

I) Le ciel et l'univers

(Hervé Cottin) – 1h30

A- L'atmosphère de la Terre

B- Le « bestiaire » de l'univers :

Etoiles, planètes, constellations, galaxies / Les échelles (UA/al/pc)

II) L'exploration du Système Solaire

(Hervé Cottin) – 4h30

A- La formation du Système Solaire

B- Les planètes telluriques

C- Les planètes géantes (gazeuses et glacées)

D- Les satellites des planètes géantes

E- Les petits corps / Les impacts

III) Lumière et observations

(Antoine Jolly) – 4h30

A- Le ciel à différentes longueur d'onde - télescope spatiaux et terrestres

B- Corps noir et spectres de raies – classification des étoiles

C- Flux, magnitude et luminosité des étoiles- diagramme de Hertzsprung-Russel

IV) Vie et mort des étoiles

(Antoine Jolly) - 4h30

A- La naissance et l'évolution des étoiles

B- L'énergie des étoiles et la nucléosynthèse

C-

V) Origine de la vie sur la Terre /

(Hervé Cottin) – 3h

La vie ailleurs que sur la Terre ?

A³
PLAN

Cours : 18 h / TD : 9 h / TP : 1h30

D'où vient l'énergie des étoiles ?

La combustion correspond à une énergie chimique. Par exemple la combustion du charbon permet de dégager une énergie de $3.5 \cdot 10^7$ J/kg. Un tas de charbon de $2 \cdot 10^{30}$ kg (masse du soleil) peut fournir $4 \cdot 10^{26}$ W (puissance du soleil pendant6000 ans !!)

La contraction gravitationnelle du nuage interstellaire provoque des collisions entre les particules du gaz et produit une agitation thermique. Une partie de cette énergie cinétique est rayonnée vers l'extérieur. Le nuage continue sa contraction ce qui a pour effet d'augmenter la densité du gaz, donc le nombre de collisions et l'énergie perdue sous forme de rayonnement. On peut calculer que cette source d'énergie suffirait à faire briller le soleil pendant

30 millions d'années.

30 millions d'années !!

- C'est suffisant pour les physiciens du 19ème siècle. Mais certains biologistes de l'époque, s'appuyant sur les théories de l'évolution de Darwin pensent que c'est insuffisant. Ils avaient raison.
- La découverte de la radioactivité par Becquerel puis Pierre et Marie Curie va ouvrir la possibilité d'estimer l'âge des roches terrestres. Le résultat est de 4.6 **milliards d'années**
- **C'est depuis les années 1930 que l'énergie du soleil est attribué à des réactions nucléaires.**

Une réaction nucléaire est une transformation d'un ou plusieurs noyaux atomiques.

L'équilibre entre la gravitation et l'énergie nucléaire

Mais la gravitation joue un rôle primordial dans l'augmentation de la température au cœur des étoiles. En effet au centre des étoiles où la densité est la plus grande, la température atteint 15 millions de Kelvin ce qui permet de déclencher les réactions nucléaires.

L'énergie gravitationnelle d'une étoile dépend principalement de sa masse et de sa composition. L'étoile se stabilise lorsque l'énergie nucléaire compense la contraction gravitationnelle. Cette configuration stable dépend donc uniquement de la masse et de la composition du nuage d'origine. La configuration stable d'une étoile correspond à un point sur la séquence principale du diagramme HR. Les étoiles de masse différentes occupent différents points sur ce diagramme.

Il existe donc une séquence principale car les étoiles s'y stabilisent avec la même composition chimique mais avec différentes masses.

Si les étoiles quittent la séquence principale, c'est que leur composition chimique a changé !!!!!

La composition des étoiles

- Les physiciens recherchent les réactions suffisamment énergétiques pour pouvoir rendre compte de l'énergie produite par le soleil.

Les réactions utilisant les noyaux lourds (à partir du carbone...) sont trop rapides et énergétiquement trop faibles.

La seule réaction envisageable est la fusion de l'hydrogène et l'hypothèse est que les étoiles sont constituées principalement d'hydrogène.

- La composition : 90 % de H, 9 % de He et 1 % d'éléments lourds.

Principal carburant : l'hydrogène

Combien de temps dure le carburant d'une étoile ?

$\text{temps} = \text{énergie disponible} / \text{énergie perdue} = \text{Masse} / \text{Luminosité}$

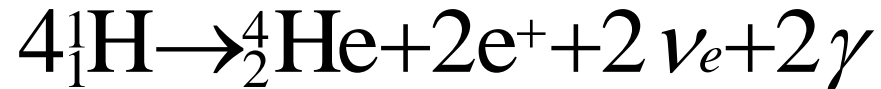
Une étoile 25 fois plus lourde que le soleil est 80000 fois plus lumineuse. Quelle est sa durée de vie sachant que la durée de vie du soleil est 1.10^{10} années ?

