

L'ESSENTIEL SUR LES RÉACTIONS NUCLÉAIRES : FUSION, FISSION, NUCLÉOSYNTÈSE STELLAIRE

Ce document fait le point sur quelques notions qui permettent de comprendre la formation des éléments chimiques qui constituent notre Univers ainsi que l'origine du rayonnement solaire. Les principales étapes de la nucléosynthèse, du Big-Bang à la nucléosynthèse stellaire sont abordées.

Mots-clés

Fusion, fission, nucléosynthèse, énergie de liaison, réaction nucléaire stellaire, éléments chimiques, équivalence masse-énergie

Références au programme

1.1 Un niveau d'organisation : les éléments chimiques.

Savoirs

Les noyaux des atomes de la centaine d'éléments chimiques stables résultent de réactions nucléaires qui se produisent au sein des étoiles à partir de l'hydrogène initial.

Savoir-faire

Produire et analyser différentes représentations graphiques de l'abondance des éléments chimiques (proportions) dans l'Univers, la Terre, les êtres vivants.

L'équation d'une réaction nucléaire stellaire étant fournie, reconnaître si celle-ci relève d'une fusion ou d'une fission.

2.1 Le rayonnement solaire.

Savoirs

L'énergie dégagée par les réactions de fusion de l'hydrogène qui se produisent dans les étoiles les maintient à une température très élevée.

Du fait de l'équivalence masse-énergie (relation d'Einstein), ces réactions s'accompagnent d'une diminution de la masse solaire au cours du temps.

Comme tous les corps matériels, les étoiles et le Soleil émettent des ondes électromagnétiques et donc perdent de l'énergie par rayonnement.

Savoir-faire

Déterminer la masse solaire transformée chaque seconde en énergie à partir de la donnée de la puissance rayonnée par le Soleil.

La connaissance des lois physiques relatives aux réactions nucléaires de fission et de fusion permettra de comprendre :

- l'apparition des éléments chimiques stables à partir de l'hydrogène initial présent dans les étoiles ;
- l'origine de l'énergie considérable dégagée par le soleil et qui permet la vie sur Terre.

Rappelons que seuls sont exigibles les savoirs et savoir-faire figurant explicitement au programme. Certains contenus de cette ressource dépassent le champ du programme de l'enseignement scientifique. Le but est de situer les savoir et savoir-faire du programme dans un cadre un peu plus large, ne serait-ce que pour donner aux enseignants des éléments de réponse aux questions que les élèves ne manqueront pas de poser.

Les réactions nucléaires

Deux types de réactions nucléaires

La fission

L'un des effets d'une fission nucléaire est la rupture d'un noyau lourd (par exemple U235) en deux noyaux plus légers, par exemple sous l'effet de l'impact d'un neutron. L'énergie de fission libérée est par exemple utilisée dans les réacteurs nucléaires.

La fusion

Lorsque des noyaux très légers (comme le deutérium et le tritium, deux isotopes de l'hydrogène) se combinent en un noyau plus lourd (comme l'hélium).

Origine de l'énergie de liaison dans un noyau

La masse du noyau est inférieure à la somme des masses des nucléons (protons + neutrons) qui le constituent.

