changement de masse

On va prendre un exemple pour illustrer comment on calcule l'énergie des réactions nucléaires. On va se demander combien d'énergie on doit fournir pour arracher un neutron à un noyau.

On sait ce qu'il faudrait faire pour calculer le travail nécessaire pour arracher un neutron du noyau. On peut calculer le travail avec la force ou avec la variation d'énergie mécanique.

$$W = \int F dr \cos\theta \qquad \text{ou} \qquad W = \Delta E_{mec} = \Delta E_k + \Delta U$$

C'est possible en théorie, car les formules de *F* et de *U* sont connues pour la force nucléaire, mais il y a une façon d'obtenir ce résultat beaucoup plus facilement.

Selon la théorie de la relativité d'Einstein, l'énergie a une masse. Si on fournit de l'énergie à un système, on ajoute aussi de la masse selon $E = mc^2$. Ceci est toujours vrai, pas seulement avec l'énergie nucléaire. Généralement, il est plutôt futile d'appliquer cette formule parce que le changement de masse par rapport à la masse initiale n'est pas très grand. Quand on soulève une brique de 1000 m, l'augmentation de masse n'est que 10^{-11} %. C'est plutôt difficile à mesurer. Par contre, le changement (en %) est plus important avec la force nucléaire. On devrait donc remarquer que la masse augmente quand on arrache un neutron à un noyau. Allons voir si c'est effectivement ce qui se passe si on arrache un neutron à un noyau de carbone 12. On fait donc

$${}^{12}_{6}C \to {}^{11}_{6}C + {}^{1}_{0}n$$

Initialement, la masse est 12,000 000 000 u (les masses viennent de la table de masse atomique).

Après, on a du carbone 11 et un neutron. La masse de ces deux éléments est

$$\left.\begin{array}{l} m_{{}^{11}C} = 11{,}011\ 433\ 6 \text{ u} \\ m_n = 1{,}008\ 664\ 916 \text{ u} \end{array}\right\} \quad m_{tot} = 12{,}020\ 098\ 5 \text{ u}$$

On voit que la masse est effectivement plus grande après qu'on ait arraché le neutron, exactement comme le prévoit la relation masse-énergie d'Einstein. Elle a augmenté de 0,020 098 5 u. Cette différence de masse s'appelle le *défaut de masse*. L'augmentation de masse nous permet de calculer l'augmentation d'énergie de la façon suivante.

$$\begin{aligned} \Delta E &= (\Delta m)c^2 \\ &= 0{,}0200985u \times c^2 \\ &= 0{,}0200985u \times 1{,}660\ 559 \times 10^{-27} \tfrac{kg}{u} \times c^2 \\ &= 3{,}3374 \times 10^{-29} kg \times c^2 \\ &= 3{,}3374 \times 10^{-29} kg \times \left(3 \times 10^8 \tfrac{m}{s}\right)^2 \\ &= 3{,}0037 \times 10^{-12} J \end{aligned}$$

Les énergies en physique nucléaire sont souvent de très petits nombres quand on les exprime en joules. Les physiciens nucléaires utilisent donc une autre unité d'énergie : l'électronvolt. Il y a une définition précise de l'électronvolt (qu'on verra dans le cours électricité et magnétisme), mais on peut se contenter ici de la simple définition suivante.

Définition de l'électronvolt (eV)

$$1eV = 1,602 \times 10^{-19}\,J$$

L'énergie nécessaire pour arracher un neutron du carbone 12 est donc de 18,748 MeV. Notez que c'est près d'un million de fois plus que l'énergie qu'il faut fournir pour arracher un électron des orbitales du carbone. Typiquement, les énergies nucléaires sont un million de fois plus grandes que les énergies chimiques (qui impliquent seulement les électrons des orbitales).

Résumons notre méthode. On commence par calculer la différence de masse avant et après la transformation. On multiplie ensuite par c^2 pour obtenir l'énergie. On doit aussi transformer les unités de masse atomique en kilogrammes et les Joules en mégaélectronvolts. Notre calcul est donc

$$\Delta E_{(J)} = \Delta m_{(kg)} c^2$$

$$\Delta E_{(MeV)} \times \frac{1,602 \times 10^{-13}\,J}{1MeV} = \Delta m_{(u)} \frac{1,66054 \times 10^{-27}\,kg}{1u} c^2$$

$$\Delta E_{(MeV)} = \Delta m_{(u)} \times 931,5\,\tfrac{MeV}{u}$$

On peut donc prendre le raccourci suivant pour calculer l'énergie en MeV.

$$\Delta E = \left(m_{après} - m_{avant}\right) \times 931,5\,{}^{MeV}\!/_{u}$$

où l'énergie est en MeV et les masses sont en unité de masse atomique. Si ΔE est positif, c'est que l'énergie a augmenté et qu'on a dû fournir de l'énergie. Si ΔE est négatif, c'est que l'énergie a diminué et donc que la réaction libère de l'énergie. Ce qui nous intéresse ici c'est l'énergie libérée et on aimerait ne pas avoir toujours ce signe négatif quand il y a de l'énergie libérée. On va donc inverser le signe pour obtenir la formule suivante.

Énergie libérée (*Q*) lors d'une réaction nucléaire

$$Q = \left(m_{avant} - m_{après}\right) \times 931,5\,\tfrac{MeV}{u}$$

où l'énergie est en MeV et les masses sont en unité de masse atomique.

Si Q est positif, la réaction libère de l'énergie et si Q est négatif, la réaction demande de l'énergie. Cela ne veut pas dire que la réaction est impossible si Q est négatif, mais plutôt qu'il faut fournir de l'énergie pour qu'elle se produise.