$1.10^{10} \times 25/80000 = 3 \cdot 10^6$ années

Les réactions nucléaires

Les grands principes : conservation de l'énergie, de la charge électronique et de la charge baryoniques (nombre de protons ou neutrons)

Bilan de la réaction en chaîne ppI (proton-proton) :

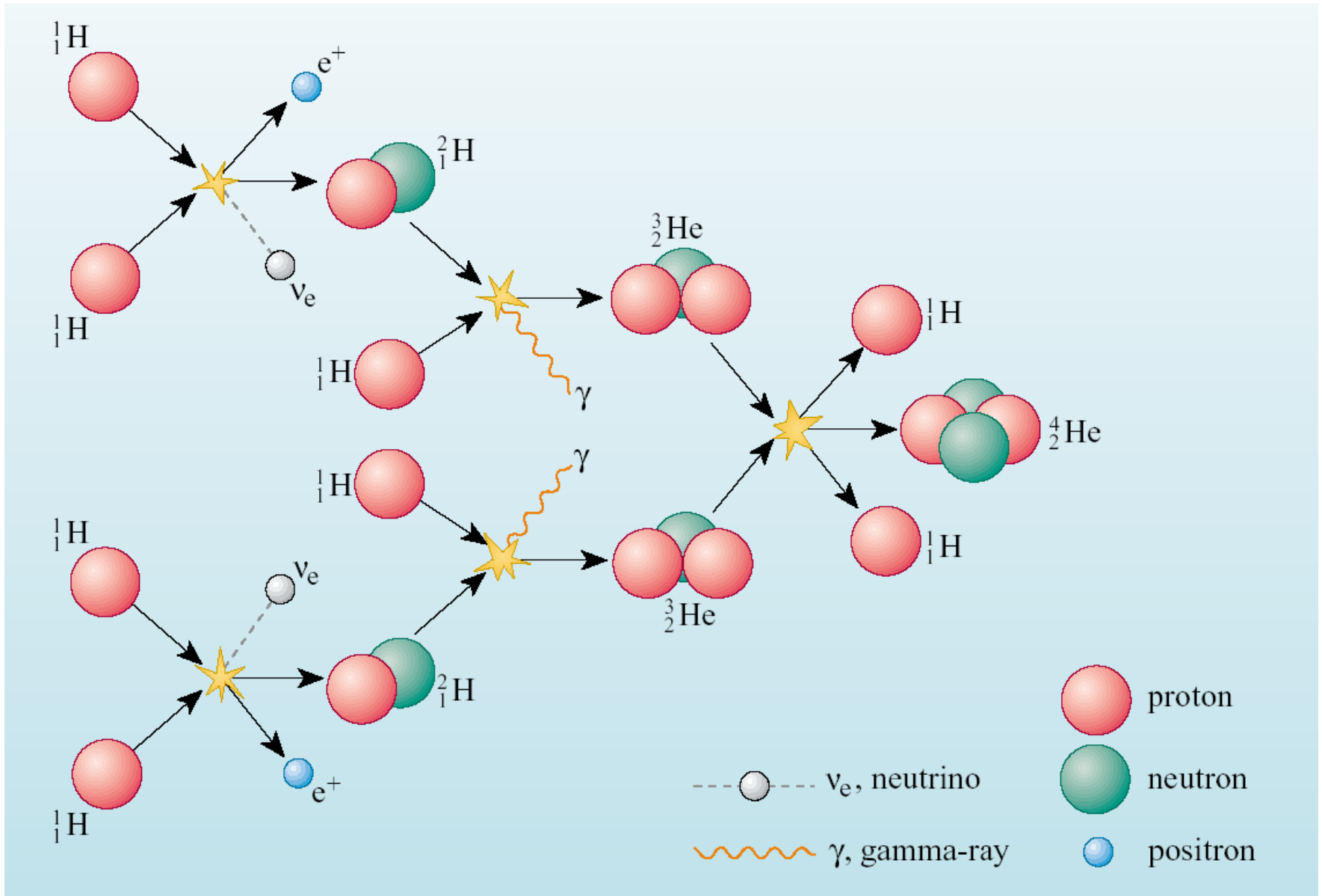


D'où vient l'énergie nucléaire ?

