

Astrophysique

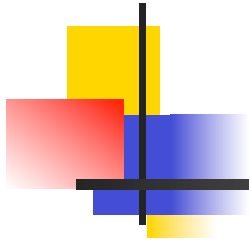
11 – La structure des étoiles



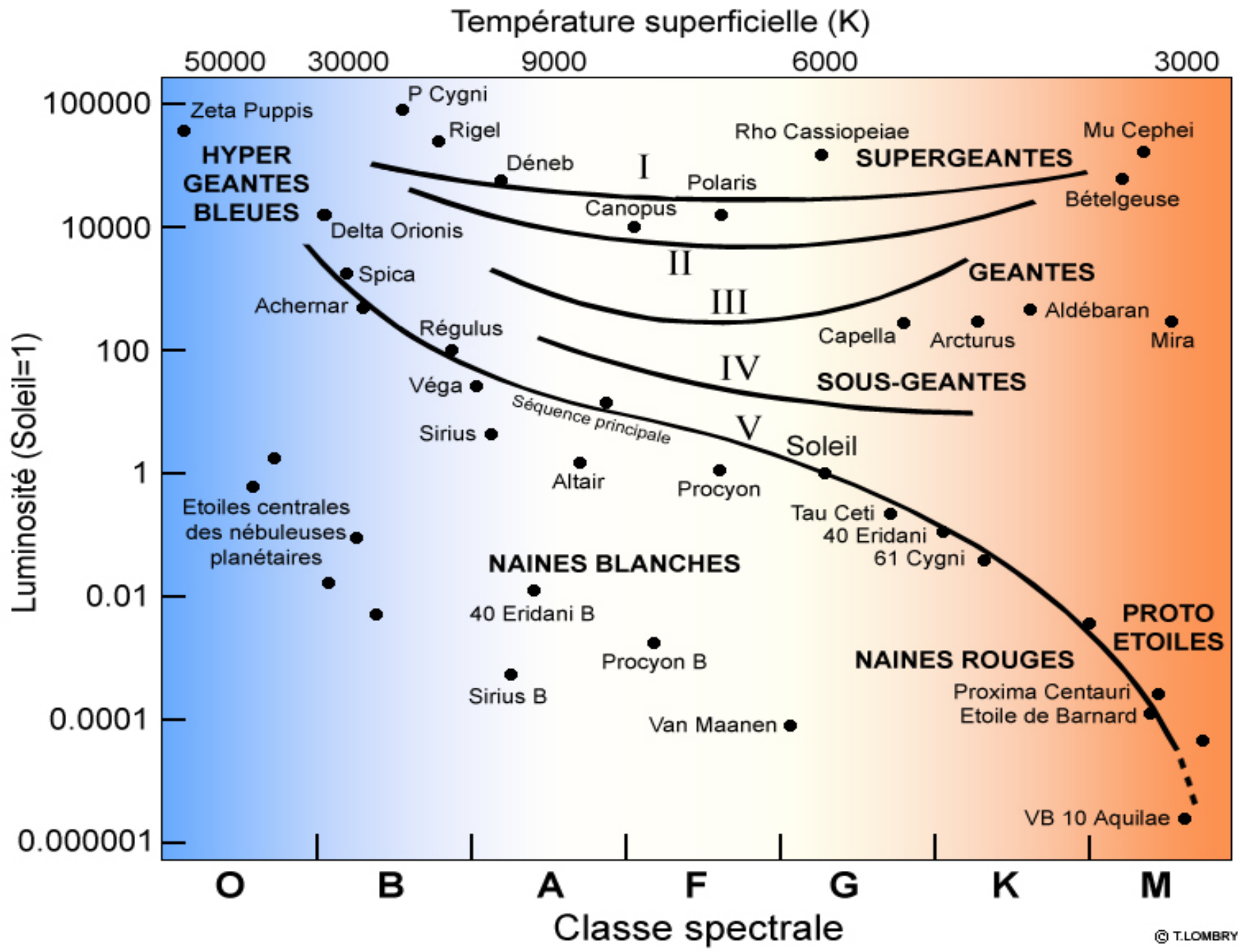
Alain Bouquet

Laboratoire AstroParticule & Cosmologie

Université Denis Diderot Paris 7, CNRS, Observatoire de Paris & CEA

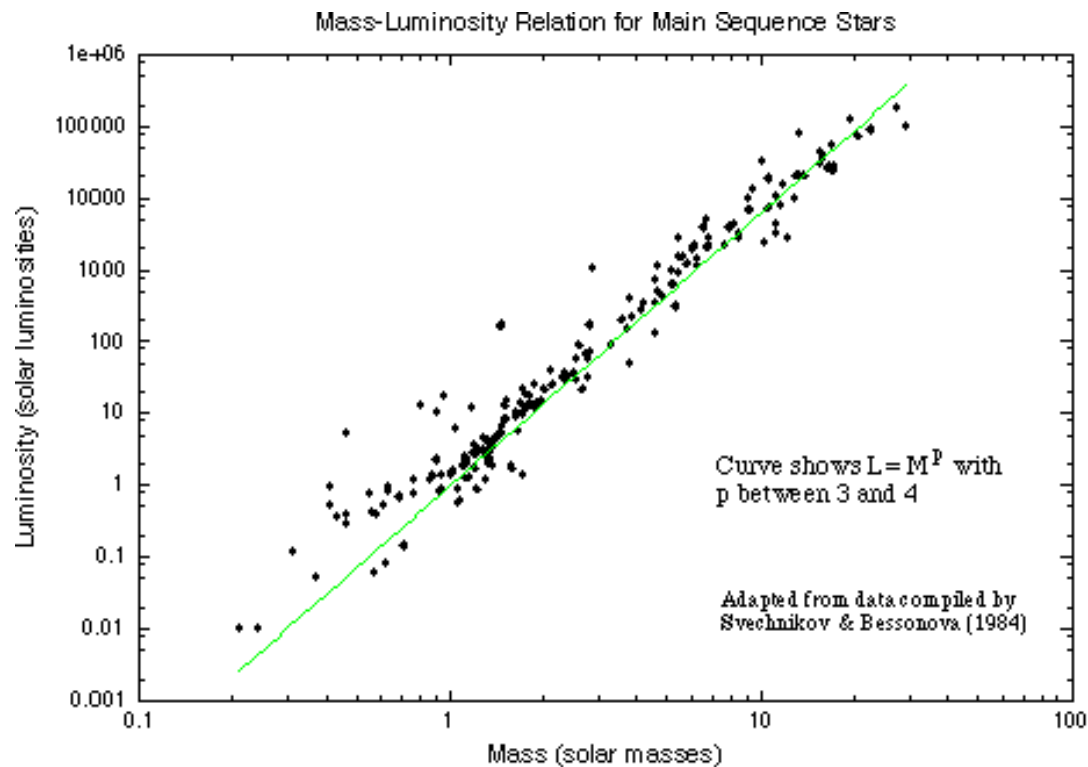


LA MASSE EST LE PREMIER PARAMÈTRE



Relation masse - luminosité

- $L \sim M^4$ sur la séquence principale
- Relation naturelle?
- L'exposant vient de la dépendance forte des réactions nucléaires avec la température