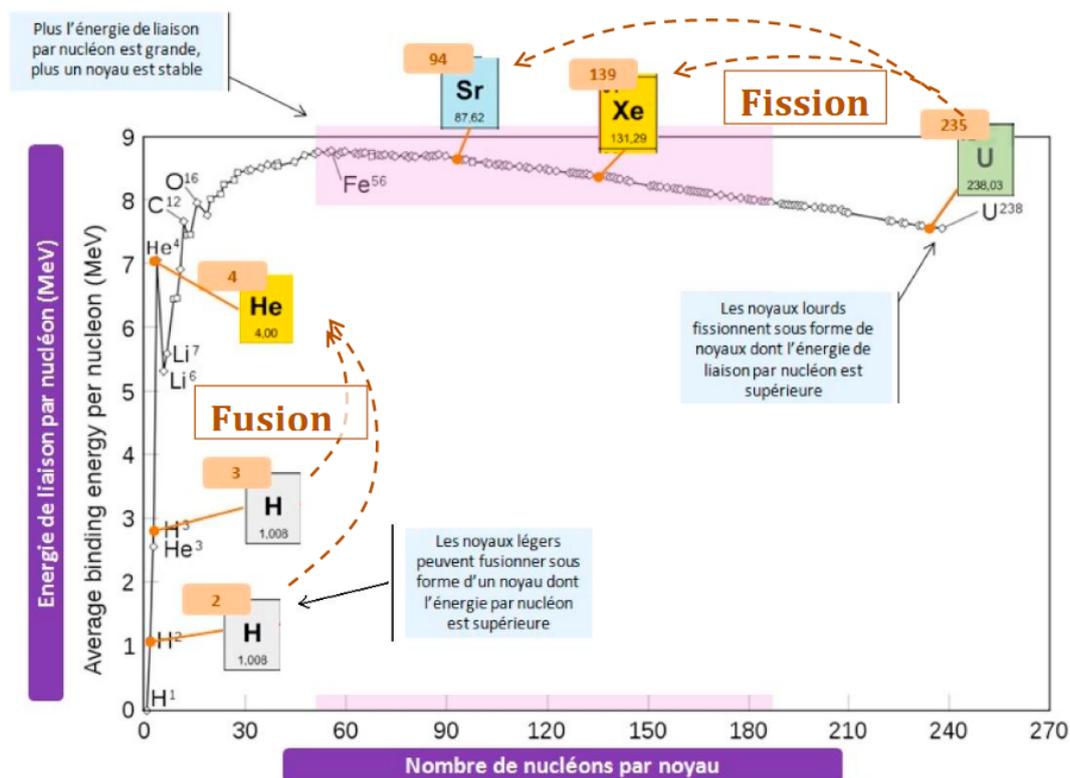
D'après la relation d'équivalence d'Einstein (1905), $E = m.c^2$, la « masse manquante » (différence entre la masse du noyau et la somme des masses des nucléons, est équivalente à une énergie. Cette énergie est celle qu'il faudrait fournir au noyau pour en obtenir des nucléons séparés entre eux ; on la nomme énergie de liaison du noyau.

Plus l'énergie de liaison d'un noyau rapportée aux nombres de nucléons qui le constituent (énergie de liaison par nucléon) est grande, plus le noyau est stable.

La figure ci-dessous (courbe d'Aston) montre l'énergie de liaison par nucléon en fonction du nombre de nucléons. Cette énergie est maximale pour les éléments aux alentours du Fe56, noyaux de masse moyenne.

Ainsi, les transformations de noyaux (fusion ou fission) produisant des noyaux de masse moyenne libèrent de l'énergie nucléaire.

Deux exemples sont indiqués schématiquement sur la figure ci-dessous.



Ordres de grandeur

Énergie libérée par fission de l'uranium 235

L'équation de réaction de fission de l'uranium 235 est :



L'uranium (nombre de nucléons : A = 235) se désintègre en éléments plus « légers » (le strontium A = 94 et le xénon A = 140), il s'agit bien d'une réaction de fission nucléaire.

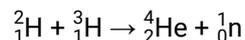
L'énergie libérée par noyau d'uranium est : $\Delta E = -184,7 \text{ MeV}$

L'énergie libérée par nucléon est donc :

$$\Delta E_n = 184,7 / 235 = 0,78 \text{ MeV/nucléon}$$

Énergie libérée par la fusion d'un noyau de deutérium et un noyau de tritium (deux isotopes de l'hydrogène)

L'équation de réaction de cette réaction nucléaire est :



Ici, deux éléments « légers » (le deutérium, A = 2 et le tritium, A = 3) forment un élément plus « lourd » (l'hélium, A = 4), il s'agit d'une réaction de fusion nucléaire.

L'énergie libérée est : $\Delta E = -28,4 \text{ MeV}$, soit une **énergie libérée par nucléon** :

$$\Delta E_n = 28,4 / 5 = 5,7 \text{ MeV/nucléon}$$

Comparaison des énergies libérées

Par nucléon, la fusion produit bien plus d'énergie que la fission ; cet aspect fait partie des raisons qui poussent depuis des années les chercheurs à tenter de provoquer et de maîtriser les réactions de fusion en laboratoire et, à terme, en vue d'une exploitation industrielle pour la production d'énergie. D'autres aspects, par exemple environnementaux, valorisent la fusion par rapport à la fission pour les futurs développements.