Les particules ont une énergie cinétique de part leur vitesse mais depuis 1905 on sait qu'une **particule de masse m** a aussi une énergie au repos :

$$\mathbf{E = mc^2} \quad (\mathbf{Albert EINSTEIN, 1905})$$

L'énergie nucléaire : la fusion de l'hydrogène



En utilisant la formule d'Einstein et la conservation de l'énergie, peut on calculer la quantité d'énergie émise lors de la fusion de l'hydrogène ?

Pour une première estimation, il est possible de négliger l'énergie cinétique et l'énergie des neutrinos et considérer uniquement les énergies au repos.

La masse d'un électron ou positron est $9.11 \cdot 10^{-31}$ kg,

La masse du noyau d'H est $1.673 \cdot 10^{-27}$ kg,

la masse du noyau d'Hélium est $6.645 \cdot 10^{-27}$ kg

Quel est le taux de répétition des réactions nucléaires nécessaires pour atteindre la puissance du soleil soit $4 \cdot 10^{26}$ J.s⁻¹ ?

$$4 m(\text{H})c^2 - m(\text{He})c^2 = 9 \cdot 10^{16} (4 \times 1.673 - 6.645) 10^{-27} \\ = 4.23 \cdot 10^{-12} \text{ J}$$

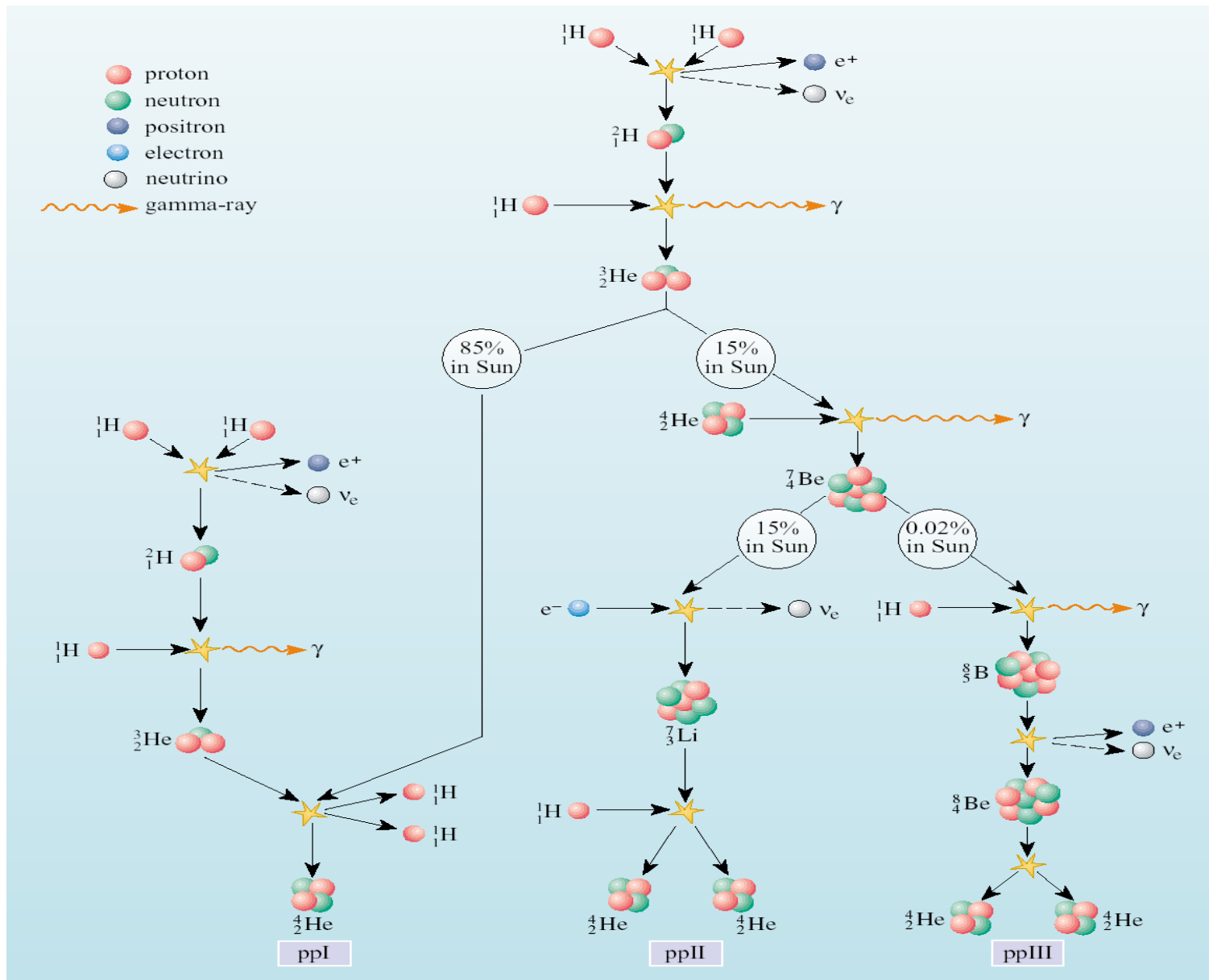
$$4 \cdot 10^{26} / 4.23 \cdot 10^{-12} = 9.4 \cdot 10^{37} \text{ s}^{-1}$$