Corollaire : durée de vie approximative des étoiles

- Les étoiles ne sont pas éternelles

- $L/L_{\odot} = (M/M_{\odot})^4$

- $\rightarrow t/t_{\odot} = (M/M_{\odot})^{-3}$

- Numériquement

Masse (M_{\odot})	Durée de vie (millions d'années)	Type spectral
0,1	1 000 000	M7
1	10 000	G2
1,5	3 000	F5
3	370	A5
10	32	B4
30	11	O7
60	3	O3

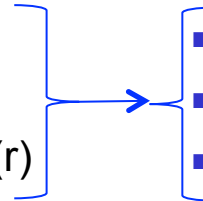
- Approximatif car

- La relation masse - luminosité n'est pas réellement une loi de puissance (l'exposant 4 devient ~ 3 pour les masses $> 20 M_{\odot}$)
- Une fraction seulement de la masse d'hydrogène peut être convertie en hélium

Théorème de Vogt-Russell

■ *Si*

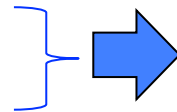
- Température $T(r)$
- Densité $n(r)$
- Composition chimique $X(r)$, $Y(r)$ et $Z(r)$



- Pression $P(r)$
- Opacité $\kappa(r)$
- Taux d'énergie produite $\epsilon(r)$

■ *Alors*

- **Masse initiale**
- Composition chimique initiale

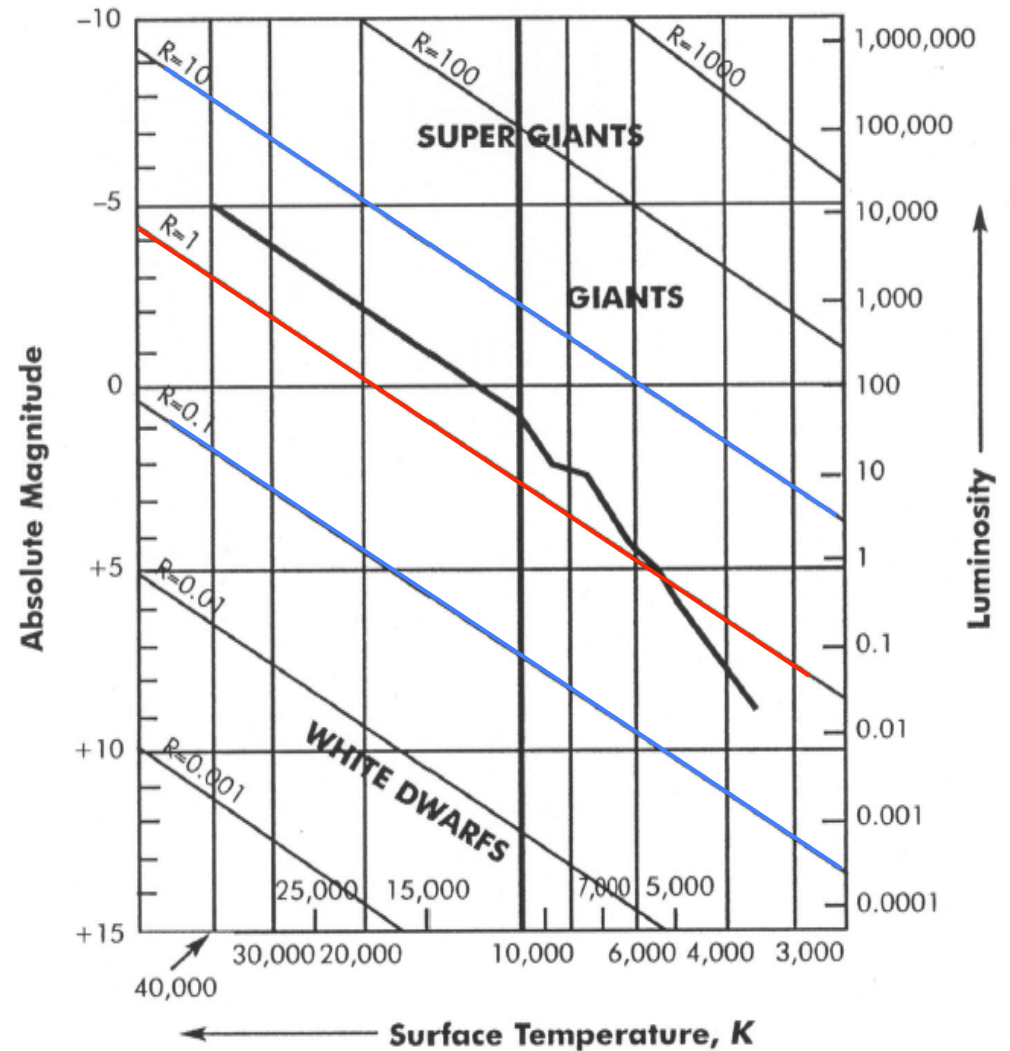
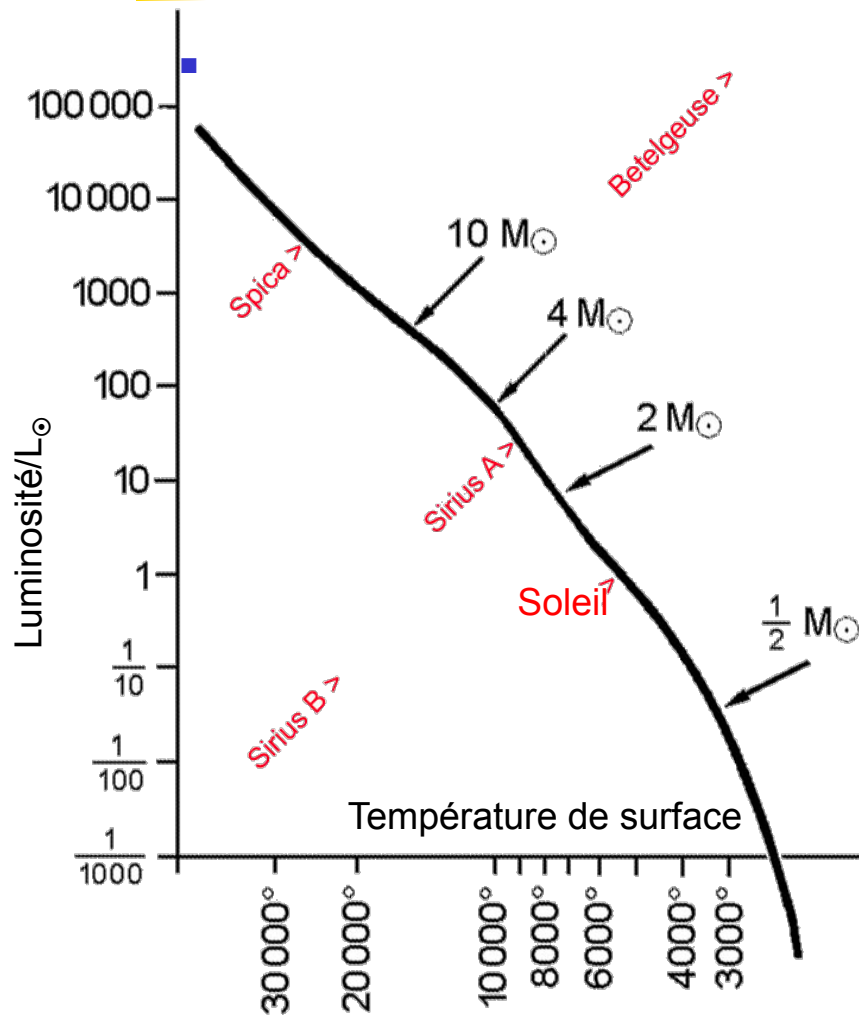