Nucléosynthèse

Nucléosynthèse primordiale et nucléosynthèse stellaire

La nucléosynthèse correspond à la synthèse de noyaux atomiques par capture de neutrons, de protons, par fusion ou par fission nucléaire.

La nucléosynthèse primordiale s'est manifestée à l'échelle de l'Univers tout entier, durant les premières minutes suivant le Big Bang. Elle est responsable de la première apparition des noyaux légers comme l'hélium, le deutérium et du lithium.

La nucléosynthèse stellaire a lieu dans les étoiles et se déroule en deux temps.

- Durant toute leur existence, les étoiles synthétisent la plupart des éléments de numéro atomique situé entre ceux du lithium et du fer par fusion nucléaire.
- Pendant la phase d'explosion, des étoiles massives des processus plus complexes produisent les autres éléments plus lourds que le fer.

La nucléosynthèse **primordiale** commence lorsque la température se situe autour de 10^9 K avec la formation de noyaux de deutérium (D) à partir de la réaction entre neutrons et protons « primaires ». Ensuite, cette première phase de nucléosynthèse se poursuit avec formation des éléments légers selon des réactions nucléaires mentionnées ci-contre : (γ désigne le photon).

Après environ 15 min, du fait de l'expansion de l'univers, la densité et la température deviennent trop faibles pour permettre la fusion d'autres noyaux et la nucléosynthèse s'arrête. Il faudra attendre l'arrivée des premières étoiles pour voir des éléments plus complexes faire leur apparition.

Les deux éléments principaux à la fin de la nucléosynthèse primordiale sont donc l'hydrogène (les protons) et l'hélium 4 (béryllium et lithium étant présents en très faible quantité); la proportion est d'environ un noyau d'hélium pour douze protons.

$p + n$	\rightarrow	$D + \gamma$
$D + n$	\rightarrow	${}^3\text{H} + \gamma$
$D + p$	\rightarrow	${}^3\text{He} + \gamma$
$D + D$	\rightarrow	${}^3\text{H} + p$
$D + D$	\rightarrow	${}^3\text{He} + n$
$D + D$	\rightarrow	${}^4\text{He} + \gamma$
${}^3\text{H} + p$	\rightarrow	${}^4\text{He} + \gamma$
${}^3\text{He} + n$	\rightarrow	${}^3\text{H} + p$
${}^3\text{He} + n$	\rightarrow	${}^4\text{He} + \gamma$
${}^3\text{H} + D$	\rightarrow	${}^4\text{He} + n$
${}^3\text{He} + D$	\rightarrow	${}^4\text{He} + p$
${}^3\text{He} + {}^3\text{He}$	\rightarrow	${}^4\text{He} + 2p$
${}^4\text{He} + D$	\rightarrow	${}^6\text{Li} + \gamma$
${}^4\text{He} + {}^3\text{H}$	\rightarrow	${}^7\text{Li} + \gamma$
${}^4\text{He} + {}^3\text{He}$	\rightarrow	${}^7\text{Be} + \gamma$
${}^6\text{Li} + n$	\rightarrow	${}^7\text{Li} + \gamma$
${}^6\text{Li} + p$	\rightarrow	${}^7\text{Be} + \gamma$
${}^7\text{Li} + p$	\rightarrow	${}^4\text{He} + {}^4\text{He} + \gamma$
${}^7\text{Be} + n$	\rightarrow	${}^7\text{Li} + p$
${}^7\text{Be} + e^-$	\rightarrow	${}^7\text{Li} + \gamma$

En résumé, à la fin de cette phase primordiale 98 % de la matière dans l'Univers est constituée d'hydrogène et d'hélium. Les noyaux plus lourds résultent de la nucléosynthèse stellaire.