Le calcul de l'énergie libérée par la réaction proton-proton

Dans notre réaction de fusion, nous prenons 4 noyaux d'hydrogène pour obtenir un noyau d'hélium. Au départ, notre masse est donc

$$m_{avant} = 4 \times m_{H1} = 4 \times 1{,}007825u = 4{,}031300u$$

Après la fusion, nous avons les particules suivantes

$$^{4}He + 2\nu$$

Comme les neutrinos ont une masse presque nulle, on peut les négliger dans le calcul de la masse finale pour obtenir

$$m_{après} = m_{He4} = 4{,}002603u$$

L'énergie libérée est donc de

$$\begin{aligned} Q &= \left(4{,}031300u - 4{,}002603u\right) \times 931{,}5\tfrac{MeV}{u} \\ &= \left(0{,}028697u\right) \times 931{,}5\tfrac{MeV}{u} \\ &= 26{,}7MeV \quad \left(= 4{,}28 \times 10^{-12} J\right) \end{aligned}$$

Voici une petite parenthèse concernant les antiélectrons qui s'annihilent. Elle répond à la question « Doit-on compter, en plus, l'énergie des électrons et des antiélectrons qui se sont annihilés ? »

Inutile d'ajouter l'énergie des électrons qui s'annihilent, elle est déjà comptée. C'est que la table des masses atomiques inclut la masse des électrons dans les orbitales. Si on écrit en détail ce qu'on a lors de la réaction, on a, avant la réaction

$$m_{avant} = 4 \times m_{H1} = 4 \times \left(m_{noyau\ H1} + m_{e^-}\right) = 4m_{noyau\ H1} + 4m_{e^-}$$

Une fois que les noyaux d'hydrogène sont fusionnés en hélium, on a (on remplace simplement la masse des 4 hydrogènes par la masse du noyau d'hélium, de deux antiélectrons et de deux neutrinos)

$$m_{après} = \left(m_{noyau\ He4} + 2m_{e^+} + 2m_{\nu}\right) + 4m_{e^-}$$

Les deux antiélectrons vont rencontrer alors deux des électrons et ils vont disparaitre, ce qui élimine les masses de ces particules. Il ne restera alors que deux électrons. On néglige ensuite la masse des neutrinos pour obtenir

$$m_{après} = m_{He4} = m_{noyau\ He4} + 2m_{e^-}$$

Or, cette masse est exactement la masse de l'atome d'hélium donné par la table puisque ce dernier est formé d'un noyau et de deux électrons. En utilisant cette masse, on a donc déjà éliminé 2 électrons et deux antiélectrons, ce qui signifie que l'énergie libérée par l'annihilation de ces particules est incluse.

Sachez que l'énergie libérée uniquement par l'annihilation des électrons et des antiélectrons se calcule assez simplement. Lors d'une annihilation, la masse des particules est entièrement transformée en énergie. Comme ici on annihile 2 électrons et 2 antiélectrons à chaque réaction et que l'énergie de masse de ces particules est de 0,511 MeV, cela signifie que l'annihilation de ces 4 particules nous a donné 2,044 MeV. Cela représente 7,7 % de l'énergie de chaque réaction. C'est quand même intéressant de constater que 7,7 % de l'énergie du Soleil provient de l'annihilation matière-antimatière !

La durée de vie du Soleil avec la fusion de l'hydrogène

Sachant l'énergie fournie par une fusion, on peut maintenant calculer pendant combien de temps le Soleil pourrait briller.

Commençons par trouver le rendement (R) de cette réaction, qui est le nombre de joules qu'on peut obtenir à partir d'un kilogramme d'hydrogène. Dans 1 kg d'hydrogène, le nombre d'atomes est

$$\begin{aligned} N &= \frac{1kg}{\text{masse d'un atome}} \\ &= \frac{1kg}{1,007825u} \\ &= \frac{1kg}{1,007825 \times 1,660566 \times 10^{-27} kg} \\ &= 5,975 \times 10^{26} atomes \end{aligned}$$

Comme il faut 4 atomes d'hydrogène pour faire une réaction, le nombre de réactions est

$$\frac{5,975 \times 10^{26} atomes}{4} = 1,494 \times 10^{26} réactions$$

L'énergie libérée est donc

$$\begin{aligned} R &= 1,494 \times 10^{26} \tfrac{réactions}{kg} \times 4,282 \times 10^{-12} \tfrac{J}{réactions} \\ &= 6,397 \times 10^{14} \tfrac{J}{kg} \end{aligned}$$

C'est une quantité assez incroyable d'énergie. Pour illustrer, sachez qu'une maison consomme environ 10^{11} joules par année. On pourrait donc fournir de l'énergie à une maison pendant 6400 ans à partir d'un seul kilogramme d'hydrogène si on parvenait à fusionner de l'hydrogène de cette façon sur Terre !

Le Soleil a une masse de 2 x 10^{30} kg et on estime qu'à sa naissance, un peu plus de 71 % de la masse du Soleil était de l'hydrogène, l'énergie totale qu'on peut obtenir avec la fusion de l'hydrogène est donc de

$$\begin{aligned} E &= 6,397\times10^{14}\,\tfrac{J}{kg}\times\left(0,71\times2\times10^{30}\,kg\right) \\ &= 9,08\times10^{44}\,J \end{aligned}$$

La durée de vie du Soleil est donc de

$$\begin{aligned} t_{vie} &= \frac{E}{L} = \frac{9,08\times10^{44}\,J}{3,828\times10^{26}W} \\ &= 2,37\times10^{18}\,s \\ &= 75,2 \text{ milliards d'années} \end{aligned}$$

En fait, ceci est la durée de vie du Soleil si on parvenait à fusionner tout l'hydrogène du Soleil. Des modèles plus sophistiqués montrent que seule une partie de l'hydrogène du Soleil pourra fusionner et on estime que le Soleil aura une durée de vie d'un peu plus de **10 milliards d'années** (10,91 milliards d'années plus précisément). C'est amplement suffisant pour être en accord avec l'âge estimé de la Terre (et de tout le système solaire) qui est de 4,55 milliards d'années.

Avec un âge de 4,55 milliards d'années, et une durée de vie de 10,91 milliards d'années, il reste encore près de 6,36 milliards d'années de vie à notre Soleil.