- Structure de l'étoile
 - Profil de température
 - Profil de densité
 - Profil de composition chimique
 - → température de surface
 - → rayon total
 - → Luminosité totale

- → relation masse - rayon
- → relation masse - luminosité

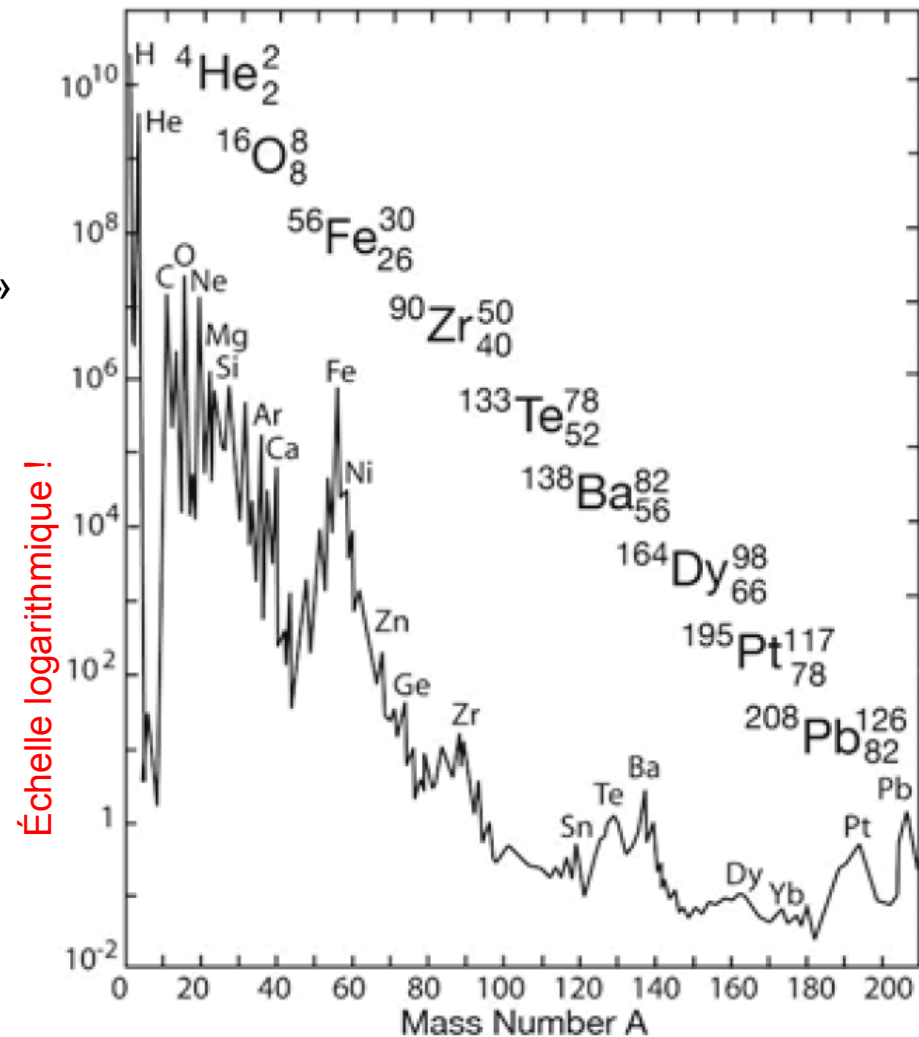
- et toute son évolution

Diagramme HR théorique



La « métallicité » est le second paramètre

- Les étoiles sont essentiellement formées
 - d'hydrogène à 90% (73% en masse)
 - d'hélium à 9% (25% en masse)
- et d'éléments plus lourds, les « métaux »
 - Carbone
 - Azote
 - Oxygène
 - Néon
 - Magnésium
 - Silicium
 - Fer et nickel
- en proportions TRÈS variables
 - Étoiles « riches » $Z \sim 0,02$
 - Étoiles « pauvres » $Z \ll 0,001$



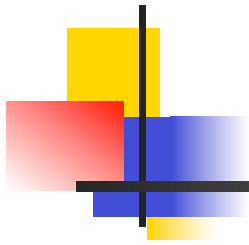


Métallicité

- Plus précisément, si on définit
$$[Fe/H] = \log_{10} \left(\frac{N_{Fe}}{N_H} \right)_{star} - \log_{10} \left(\frac{N_{Fe}}{N_H} \right)_{sun}$$
- $[Fe/H] > -1 \rightarrow$ étoiles de **Population I** (riches en métaux)
 - Soleil (par définition $[Fe/H] = 0$)
 - Bras spiraux des galaxies
 - Âge inférieur à 10 milliards d'années
- $[Fe/H] < -1 \rightarrow$ étoiles de **Population II** (pauvres en métaux)
 - Bulbe et halo des galaxies spirales
 - Amas globulaires
 - Galaxies elliptiques
 - Âge supérieur à 10 milliards d'années
- $[Fe/H] < -6 \rightarrow$ étoiles **hypothétiques de Population III** (aucun métal)
 - Elles seraient les toutes premières étoiles formées après le big bang

L'étoile la plus pauvre connue a une métallicité $[Fe/H] = -5,6$ (300 000 fois moins que le Soleil)

Attention ! Chronologiquement, la Pop III précède la Pop II qui précède la Pop I



STRUCTURE INTERNE

Équilibre ou pas ?

- Une étoile est en équilibre mais n'est pas statique

Le plus souvent métastable
Parfois instable (variables, supernovae)

La composition chimique change du fait des fusions
→ changement des densités, températures et pressions
→ changement de la luminosité et du rayon
→ changement éventuel de la masse (vent stellaire)

- Une question d'échelles de temps à comparer

- Échelle gravitationnelle (temps de chute libre) $t_g \sim 1/\sqrt{G\rho}$
- Échelle radiative (temps mis par un photon à quitter l'étoile)
- Échelle nucléaire (durée de fusion de H, He, C, etc.)