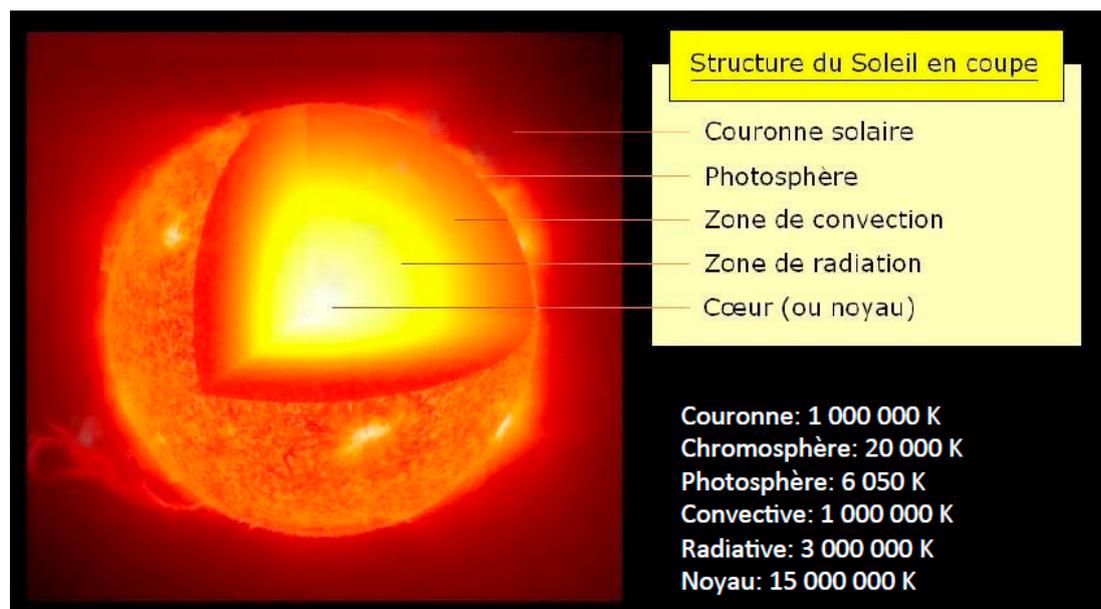
Origine du rayonnement d'une étoile

La nucléosynthèse stellaire se produit lors de la formation d'étoiles due à l'effondrement gravitationnel d'un nuage de gaz. Cet effondrement s'accompagne d'un échauffement tel que la fusion de l'hydrogène peut se produire. L'énergie dégagée par cette réaction arrête l'effondrement. L'étoile entre alors dans une phase de stabilité, *la séquence principale*.

Pour que l'étoile ne s'effondre pas sur elle-même il est nécessaire que la pression du gaz compense l'action de la gravité : cette pression doit augmenter avec la profondeur. Ceci explique que la température augmente également avec la profondeur : partant de quelques milliers de degrés en surface, celle-ci peut atteindre quelques centaines de millions de degrés dans le cœur de l'étoile.

Ce gradient de température entre le cœur et la surface génère un transfert d'énergie de la région chaude interne vers la région plus froide externe. En surface, ce flux d'énergie s'échappe essentiellement sous forme de rayonnement thermique et l'étoile brille.

La figure ci-dessous représente schématiquement la répartition des températures à l'intérieur du Soleil.