La durée de vie des autres étoiles qui fusionnent de l'hydrogène

Sachant que le Soleil peut vivre 10,9 milliards d'années, on peut déduire combien de temps pourra vivre une étoile si les conditions de fusion nucléaire sont identiques pour cette étoile. La durée de vie d'une étoile est

$$t_{vie} = \frac{E}{L}$$

La quantité d'énergie disponible dépend de la masse de l'étoile. Plus la masse est grande, plus il y aura de l'hydrogène à fusionner. Une étoile ayant une masse deux fois plus grande que celle du Soleil pourra donc faire deux fois plus de fusion nucléaire. L'énergie disponible est donc multipliée par la masse de l'étoile (en masse solaire).

$$E = E_{\odot} \times M$$

On a donc

$$t_{vie} = \frac{E_{\odot} \times M}{L}$$

La luminosité varie selon l'étoile. Si L est la luminosité en luminosité solaire, on a

$$t_{vie} = \frac{E_{\odot} \times M}{L_{\odot} \times L}$$

$$t_{vie} = \frac{E_{\odot}}{L_{\odot}} \times \frac{M}{L}$$

Comme $E_{\odot}/L_{\odot}$ est la durée de vie du Soleil, on a

Durée de vie d'une étoile de masse M (en $M_{\odot}$) et de luminosité L (en $L_{\odot}$)

$$t_{vie} = 10,9Ga \times \frac{M}{L}$$

Exemple 6.4.1

Sirius a une masse 2,19 $M_{\odot}$ et une luminosité de 26,2 $L_{\odot}$. Quelle est la durée de vie de cette étoile ?

Selon notre équation, on a

$$\begin{aligned} t &= 10,9Ga \times \frac{M}{L} \\ &= 10,9Ga \times \frac{2,19}{26,2} \\ &= 0,911Ga \end{aligned}$$

Sirius vivra donc à peine 911 millions d'années.

On peut aussi utiliser les relations entre la masse et la luminosité des étoiles de la série principale

$$L = M^{3,8}$$

pour faire une formule qui ne dépend que de la masse. En remplaçant la luminosité par ces formules, on arrive a

$$t_{vie} = 10,9Ga \times \frac{M}{M^{3,8}}$$

En simplifiant, on obtient

Durée de vie d'une étoile de masse *M* (en $M_\odot$)

$$t_{vie} = 10,9Ga \times M^{-2,8}$$

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

Type	Masse ($M_\odot$)	Luminosité ($L_\odot$)	Durée de vie (années)
O5	60	790 000	830 000 ans
B0	17,5	52 000	3,6 millions
B5	5,9	830	77 millions
A0	2,9	54	590 millions
A5	2,0	14	1,6 milliard
F0	1,6	6,5	2,7 milliards
F5	1,4	2,9	5,3 milliards
G0	1,05	1,5	7,6 milliards
G5	0,92	0,79	13 milliards
K0	0,79	0,42	21 milliards
K5	0,67	0,15	49 milliards
M0	0,51	0,077	72 milliards
M5	0,21	0,011	210 milliards
M8	0,085	0,0012	770 milliards

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

La quantité d'hydrogène qui fusionne chaque seconde

Chaque seconde, le Soleil rayonne une énergie de 3,828 x 10^{26} J. Comme on sait qu'un kilogramme d'hydrogène nous donne 6,397 x 10^{14} joules, on peut trouver la quantité d'hydrogène qui fusionne chaque seconde. Cette quantité est

$$\begin{aligned} m &= \frac{\textit{Énergie}}{\textit{rendement}} \\ &= \frac{3{,}828\times10^{26}\,J}{6{,}397\times10^{14}\,\frac{J}{kg}} \\ &= 5{,}984\times10^{11}\,kg \end{aligned}$$

Cela représente 598 millions de tonnes d'hydrogène qui fusionne chaque seconde, ce qui signifie qu'il y a 8,944 x 10^{37} réactions de fusion chaque seconde.

On a vu que la masse des particules après la réaction de fusion est plus petite que ce qu'on avait initialement. Pour une réaction, la baisse de masse est

$$\Delta m = 0{,}028697u = 4{,}765\times10^{-29}\,kg$$

C'est peu, mais avec 8,944 x 10^{37} réactions de fusion chaque seconde, la baisse de masse totale par seconde est de

$$\begin{aligned} \Delta m_{tot} &= 4{,}765\times10^{-29}\,kg\times8{,}944\times10^{37} \\ &= 4{,}26\times10^{9}\,kg \end{aligned}$$

Cela veut dire que le Soleil perd 4,26 millions de tonnes chaque seconde ! 598,4 millions de tonnes d'hydrogène deviennent 594,1 millions de tonnes d'hélium, avec une perte de 4,3 millions de tonnes à toutes les secondes. Même à ce rythme, cela représente, au bout de 10 milliards d'années, à peine 0,07 % de la masse du Soleil.

Fusion et température

Le rythme de la fusion nucléaire est donné par

$$R \propto \left(\text{proportion d'hydrogène}\right)^2 T^4$$

Il est normal que le rythme de fusion dépende de la proportion d'hydrogène dans le gaz. Plus cette proportion est grande, plus il y a de chance que deux hydrogènes se rencontrent tout comme les chances que deux célibataires se rencontrent augmentent si la proportion de célibataires augmente dans la population.

Examinons maintenant pourquoi le rythme de la réaction augmente avec la température. La réaction de fusion décrite précédemment n'est pas une réaction facile à obtenir. Pour qu'elle se produise, il faut que les noyaux puissent s'approcher suffisamment pour que la force nucléaire puisse agir et que les noyaux fusionnent. Pour que cela se produise, il faut que les noyaux se dirigent l'une vers l'autre avec beaucoup de vitesse.

Cela signifie que les noyaux doivent avoir une énergie cinétique minimale pour qu'ils puissent s'approcher suffisamment et fusionner.