Dépend TRÈS fortement de la température
→ donc de la masse de l'étoile
→ fusion H de 1 million à 100 milliards d'années
→ fusion He de 10 000 ans à 100 millions d'années
→ fusion C de 1 an à 1000 ans

Dépend de l'opacité du milieu
typiquement ~ million d'années

Durée d'un réajustement gravitationnel
 $\sim 1 \text{ heure} / \sqrt{(\rho/1\text{g/cm}^3)}$



Un problème tout simple

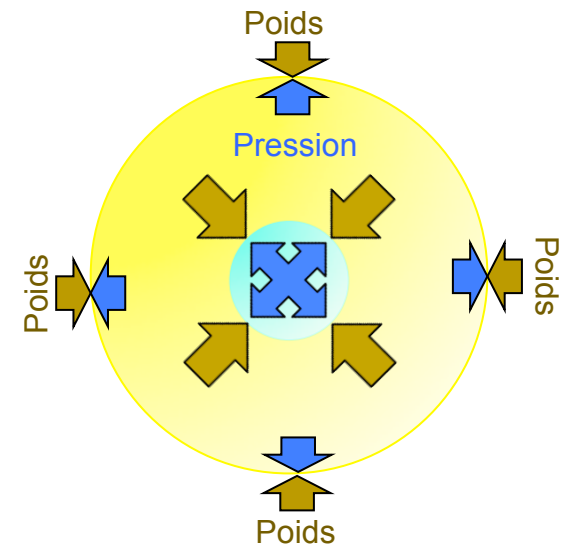
- On avait une bonne idée de la structure des étoiles bien avant de connaître la source (nucléaire) de leur énergie
- Une étoile, ce n'est que du gaz (pas de solide ou de liquide à température > 3000 K)
- La physique des gaz est déterminée par 3 paramètres (pour une composition chimique donnée) :
 - Température T
 - Pression P
 - Densité n
- reliés par une équation d'état
- Pour un gaz parfait $P = n k T$
- → reste à trouver les deux équations manquantes pour déterminer T , P et n
 1. Équilibre hydrostatique relie pression et densité [hélas via une intégrale]
 2. Équilibre radiatif relie température et densité [hélas très indirectement]

Complications

- L'équation d'état n'est pas vraiment celle d'un gaz parfait
 - Termes correctifs quand la densité augmente
 - Le gaz est presque entièrement ionisé → effets électromagnétiques (MHD)
 - Les ions et les électrons sont des fermions → principe d'exclusion de Pauli
 - → dégénérescence → pression de Fermi
- L'équilibre hydrostatique relie le **gradient** de la pression $P(r)$ à distance r du centre à la **masse** totale $M(r)$ contenue dans le rayon r

$$\partial P / \partial r = G M(r) \rho(r) / r^2$$

- Le transfert d'énergie par rayonnement dépend de l'**opacité**, qui dépend elle-même de la température, de la densité et surtout de la **métallicité** locale



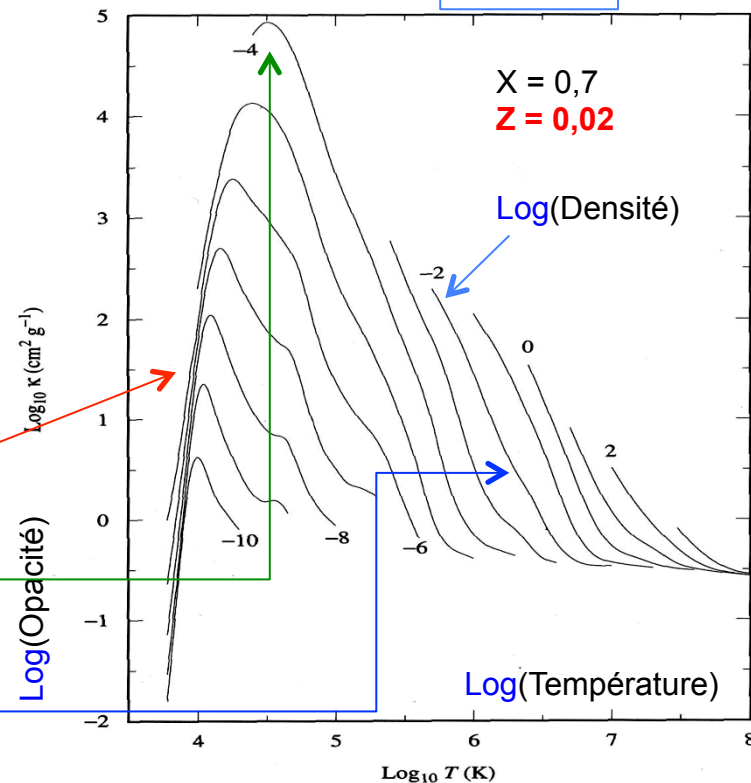
Opacité

- Dans un milieu absorbant la lumière (comme un gaz ionisé), une épaisseur ∂x de matière absorbe une fraction constante $\partial I = \{\kappa \rho \partial x\} I$ de l'intensité lumineuse I

$$\rightarrow I(x) = I(0) \exp\{-\kappa \rho x\}$$

opacité

- Cette opacité dépend
 - De la longueur d'onde λ du rayonnement
 \rightarrow valeur moyennée sur une distribution de corps noir à température $T \rightarrow \kappa(T)$
 - De la présence de métaux (\rightarrow raies d'absorption intenses)



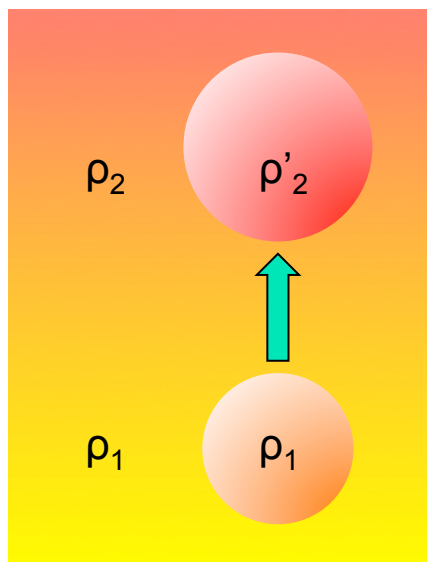
$T \nearrow$ ionisation $H \nearrow$ opacité \nearrow

Pic = ionisation H complète

Décroissance : photons d'énergie trop grande pour être absorbés

Transfert d'énergie : convection ou rayonnement ?