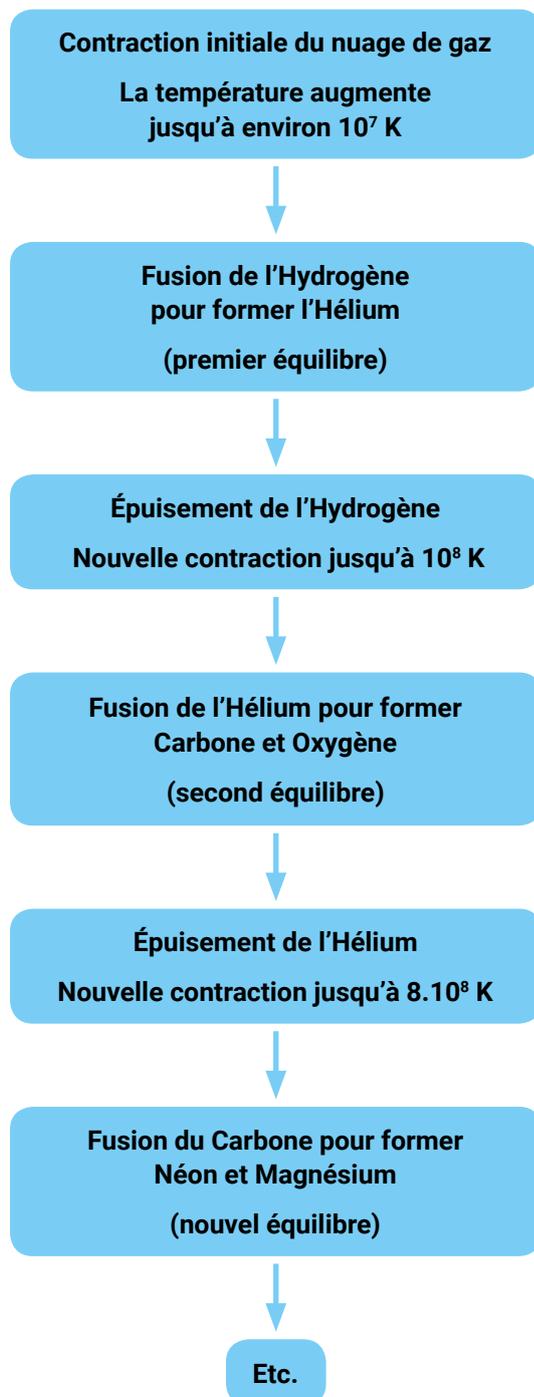


Pendant la séquence principale, l'étoile reste dans un état stationnaire stable : en effet, si le taux de réactions nucléaires augmente, produisant plus d'énergie, l'étoile chauffe, se dilate et se refroidit, réduisant la production d'énergie et revenant ainsi à son précédent taux de consommation de combustible.

Les étoiles : des réacteurs nucléaires

Le fonctionnement « nucléaire » de la plupart des étoiles conduit à plusieurs phases successives au cours desquelles se forment des éléments chimiques différents.

Ces phases sont schématisées ci-dessous :



La contraction du nuage de gaz convertit l'énergie potentielle gravitationnelle en énergie thermique ce qui permet une augmentation de la température du milieu.

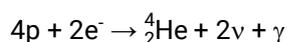
Retrouvez éduscol sur



La durée de vie d'une étoile est essentiellement déterminée par la vitesse à laquelle se produisent les réactions nucléaires : plus la masse de l'étoile est élevée, plus les réactions nucléaires sont rapides et la durée de vie de l'étoile brève. Les étoiles les plus massives ont une durée de vie de quelques millions d'années seulement, les moins massives de plus de mille milliards d'années. Une étoile comme le Soleil a une durée de vie de l'ordre de **10 milliards d'années** (voir calcul plus loin).

Cas du soleil : fusion proton-proton

Le physicien américain Hans Bethe a décrit les réactions nucléaires qui se produisent au cœur du soleil (prix Nobel en 1967). En particulier la première étape, qui consiste en la fusion de l'Hydrogène et qui peut s'expliquer par un **cycle proton-proton** dont l'équation bilan peut s'écrire :



avec p pour un proton, e^- pour un électron, ν pour un neutrino et γ pour un photon.

L'énergie libérée, correspondant à la différence de masse Δm entre les 4 protons et le noyau He est donnée par $E = \Delta m \cdot c^2 \approx 26 \text{ MeV}$, c'est-à-dire environ 6,6 MeV/nucléon.

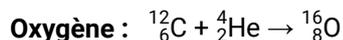
L'essentiel de l'énergie est converti localement et chauffe le gaz stellaire, tandis qu'une fraction minime s'échappe de l'étoile, emportée par les neutrinos (qui interagissent seulement faiblement avec la matière).

Cas des étoiles plus massives que le soleil : formation des éléments lourds

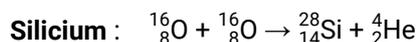
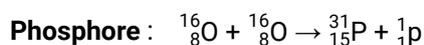
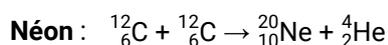
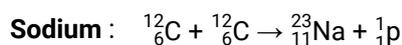
À la suite de la transformation de l'hydrogène présent initialement, l'évolution ultérieure d'une étoile dépend essentiellement de sa masse. Plus celle-ci est élevée, plus l'étoile est en mesure d'amorcer des réactions de fusion avec des éléments chimiques de plus en plus lourds. Elle peut ainsi synthétiser du carbone, puis de l'oxygène, du néon, etc. La quasi-totalité des éléments plus lourds que l'hélium est produite dans les étoiles dans les derniers stades de leur évolution.