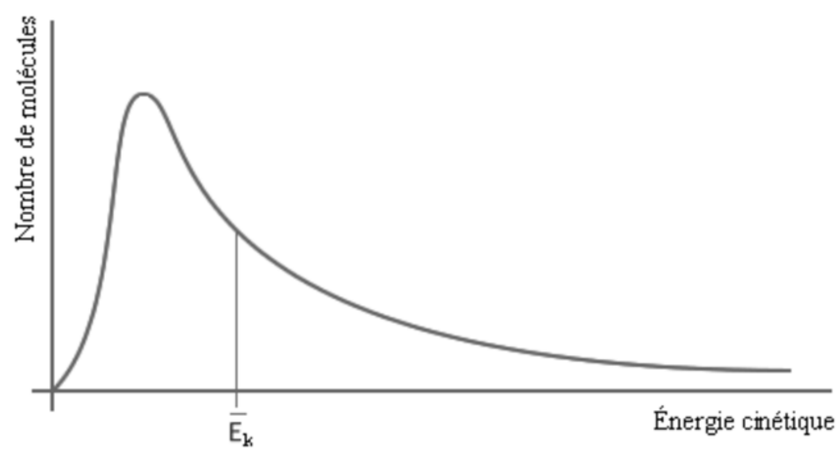
L'énergie cinétique des particules dans un gaz dépend de la température. Plus la température est élevée, plus l'énergie cinétique des atomes du gaz augmente. Le lien entre l'énergie cinétique moyenne des particules du gaz et la température est

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

où *T* est la température et *k* est une constante appelée *constante de Boltzmann* et qui vaut

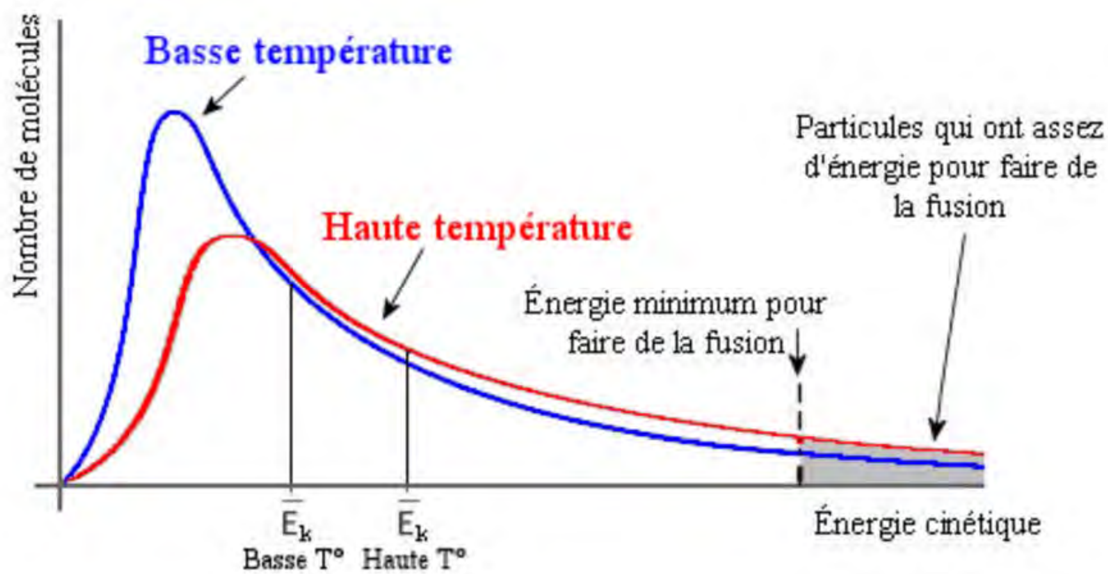
$$k = 1,38065 \times 10^{-23} \tfrac{J}{K}$$

Ceci est une énergie moyenne, ce qui signifie que certaines particules ont plus d'énergie et que d'autres en ont moins. Il existe une fonction qui donne la distribution des énergies cinétiques des particules. Il s'agit de la distribution de Maxwell-Boltzmann. Voici un graphique qui montre cette distribution des énergies cinétiques des atomes dans un gaz.



noyesharrigan.cmswiki.wikispaces.net/Maxwell-Boltzmann+Distribution

On peut remarquer qu'il y a des particules qui ont une énergie cinétique plus grande que l'énergie cinétique moyenne. Certaines de ces particules ayant beaucoup d'énergie auront suffisamment de vitesse et pourront faire de la fusion nucléaire.



noyesharrigan.cmswiki.wikispaces.net/Maxwell-Boltzmann+Distribution

Si on augmente la température (courbe en rouge), la courbe va s'étirer vers la droite (et baisser parce que l'aire sous la courbe est égale au nombre total de molécules). On voit que la proportion de molécules qui a une énergie suffisante pour faire de la fusion a augmenté, ce qui augmente le rythme de la réaction. Plus précisément, il augmente avec la quatrième puissance de la température.

Des calculs montrent aussi qu'il n'y aura pratiquement pas de fusion si la température est inférieure à 10 millions de kelvins.

Température minimale pour qu'il y ait fusion de l'hydrogène

Environ 10 000 000 K

À partir de là, plus la température va augmenter, plus il y aura une proportion importante de protons qui pourront faire de la fusion. Ainsi, plus il fera chaud, plus la fusion nucléaire sera efficace.