- La question n'est pas simple
 - Emden (1907) : transport d'énergie dans les étoiles par convection
 - Schwarzschild (1906) montre l'importance du transfert radiatif → Eddington (1926) en fait l'unique mécanisme de transfert
 - En fait les deux sont présents, l'un ou l'autre dominant **selon le gradient de température**
- Critère de Schwarzschild



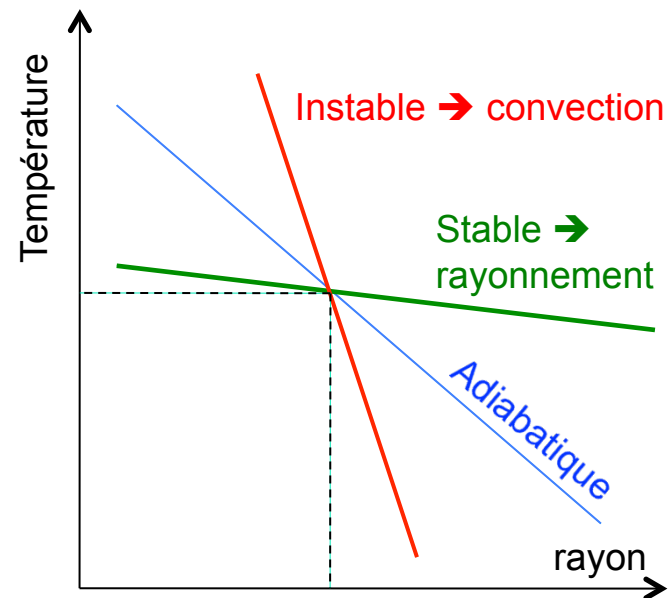
Petite bulle de gaz déplacée

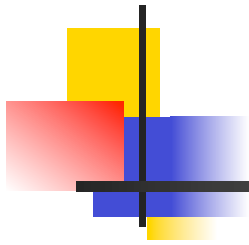
Sa densité passe de ρ_1 à ρ'_2 dans un milieu qui lui passe de ρ_1 à ρ_2

Si $\rho'_2 < \rho_2 \rightarrow$ instabilité \rightarrow convection

Relation **adiabatique** $T = \rho^{\gamma-1}$ entre température et densité

\rightarrow instabilité si la température varie « trop » vite

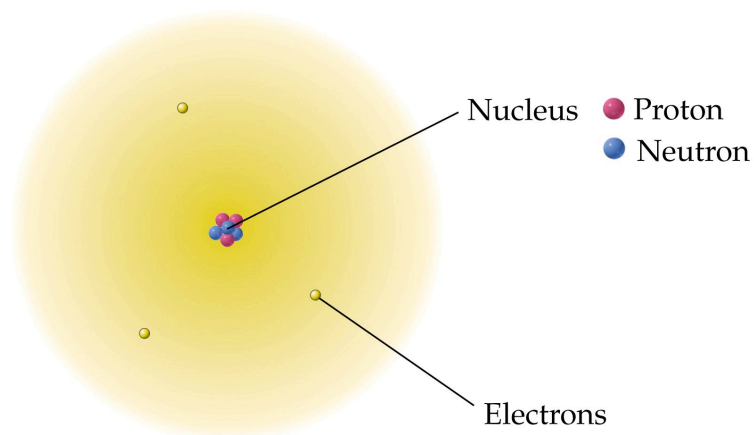




FUSIONS NUCLÉAIRES

Bases de physique nucléaire

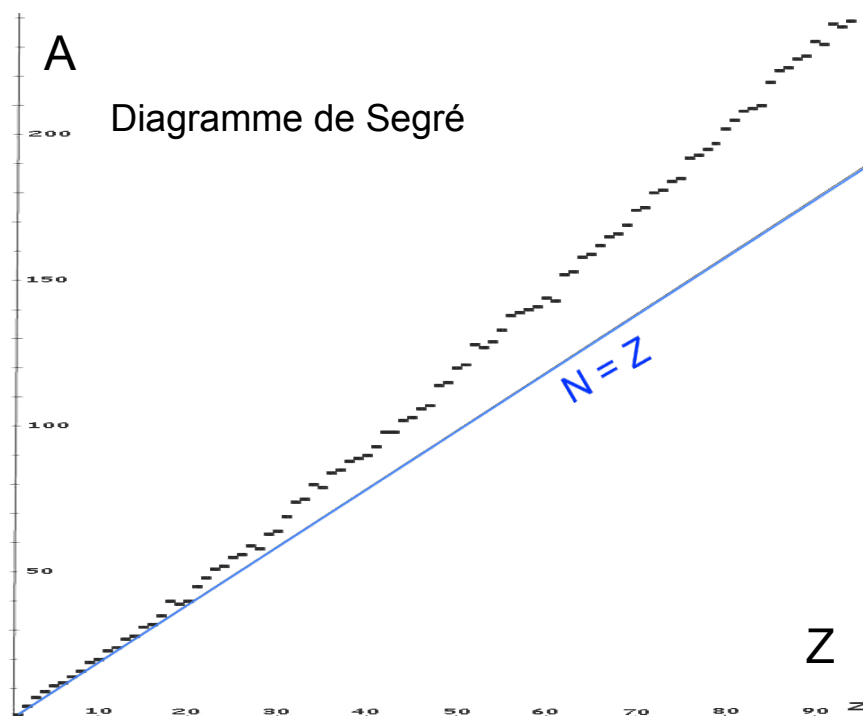
- La matière est formée de **molécules**, elles-mêmes composées d'**atomes**



- Un atome est un nuage de Z électrons (Z = numéro atomique) entourant un **noyau**, assemblage de Z **protons** et de N **neutrons** (nombre de masse $A = Z + N$)
 - $Z = 1 \rightarrow$ hydrogène H
 - $Z = 2 \rightarrow$ hélium He

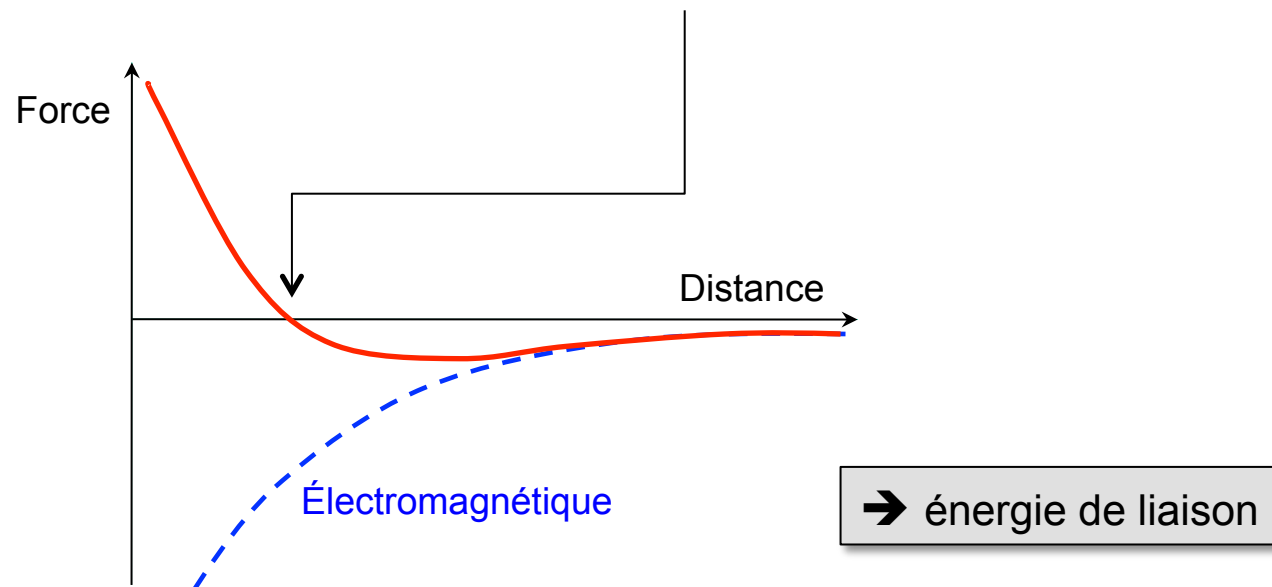
- Pour chaque élément chimique de Z donné, seules certaines valeurs de N sont possibles (**isotopes**)