Quelle est la consommation annuelle du soleil ?

$$4 \times 9.4 \cdot 10^{37} \times 1.673 \cdot 10^{-27} = 6.3 \cdot 10^{11} \text{ kg/s} \Rightarrow 2 \cdot 10^{19} \text{ kg/an} = M_{\text{sol}}/10^{11}$$

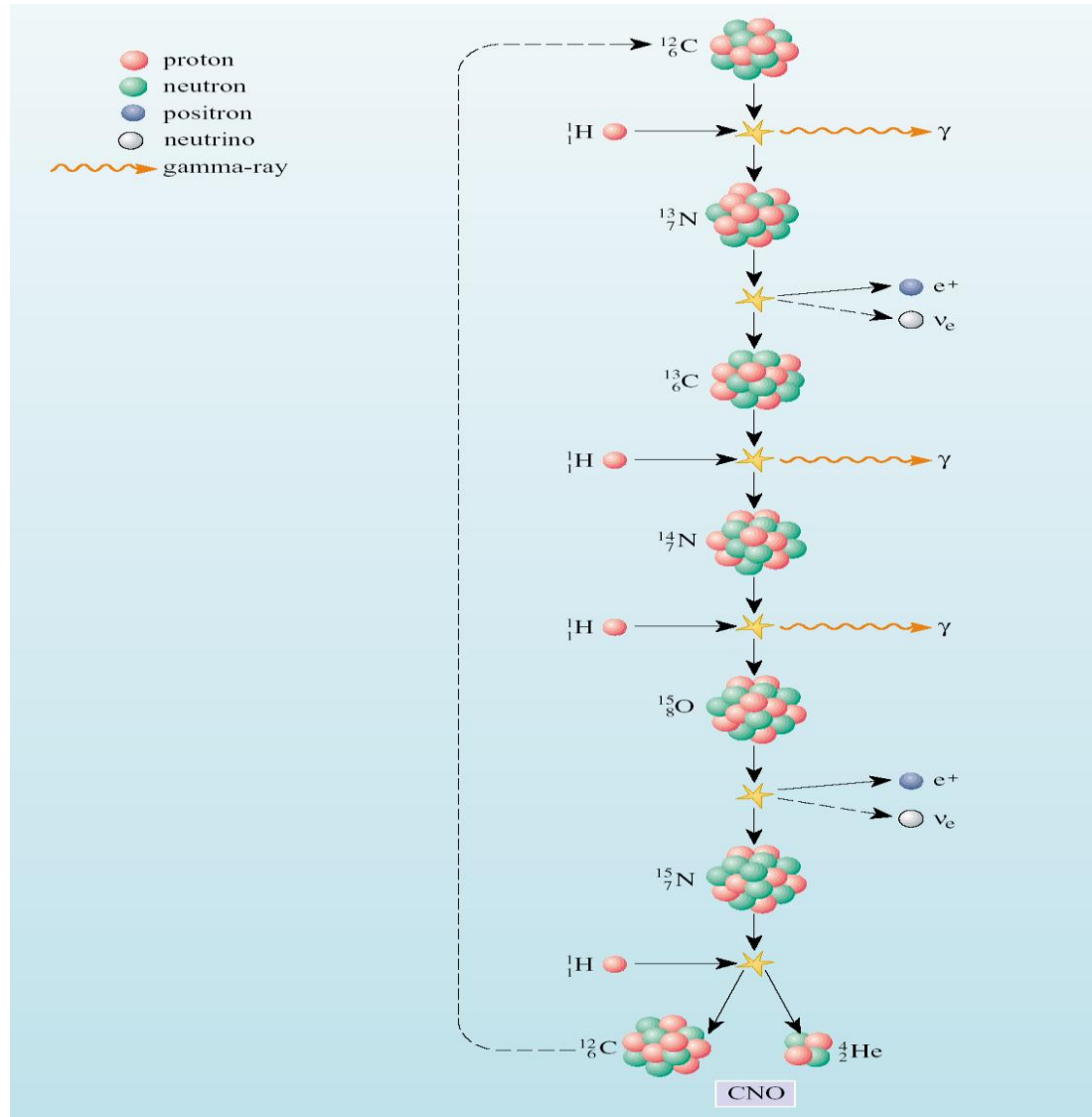
Les réactions protons-protons

Plusieurs réactions en chaîne qui suivent les lois de conservation sont possible :