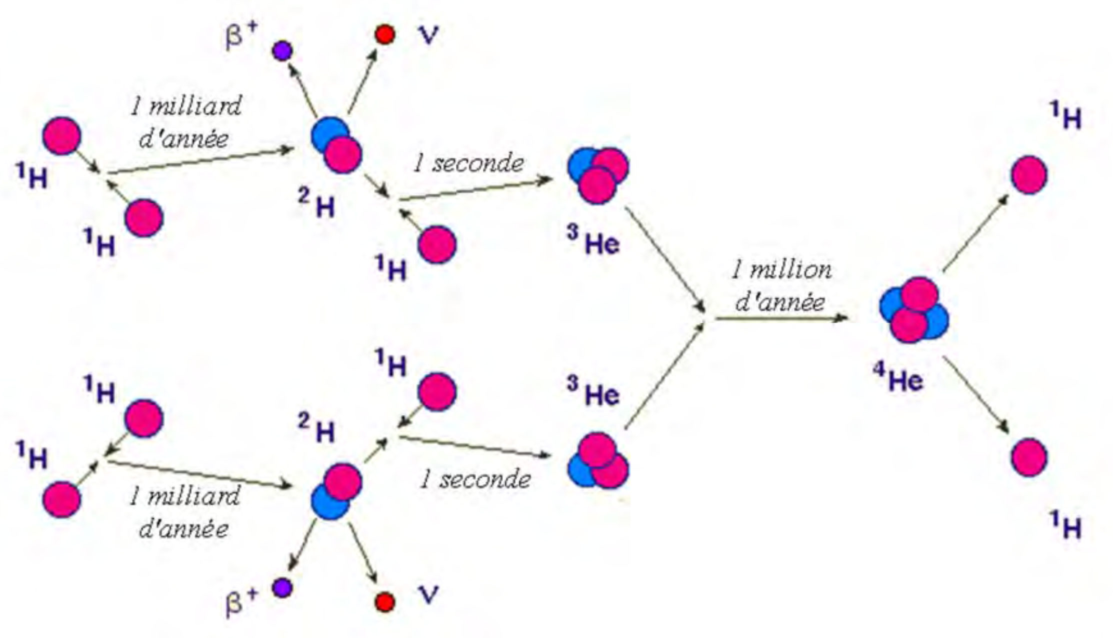
Tout cela pour dire qu'il faut que le gaz d'hydrogène ait une température d'au moins 10 millions de kelvins pour que la fusion se fasse.

Une réaction peu probable

La réaction de fusion dans le Soleil est une réaction qui a très peu de chance de se produire. Même si les protons réussissent à s'approcher suffisamment, il y a une mince probabilité que les deux protons fusionnent. Autrement dit, la première étape de la séquence

$$1.\ {}^{1}H + {}^{1}H \rightarrow {}^{2}He \rightarrow {}^{2}H + e^{+} + \nu$$
$$2.\ {}^{1}H + {}^{2}H \rightarrow {}^{3}He$$
$$3.\ {}^{3}He + {}^{3}He \rightarrow {}^{4}He + {}^{1}H + {}^{1}H$$

est une réaction qui a peu de chance de réussir. Heureusement, il y a tellement de protons qui se rencontrent dans le Soleil, on finit par avoir quand même pas mal de fusions qui se font. Pour vous donner une idée à quel point cette première étape a peu de chance de se réaliser, il faudra que le proton fasse des rencontres pendant en moyenne 1 milliard d'années avant de fusionner avec un autre proton. Une fois cette étape franchie, la réaction va quand même assez vite.



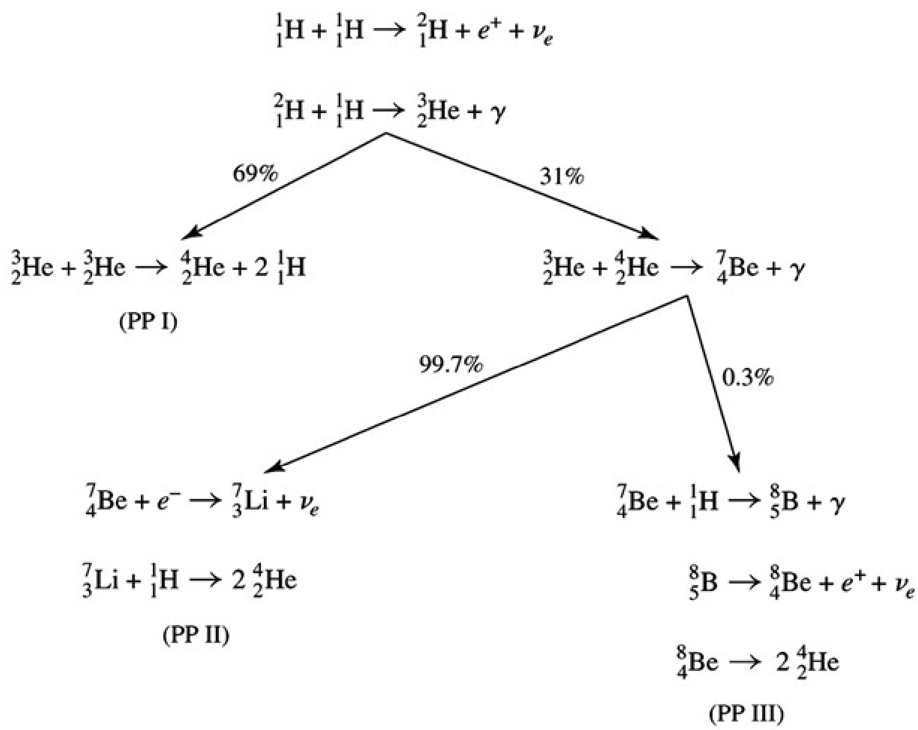
nrumiano.free.fr/Estars/energy.html

On peut voir que la deuxième étape de la fusion se fait en moyenne en 1 seconde. La dernière étape est un peu plus lente, mais c'est parce que les noyaux d'hélium 3 ne sont pas très nombreux et ils ne se rencontrent pas souvent. De plus, comme ils ont une charge électrique plus grande, ils se repoussent davantage avec la force électrique, ce qui signifie qu'il faut que ces particules aient une énergie cinétique plus grande que celle qui était nécessaire aux protons pour pouvoir s'approcher suffisamment pour qu'il y ait une fusion. Cela veut dire que la proportion des noyaux d'hélium qui ont une énergie cinétique suffisante pour faire de la fusion est relativement petite.

Il n'est donc pas étonnant qu'on ne parvienne pas à faire cette réaction de fusion sur Terre. Il n'est pas facile de chauffer un gaz jusqu'à une température de plus de 10 millions de K, et cette réaction de fusion est tellement peu probable qu'elle est beaucoup trop lente pour être efficace dans une centrale. (Il y a cependant d'autres possibilités plus prometteuses.)