Si une étoile est suffisamment massive pour synthétiser du fer, alors elle est vouée à connaître une fin sous forme de supernova : son cœur implose et ses couches externes sont disloquées par le processus. Le résidu laissé par l'implosion du cœur est un objet extrêmement compact, qui peut être soit une étoile à neutrons, éventuellement détectable sous la forme d'un pulsar, soit un trou noir. Les étoiles moins massives, comme le soleil, connaissent une fin de vie moins violente : elles perdent peu à peu la majeure partie de leur masse, celle-ci se transformant par la suite en une nébuleuse planétaire, et voient leur cœur se contracter lentement pour former une naine blanche.

Citons quelques réactions de nucléosynthèse se produisant dans les étoiles et permettant d'obtenir les noyaux de différents éléments :



Lorsque la température au cœur de l'étoile dépasse le milliard de kelvins, d'autres noyaux sont formés :



Tous les autres éléments jusqu'au fer sont formés lorsque la température atteint trois milliards de kelvins. Ensuite, la fusion des noyaux de fer étant endothermique (elle absorbe de l'énergie au milieu), elle ne permet plus de compenser la gravitation et l'étoile s'effondre sur elle-même en implosant. La très forte densité atteinte au centre de l'étoile conduit à l'explosion de cette dernière : c'est lors de cette phase que tous les éléments plus lourds que le fer sont synthétisés.

Cette étape de la nucléosynthèse d'éléments lourds (dont l'or) a été directement observée en 2017 dans le cas de la coalescence de deux étoiles à neutrons (autre processus stellaire explosif). Se reporter par exemple sur la page du CNRS intitulée « [Étoiles à neutrons : une fusion qui vaut de l'or](#) », ou bien effectuer sur internet une recherche avec les mots-clefs : « ondes gravitationnelles », « synthèse de l'or », 2017.

Durée de vie et perte de matière du Soleil

Estimation de la durée de vie du Soleil (exercice possible)

Chaque seconde, le Soleil consomme environ 700 millions de tonnes d'hydrogène (y a $8,9 \times 10^{37}$ réactions de fusion chaque seconde). Sachant que seulement 15 % de l'hydrogène va brûler dans le cœur, que le Soleil contient 75 % d'hydrogène, et que la masse totale actuelle du Soleil est de 2×10^{30} kg, on peut estimer la durée de vie du Soleil à :

$$\frac{2 \times 10^{30} \times 0,75 \times 0,15}{700 \times 10^9 \times 3600 \times 24 \times 365,25} = 10 \text{ milliards d'années}$$

Détermination de la perte de masse du Soleil à partir de la puissance rayonnée (savoir-faire exigible)

La température de surface du Soleil (estimée à partir du spectre d'émission et de la loi de Wien) est de l'ordre de $T_s = 5,8 \times 10^3$ K.

Avec une surface S d'environ $6,1 \times 10^{18}$ m², on peut évaluer la puissance rayonnée par le Soleil à partir de la relation de Stefan :

$$P_{\text{Soleil}} = S \cdot \sigma \cdot T_s^4 \approx 3,9 \times 10^{26} \text{ W}$$

La relation d'Einstein permet de calculer la masse perdue par seconde :

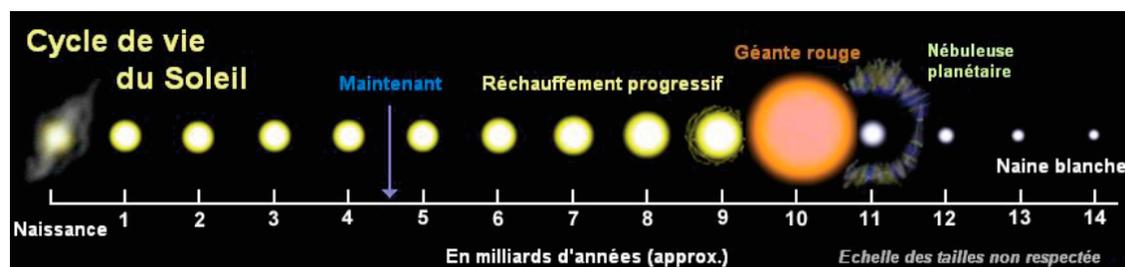
$$\Delta m = \frac{P_s}{c^2} \approx 4,3 \times 10^9 \text{ kg.s}^{-1}$$

Ainsi, le Soleil perd 4,3 millions de tonnes chaque seconde.