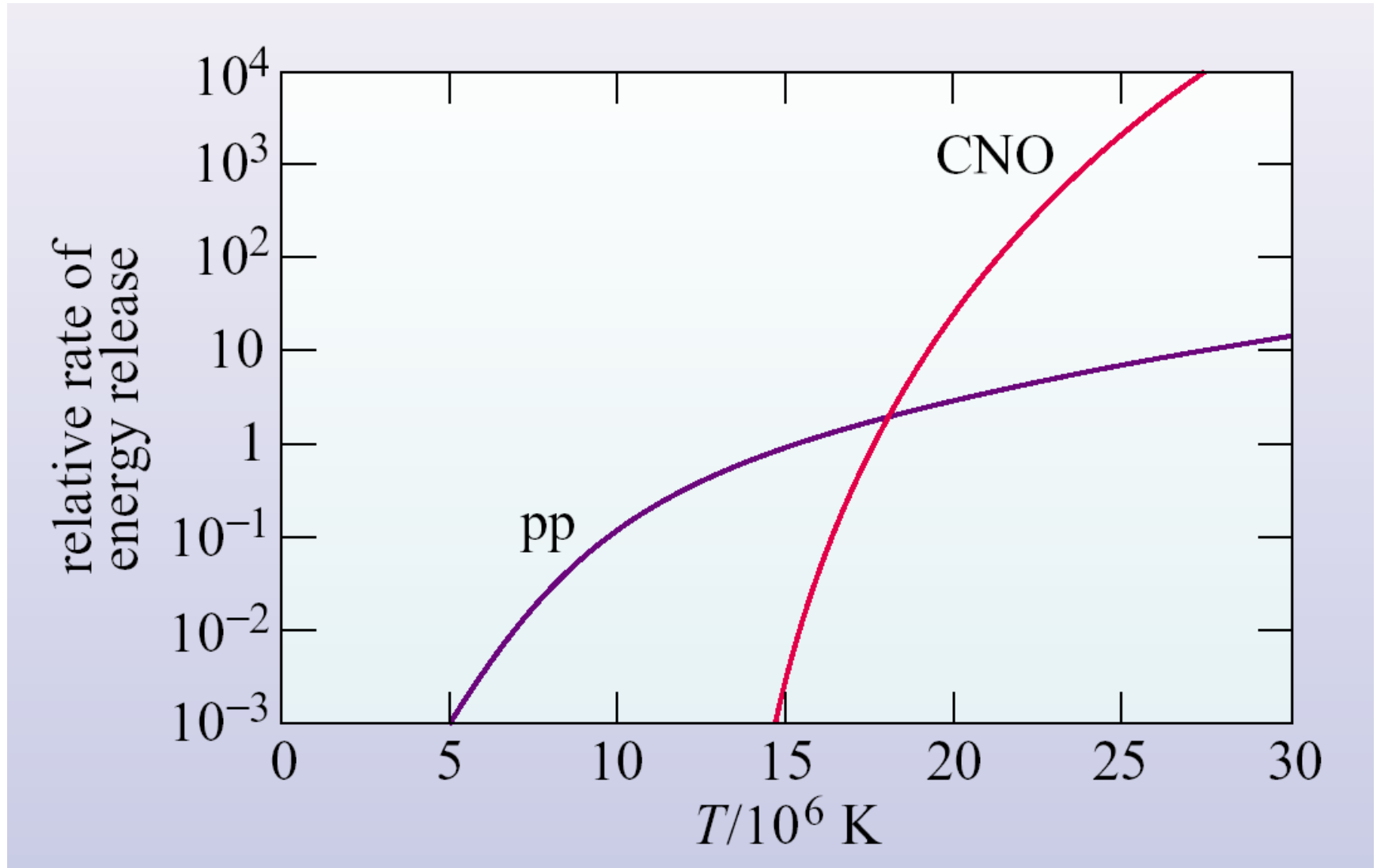
Le cycle CNO

Le cycle CNO permet de fusionner l'hydrogène en hélium : C, N, O (produit par les générations stellaires précédentes) servent de catalyseur à la réaction. Leur abondance est très faible mais indispensable à cette réaction en chaîne.