Les réactions *PPII* et *PPIII*

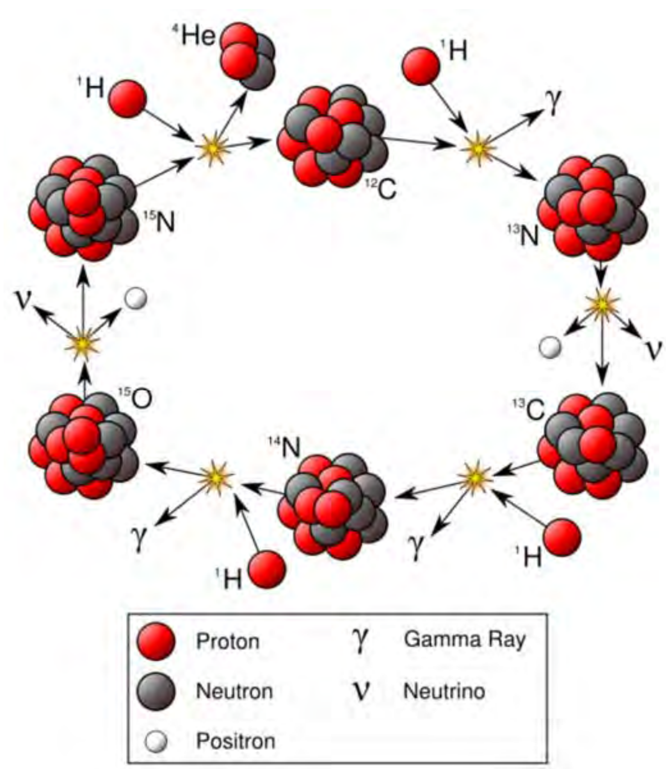
Il y a trois chemins possibles pour réussir la réaction proton-proton. Le diagramme suivant vous montre ces autres possibilités (*PPII et PPIII*) et donne le pourcentage des réactions qui emprunte cette voie. (Ce sont les pourcentages au centre du Soleil, ils varient un peu selon la distance du centre du Soleil.)



www4.nau.edu/meteorite/Meteorite/Book-GlossaryH.html

Dans tous les cas, le résultat final est le même.

Le cycle CNO



En 1938, Hans Bethe a également découvert une façon tout à fait différente de faire la fusion de l'hydrogène en utilisant le carbone 12 comme intermédiaire. Voici un diagramme illustrant cette réaction.

en.wikipedia.org/wiki/CNO_cycle

Les étapes de cette réaction sont

$$^{12}C + {}^{1}H \rightarrow {}^{13}N$$
$$^{13}N \rightarrow {}^{13}C + e^{+} + \nu$$
$$^{13}C + {}^{1}H \rightarrow {}^{14}N$$
$$^{14}N + {}^{1}H \rightarrow {}^{15}O$$
$$^{15}O \rightarrow {}^{15}N + e^{+} + \nu$$
$$^{15}N + {}^{1}H \rightarrow {}^{12}C + {}^{4}He$$

Encore une fois, le résultat global est le même, le noyau de carbone étant revenu à la fin du cycle. Comme le noyau de carbone se transforme en azote et en oxygène pendant ce cycle, on a donné le nom de *cycle CNO* à ce cycle.

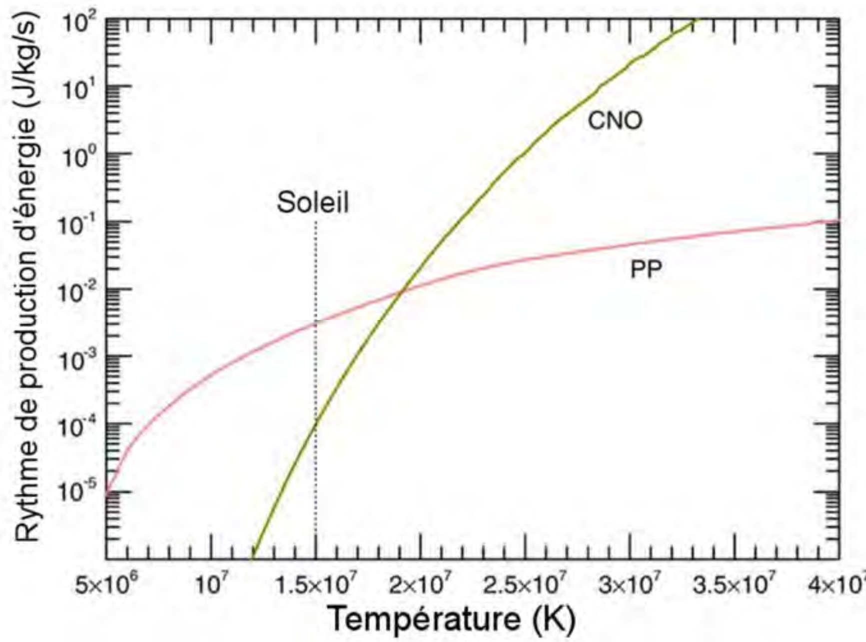
Cette réaction nécessite une température plus élevée pour se faire, car on doit approcher des protons près de noyaux assez gros qui ont une plus grande charge électrique qu'un seul proton. Cette réaction nécessite une température d'un peu moins de 15 millions de K pour qu'elle se produise.

Toutefois, cette réaction gagne rapidement en efficacité à mesure que la température augmente. Le rythme de cette réaction varie avec la température selon la formule suivante.

$$R \propto T^{19,9}$$

Ce qui signifie qu'elle augmente très rapidement avec la température. Une augmentation de température de 10 % se traduit par une réaction 6,7 fois plus rapide.

Le graphique suivant montre l'efficacité des deux réactions en fonction de la température pour un gaz ayant la même composition que le gaz dans le Soleil et ayant une densité de 0,1 kg/m³.



www.nscl.msu.edu/~kontos/cnocycle.html

On voit qu'à partir d'environ 18 millions de kelvins, la fusion par cycle CNO devient plus efficace que le cycle PP pour une étoile ayant une composition similaire au Soleil. On estime que la température au centre du Soleil est de 15 560 000 K, ce qui veut dire que pour le Soleil, la réaction principale est le cycle PP. Dans le Soleil, 10 % de l'énergie est produite par le cycle CNO.