Avec un âge de 4,5 milliards d'années, et une durée de vie de 10 milliards d'années, il reste encore près de 5,5 milliards d'années de vie à notre Soleil.

Le Soleil deviendra alors une géante rouge (tout l'hydrogène du centre sera consommé), son rayon sera multiplié par 200 et il absorbera l'orbite de Mercure et celle de Vénus et atteindra celle de la Terre qui sera détruite.

L'évolution du Soleil est schématisée ci-dessous :



Quelques données sur le soleil tel qu'il existe actuellement

Distance moyenne à la Terre	149 597 870,700 km	C'est la valeur d'une Unité Astronomique (ua).
Distance maximale à la Terre	152 100 000 km	Aphélie
Distance minimale à la Terre	147 100 000 km	Périhélie
Rayon équatorial	696 000 km	109 fois la Terre. Le Soleil est aplati aux pôles. L'aplatissement varie avec l'activité du Soleil. Le rayon est connu avec une incertitude de 0,02 %.
Rotation à l'équateur	25,4 jours	La rotation de la surface du Soleil est différentielle, car l'intérieur n'est pas solide. Le noyau par contre tourne comme un solide.
Rotation près des pôles	36 jours	
Masse	$1,9891 \cdot 10^{30}$ kg	Soit 333 000 fois la Terre. Il concentre 99,8 % de la masse du système solaire. La masse du Soleil est connue à 0,02 % près. 10^{60} atomes.
Classe de luminosité	G2	
Luminosité	$3,826 \cdot 10^{26}$ W	Quantité totale d'énergie qu'il rayonne.
Constante solaire	1360 W.m ²	Quantité d'énergie reçue sur Terre sur une surface de 1 m ²
Magnitude absolue	4,83	
Magnitude apparente	-26,74	L'objet le plus brillant du ciel.
Température de surface moyenne	5 800 K	
Température au cœur	15 millions de degrés	
Densité au cœur	150 tonnes.m ⁻³	Soit 150 fois celle de l'eau
Densité moyenne	1,41 tonnes.m ⁻³	0,25 fois celle de la Terre
Pression au cœur	250 milliards d'atmosphères	
Pression en surface	11 200 atmosphères	
Gravité à la surface	274 m.s ⁻²	Contre 9,81 m.s ⁻² sur Terre

Retrouvez éduscol sur



Repères historiques

- 1919 : Perrin suggère que l'énergie des étoiles résulte de la fusion nucléaire.
- 1928 : Gamow découvre l'effet tunnel, qui démontre la probabilité non nulle de réactions nucléaires dans les étoiles.
- 1938 : Bethe, Critchfield et Von Weizsaecker découvrent les chaînes proton-proton et le cycle CNO.
- 1951 à 1953 : Öpik, Salpeter et Hoyle découvrent le mécanisme de combustion de l'hélium.
- 1957 : Cameron, Burbidge, Fowler et Hoyle donnent une vue d'ensemble des processus de nucléosynthèse dans l'Univers.
- 1968 : Davis effectue la première détection de neutrinos émis au cœur du Soleil.

Pour aller plus loin

- L'académie européenne interdisciplinaire des sciences propose un document intitulé « [Formation des systèmes stellaires et planétaires - conditions d'apparition de la vie](#) » (édition EDPsciences).
- Le document intitulé « [La naissance des noyaux](#) » comprend les diapositives présentées par un professeur du département de physique, de génie physique et d'optique de l'université LAVAL de Québec au Canada.
- Le CEA propose un livret thématique intitulé « [L'astrophysique nucléaire](#) ».