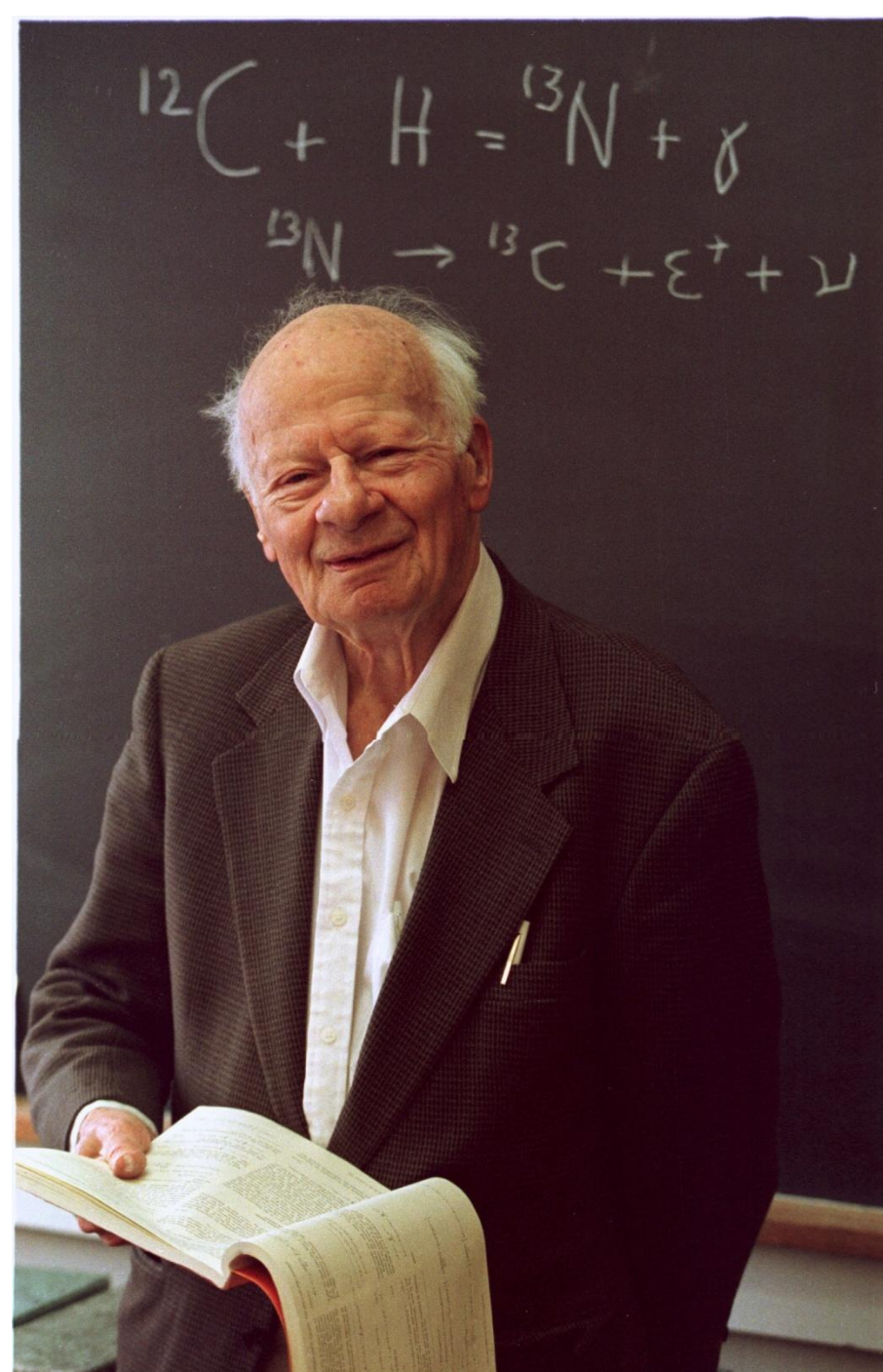


La concurrence entre pp et CNO

L'énergie dégagée par le soleil est entièrement dû à la chaîne pp car la température du cœur du soleil est $15 \cdot 10^6$ K. Les étoiles plus grosses et plus chaudes dégagent plus d'énergie grâce à la chaîne CNO



Hans Albrecht Bethe était un physicien d'origine allemande, né le 2 juillet 1906 à Strasbourg alors ville allemande, et mort le 6 Mars 2005 à Ithaca, New York. Il s'exila d'Allemagne en 1933 pour s'installer définitivement aux États-Unis en 1935. Il fut lauréat du prix Nobel de Physique en 1967 pour sa contribution à la compréhension de la production d'énergie dans les étoiles



La panne de carburant : la phase géante rouge

Lorsque l'hydrogène du cœur de l'étoile devient insuffisant pour équilibrer la gravitation la contraction gravitationnelle reprend et la température augmente :