Les neutrinos solaires

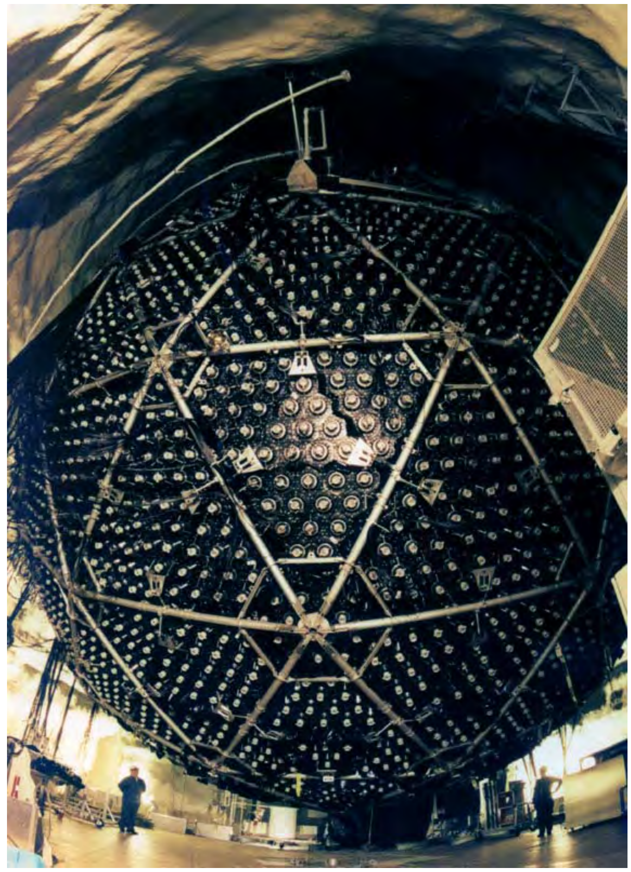
Il est difficile de vérifier si ce sont bien ces réactions qui se passent vraiment dans le centre du Soleil puisqu'on ne peut pas voir le centre du Soleil. Par contre, il existe une façon assez directe de vérifier si notre théorie est possible : les neutrinos.

On se rappelle que la réaction nucléaire globale est

$$4\,{}^{1}H \rightarrow {}^{4}He + 2\nu$$

Pour chaque réaction, il y a deux neutrinos produits. Comme il y a 8,944 x 10^{37} réactions de fusion chaque seconde, cela veut dire que 1,789 x 10^{38} neutrinos sont produits par le Soleil chaque seconde. Comme les neutrinos interagissent peu avec la matière, ils peuvent sortir du Soleil sans interagir avec la matière. C'est comme si le Soleil était complètement transparent pour les neutrinos (à peine un neutrino sur un milliard va interagir avec la matière solaire). Comme les neutrinos nous arrive directement du cœur du Soleil, ils peuvent nous fournir de l'information précieuse sur ce qui se passe au cœur du Soleil.

Une partie de ces neutrinos arrivent ensuite sur Terre. Environ 10^{15} (un million de milliards !) neutrinos émis ainsi par le Soleil traversent votre corps chaque seconde sans avoir le moindre effet sur vous. On peut détecter ces neutrinos à l'aide d'instrument enfoui profondément sous Terre. Ils sont à cet endroit pour s'assurer que toutes les autres particules arrivant de l'espace (il y en a beaucoup) sont bloquées par le sol et que seuls les neutrinos peuvent arriver au détecteur. L'image montre un de ces détecteurs situés dans une ancienne mine à Sudbury.



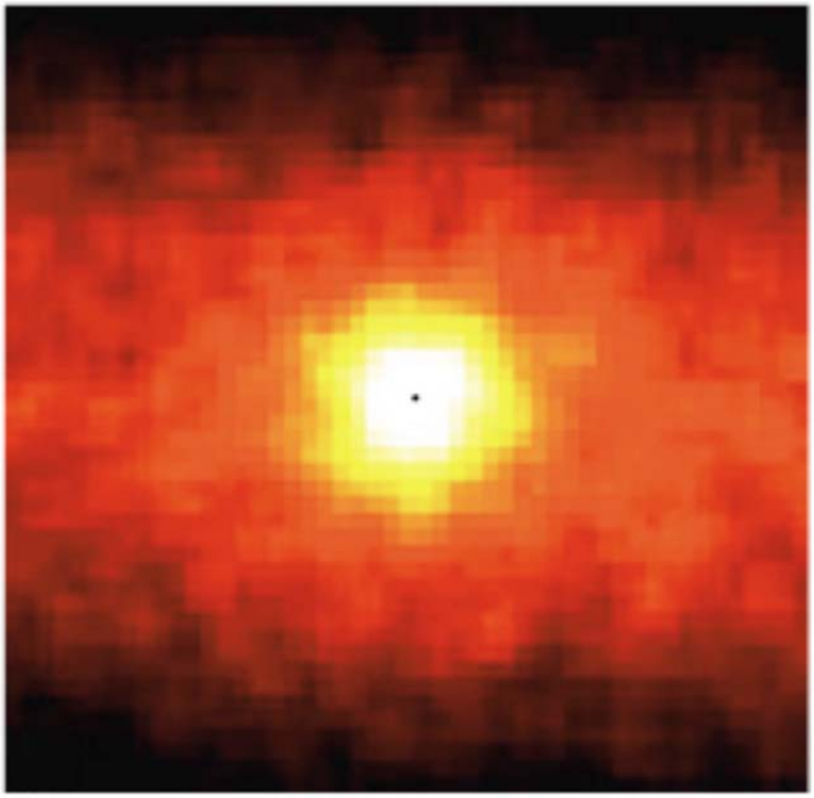
en.wikipedia.org/wiki/Queen's_University

(C'est assez gros : remarquez le bonhomme en bas à gauche.)