- $Z = 1 \rightarrow N = 1, 2$ ou 3 H, D= ^2_1H , T= ^3_1H
- $Z = 2 \rightarrow N = 1$ ou 2 ^3_2He , ^4_2He



Les forces dans le noyau

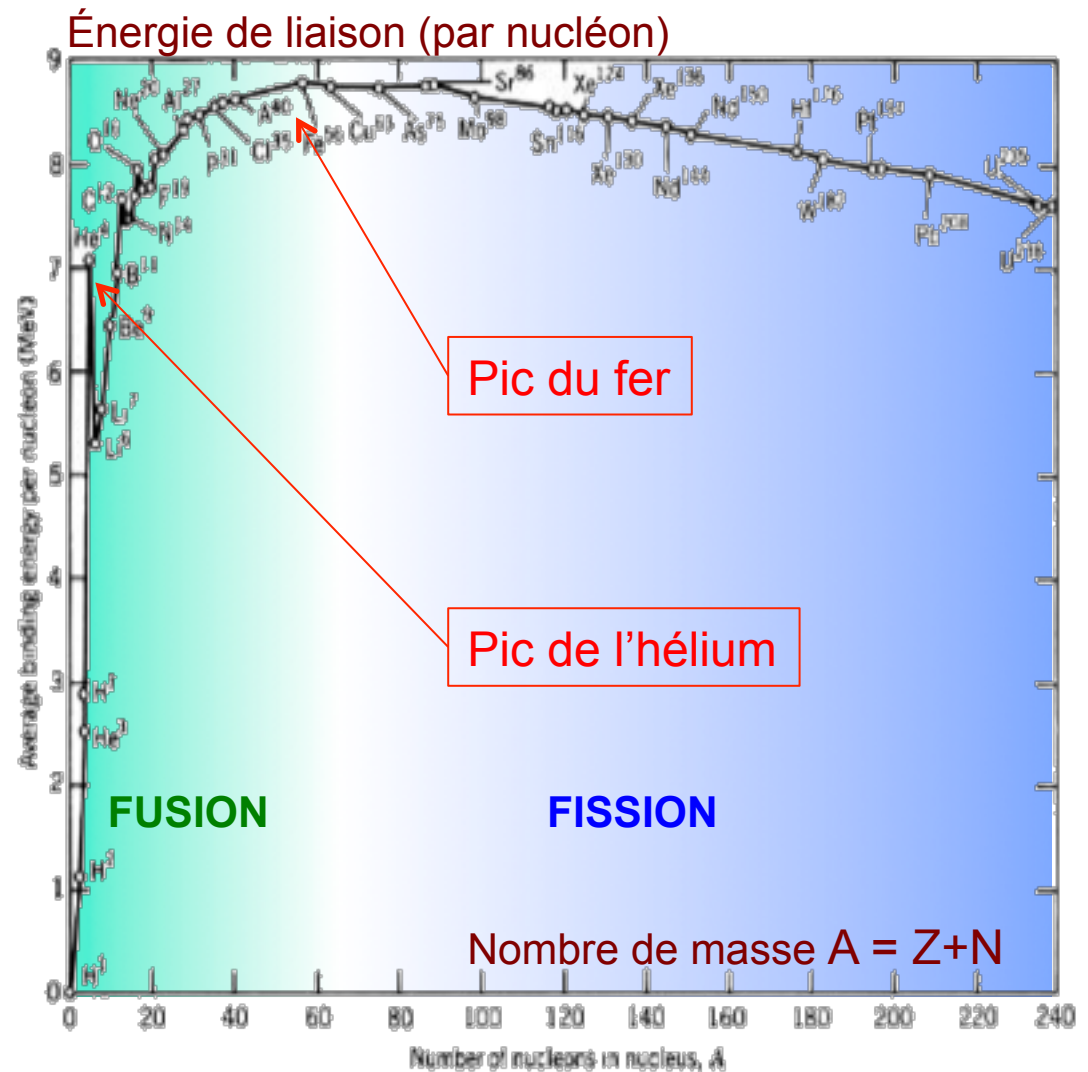
- Les neutrons n'ont pas de charge électrique
- Tous les protons ont la même charge électrique positive $+e$ → forte **répulsion** électrostatique
 - loi de Coulomb $F = e^2/r^2$
- Cohésion du noyau → force **nucléaire attractive**
- Portée nécessairement très courte (→ fixe la taille du noyau \sim fermi = 10^{-15} m)



Énergie de liaison, fusion et fission

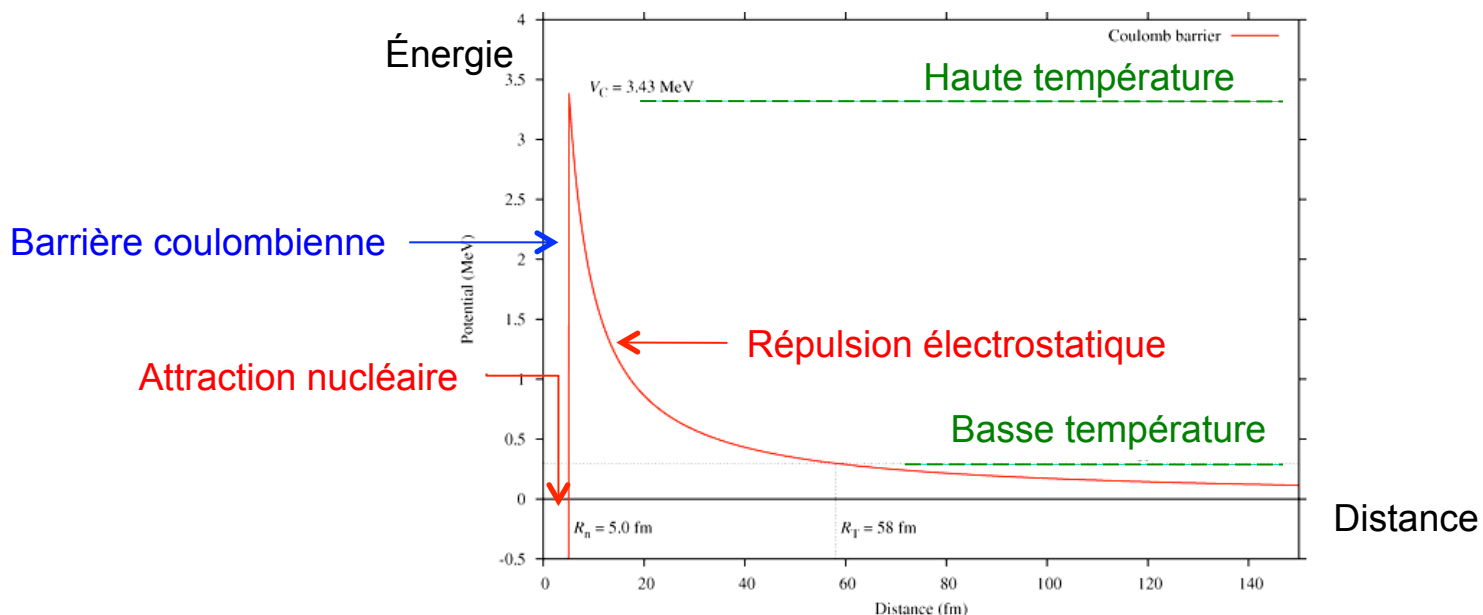
- La masse d'un noyau est inférieure à la masse de ses constituants (Francis Aston)