- l'hydrogène frais autour du cœur devient suffisamment chaud pour fusionner.
- L'Hélium du cœur fusionne à son tour ($T > 10^8$ K).
- L'étoile quitte la séquence principale

Pour une étoile comme le soleil

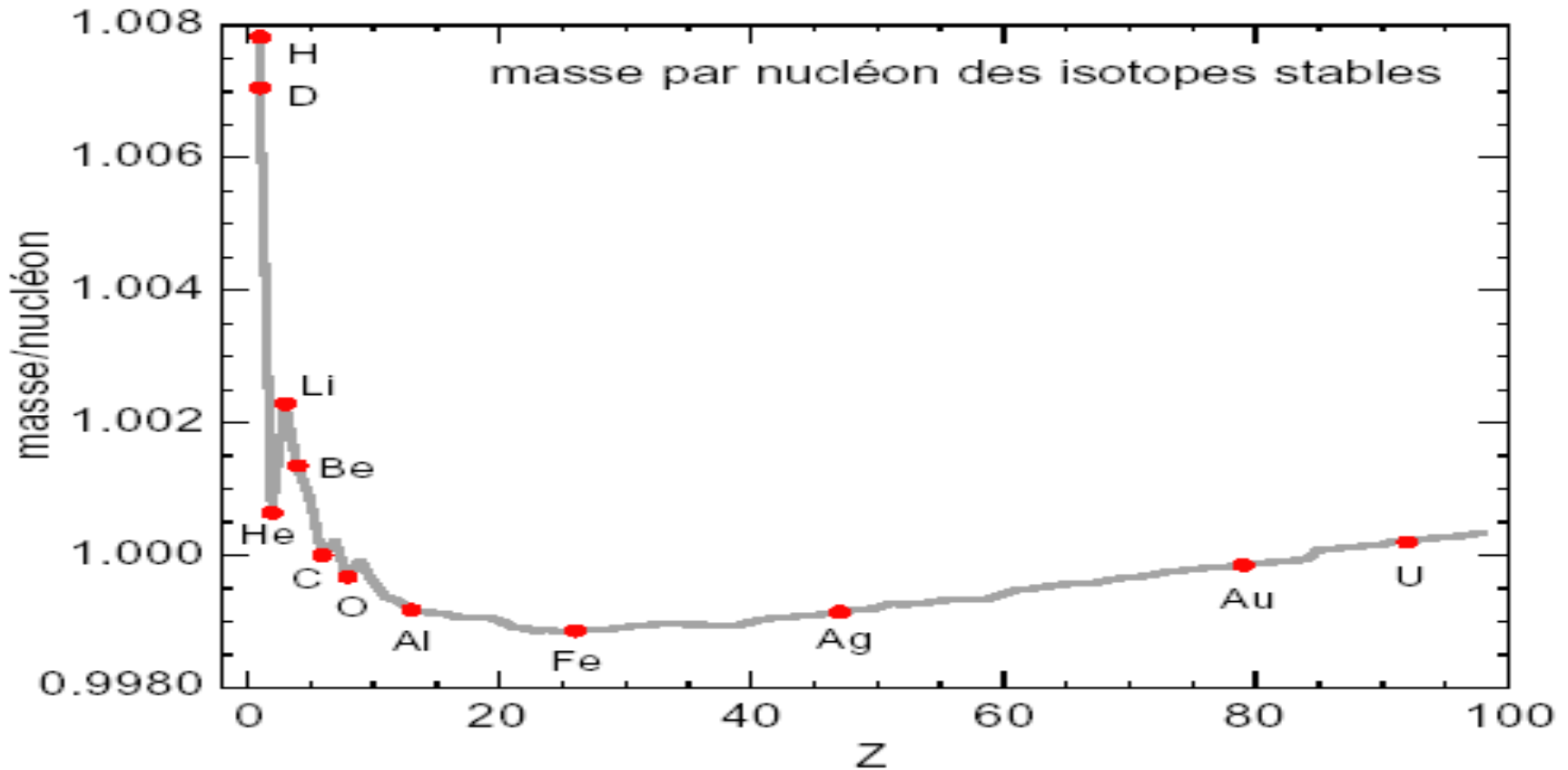
- Le cœur de l'étoile s'effondre à 1/50 de sa taille.
- Le diamètre de l'étoile augmente d'un facteur 10.
- La température de surface descend à 3500 K et la couleur devient rouge !!

La réaction nucléaire qui fusionne l'Hélium s'appelle Triple α (3α) :



L'énergie dégagée par ce processus est 10 fois plus faible que celle dégagée par la fusion de l'Hydrogène. En conséquence, ce processus dure 10 fois moins longtemps et rapidement la contraction de l'étoile reprend car l'Hélium devient rare !!!