Puisque les neutrinos interagissent très peu avec la matière, le détecteur en capte très peu. Bien qu'il soit traversé par des millions de milliards de neutrinos chaque seconde, il en captera en moyenne un seul par jour. C'est par contre suffisant pour qu'on puisse faire quelques vérifications. Comme on peut calculer la probabilité de capter les neutrinos, on peut déduire le flux de neutrino reçu par la Terre à partir du rythme avec lequel on capte des neutrinos.

Initialement, on était inquiet, car on calculait que le flux reçu n'était que le tiers de celui prévu théoriquement. Heureusement, on a découvert que les neutrinos pouvaient changer de type (il y a trois types de neutrinos) pendant leur parcours vers la Terre et qu'on avait donc trois fois plus de neutrinos que ce qu'on pouvait déduire à partir du capteur qui ne détectait qu'un seul type de neutrino. Ainsi, on calcule qu'on reçoit exactement le nombre de neutrinos prévu par la théorie de la fusion nucléaire dans le Soleil.

Les détecteurs de neutrinos sont de plus en plus performants, à tel point qu'on peut maintenant déduire la direction d'arrivée du neutrino. Cela permet de déterminer d'où proviennent les neutrinos et de faire une carte montrant d'où ils arrivent. C'est un peu comme si on avait un télescope à neutrino avec lequel on peut obtenir une image non pas à partir de la lumière, mais à partir des neutrinos. Voici d'ailleurs l'image obtenue pour le Soleil.



apod.nasa.gov/apod/ap980605.html

Pour l'instant, ces images ont très peu de résolution. Le point noir au centre de l'image est la dimension du Soleil sur cette image. L'image nous indique donc que les neutrinos reçus par les détecteurs semblent effectivement provenir du Soleil, mais c'est à peu près tout ce qu'on peut dire pour l'instant. Possiblement qu'un jour la résolution sera meilleure et on pourra voir d'où proviennent exactement ces neutrinos à l'intérieur du Soleil. On pourrait alors examiner si effectivement la fusion nucléaire se produit exactement comme on pense qu'elle se produit.

RÉSUMÉ DES ÉQUATIONS

Durée de vie d'une étoile

$$t_{vie} = \frac{E}{L}$$

Énergie gravitationnelle d'une sphère uniforme

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

Énergie gravitationnelle d'une étoile

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

Théorème du Viriel

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

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

Nombre de nucléons dans un noyau

$$A = Z + N$$

Unité de masse atomique (*u*)

$$1\ u = 1{,}660\ 559 \times 10^{-27}\ kg$$

Définition de l'électronvolt (eV)

$$1eV = 1{,}602 \times 10^{-19}\ J$$

Énergie libérée (*Q*) lors d'une réaction nucléaire

$$Q = \left(m_{avant} - m_{après}\right) \times 931{,}5\,\tfrac{MeV}{u}$$

où l'énergie est en *MeV* et les masses sont en unité de masse atomique.

Durée de vie d'une étoile de masse *M* (en $M_\odot$) et de luminosité *L* (en $L_\odot$)

$$t_{vie} = 10{,}9Ga \times \frac{M}{L}$$

Durée de vie d'une étoile de masse *M* (en masse solaire)

$$t_{vie} = 10{,}9Ga \cdot M^{-2{,}8}$$

EXERCICES

6.2 L'énergie gravitationnelle

1. Sachant que la masse de la Lune est de 7,35 x 10^{22} kg et que le rayon de la Lune est de 1738 km, déterminez l'énergie gravitationnelle de la Lune, si on suppose que c'est une sphère uniforme ?

2. Avant que l'énergie d'une étoile ne soit fournie par l'énergie nucléaire, la contraction gravitationnelle est vraiment la source d'énergie d'une étoile. Si une étoile de 2 $M_\odot$ passe d'un rayon de 30 UA à un rayon de 0,1 UA en 100 000 ans, quelle est sa luminosité moyenne ?

6.4 La fusion nucléaire de l'hydrogène

3. Quelle est la durée de vie des étoiles suivante ?

   a) Fomalhaut (M = 1,92 $M_\odot$, L = 16,6 $L_\odot$)
   b) Étoile de Barnard (M = 0,144 $M_\odot$, L = 0,0035 $L_\odot$)
   c) Rigel (M = 18 $M_\odot$, L = 126 000 $L_\odot$)
   d) Altaïr (M = 1,79 $M_\odot$)
   e) 61 du cygne (M = 0,70 $M_\odot$)

4. Une étoile a une masse de 18 masses solaires. À partir de la durée de vie de l'étoile et de sa luminosité, déterminez quel pourcentage de la masse de l'étoile fusionnera dans le cœur de l'étoile.

5. La réaction suivante $^4He + {}^4He + {}^4He \rightarrow {}^{12}C$ est aussi une réaction nucléaire qui libère de l'énergie.

   a) Quelle est l'énergie libérée par cette réaction ?
   b) Quel est le rendement de cette réaction (nombre de J par kg de combustible) ?
   c) Quelle énergie peut-on obtenir à partir de tout l'hélium du Soleil ?
   d) Pendant combien de temps le Soleil pourrait-il briller avec sa luminosité actuelle s'il tirait toute son énergie de la fusion de l'hélium (en tenant compte du fait que l'hélium ne représente qu'un certain pourcentage de la masse du Soleil)?

   Utilisez les masses suivantes :

   Hélium : 4,002 603 254 u
   Carbone : 12,000 000 000 u

RÉPONSES

6.2 L'énergie gravitationnelle

1. $-1,24 \times 10^{29}$ J
2. 43,7 $L_{\odot}$

6.4 La fusion nucléaire de l'hydrogène

3. a) 1,26 milliard d'années b) 448 milliards d'années c) 1,56 million d'années
   d) 2,1 milliards d'années e) 30 milliards d'années
4. 10,4 %
5. a) 7,275 MeV b) $5,845 \times 10^{13}$ J/kg c) $3,15 \times 10^{43}$ J
   d) 2,61 milliards d'années