$$M(Z,N) < Z.m_{\text{proton}} + N.m_{\text{neutron}}$$
- Défaut de masse \rightarrow énergie de liaison $E = \Delta M c^2$
- Il faut apporter de l'énergie à un noyau pour le dissocier
- $M_{\text{He}} < 4 m_{\text{proton}} \rightarrow$ énergie des étoiles ?
- Eddington



Fusion thermonucléaire

- Les noyaux ont tous une charge électrique positive → répulsion électrostatique
- Il faut que les noyaux soient très proches (~ quelques fermis) pour que l'attraction nucléaire prenne le dessus → « barrière coulombienne »



→ énergie cinétique requise $\frac{1}{2}mv^2 \sim kT \sim Z_1Z_2e^2/r \rightarrow T \sim 10$ milliards de kelvins

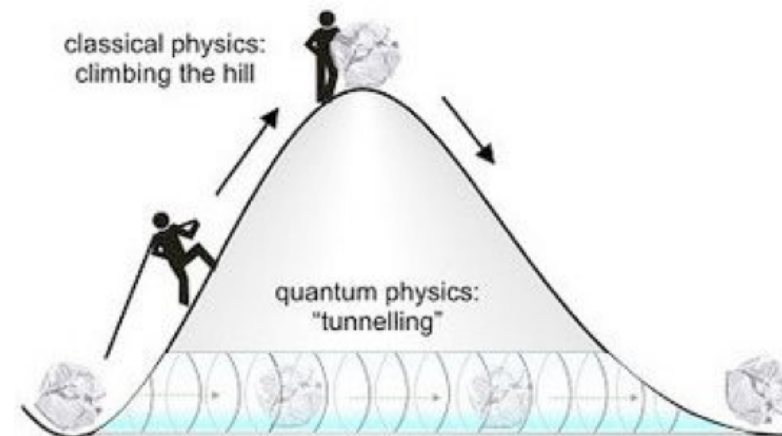
La température centrale des étoiles est de l'ordre de 10 millions de kelvins

Gamow et l'effet tunnel



- Quantiquement, une particule (ou un noyau) n'est pas localisée
- Elle est décrite par une fonction d'onde **étendue**, dont une partie est de « l'autre » côté de la barrière
- L'amplitude de cette partie diminue **exponentiellement** avec la hauteur de la barrière

- → la probabilité de réaction varie exponentiellement avec la hauteur de la barrière
- → **TRÈS forte dépendance en température**



- « Barrière coulombienne » $Z_1 Z_2 e^2 / r$ plus haute pour noyaux plus lourds ($\Leftrightarrow Z$ grand)
- → plus les noyaux sont lourds, plus leur fusion est difficile et **plus la température requise est élevée**

Energy Production in Stars*

H. A. BETHE

Cornell University, Ithaca, New York

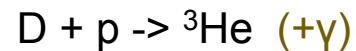
(Received September 7, 1938)

Chaînes proton-proton

- La première étape est la fusion de deux protons (noyaux d'hydrogène)



- suivie de la fusion de ce deutérium et d'un proton



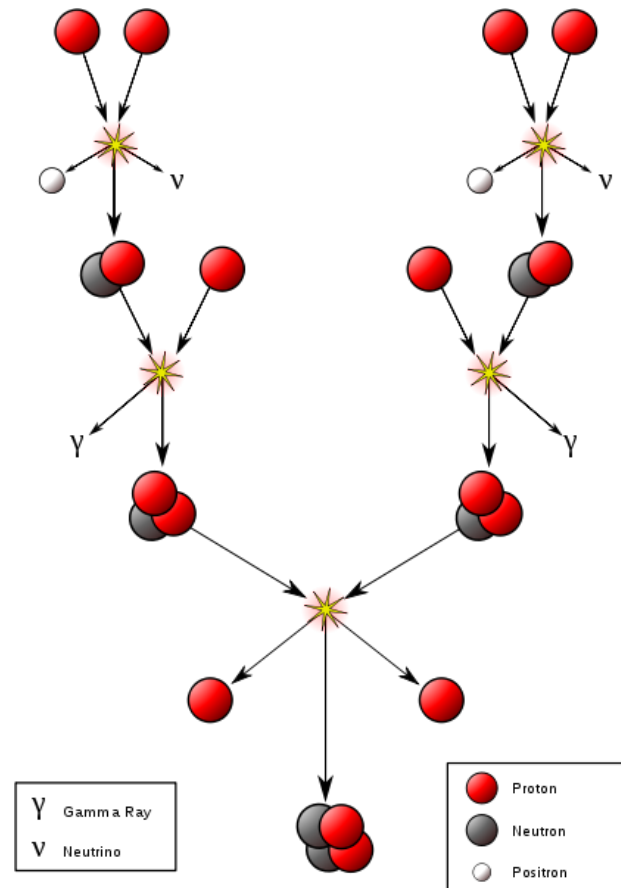
- Enfin 2 noyaux d'hélium 3 fusionnent en hélium 4