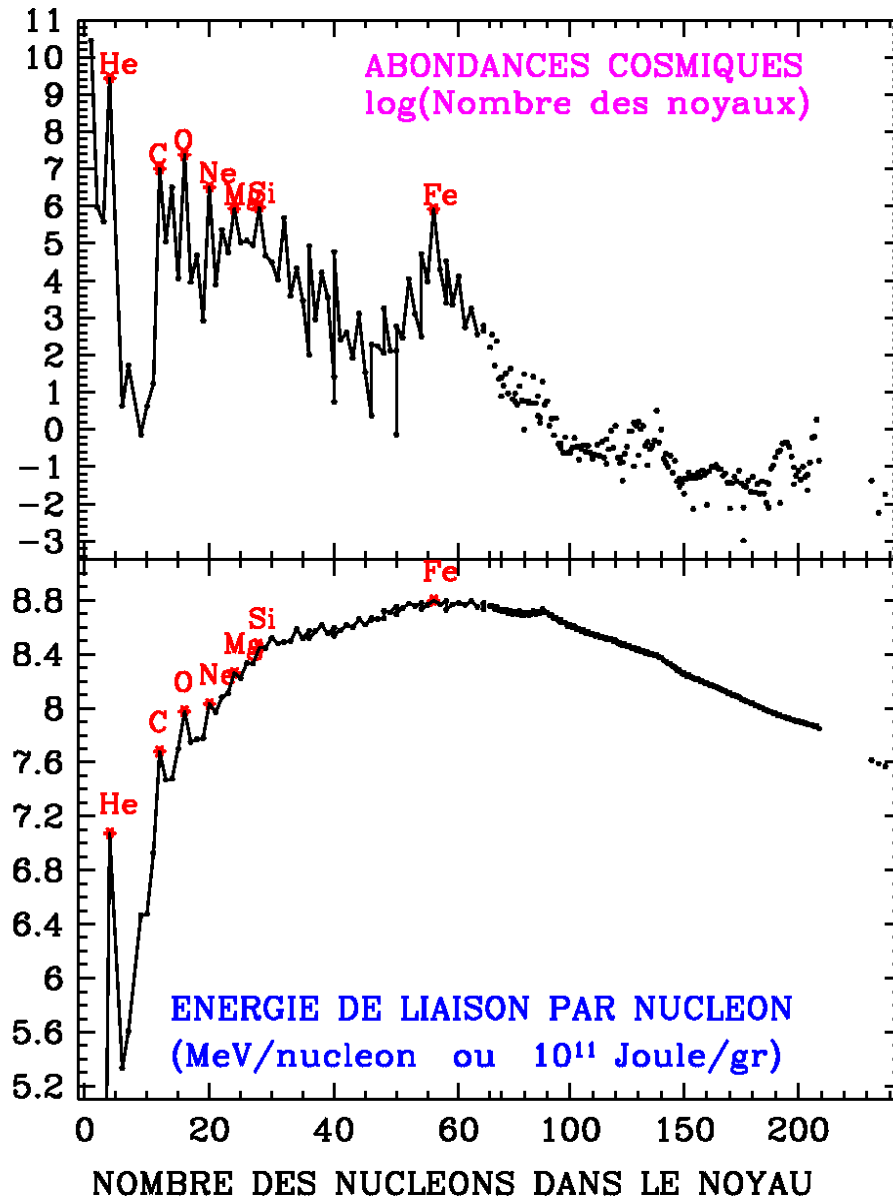
La fusion nucléaire



La fusion de deux noyaux va dégager de l'énergie lorsque la somme de leurs énergies au repos est supérieur à l'énergie au repos du noyau résultant.

La fusion de deux noyaux légers pour former un noyau plus lourd dégage de l'énergie jusqu'à la production du fer (Fe, $Z=26$, $A=56$). L'énergie du fer par nucléon est la plus faible – il est le noyau le plus stable. La fusion d'éléments plus lourd que le Fer n'est pas possible dans les étoiles car l'énergie dégagée est indispensable à maintenir la stabilité de l'étoile.

La nucléosynthèse et l'abondance cosmique



Les atomes les plus abondants sont aussi ceux qui ont la plus grande énergie de liaison nucléaire

La fusion jusqu'au Fer

- Production d'Oxygène par capture de particule α à partir du carbone.
- La fusion du carbone produit Mg, Na, Ne
- La fusion de l'oxygène produit du silicium
- Le silicium ne fusionne pas avec lui avec H et He et les éléments plus léger pour former S, Ar, Ca jusqu'au Fer.

La durée des fusions

Etoile 25 fois la masse solaire