- D'autres réactions sont possibles

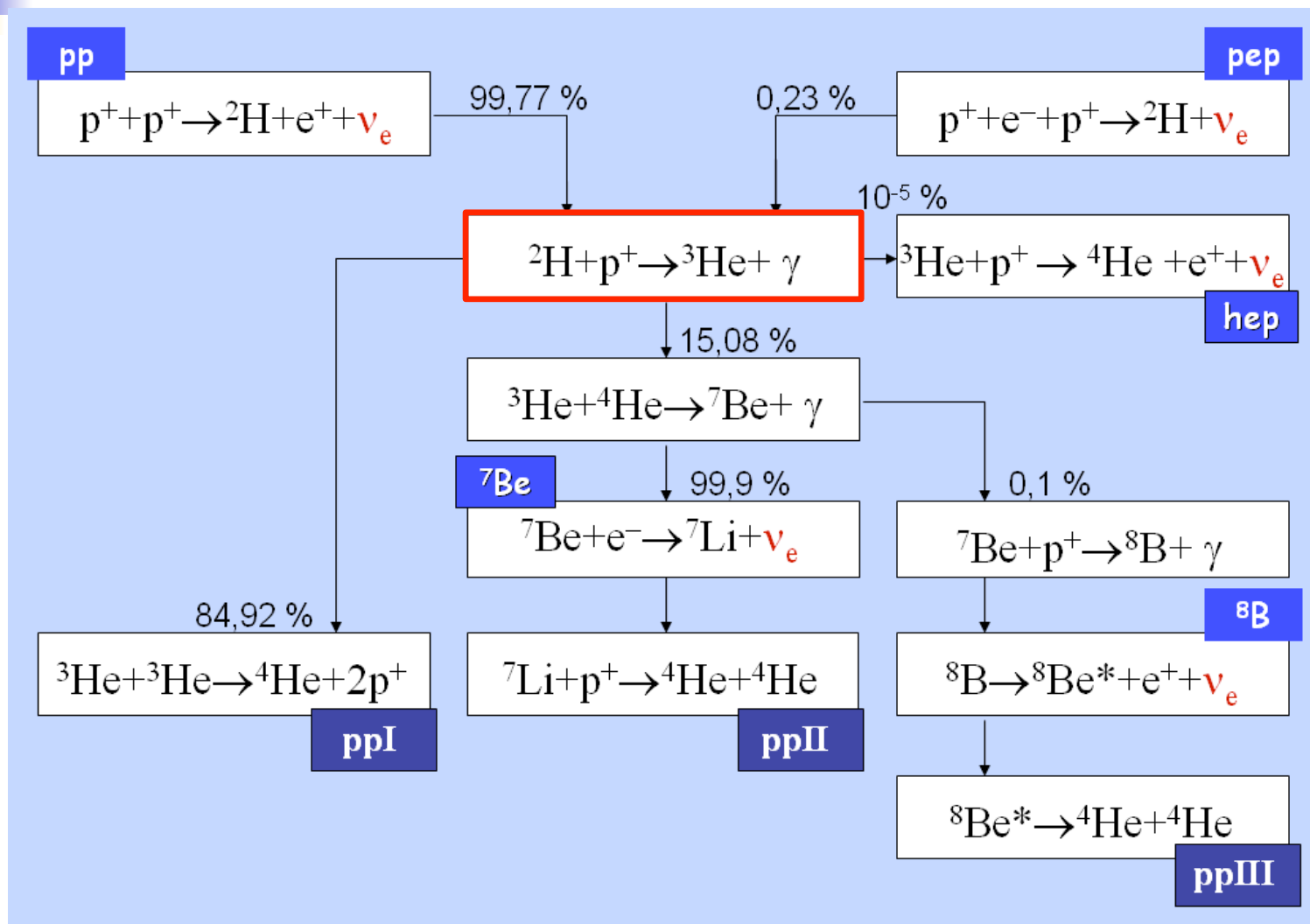
- Dès qu'il y a de l'hélium 4, production de béryllium 7
- puis de lithium 7 (Z=3)
- ou de bore 8 (Z=4) instable
- ${}^7\text{Li} + p \rightarrow 2 {}^4\text{He}$
- ...

- Dépendance du taux de réaction

$$\epsilon \sim T^4$$



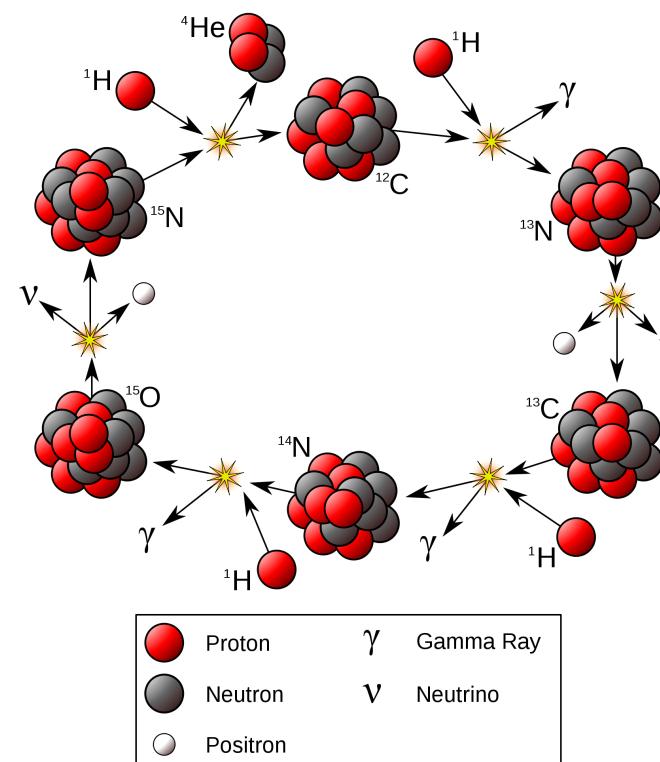
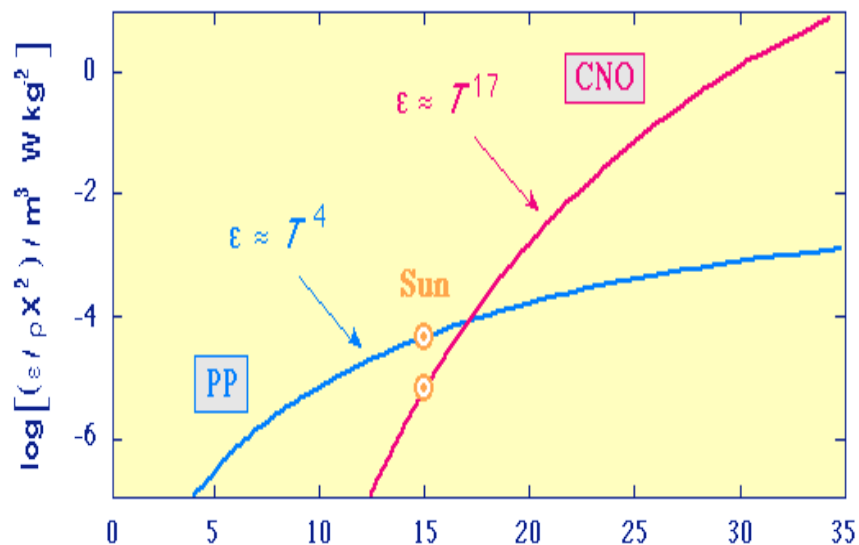
Chaînes proton - proton



Cycle CNO



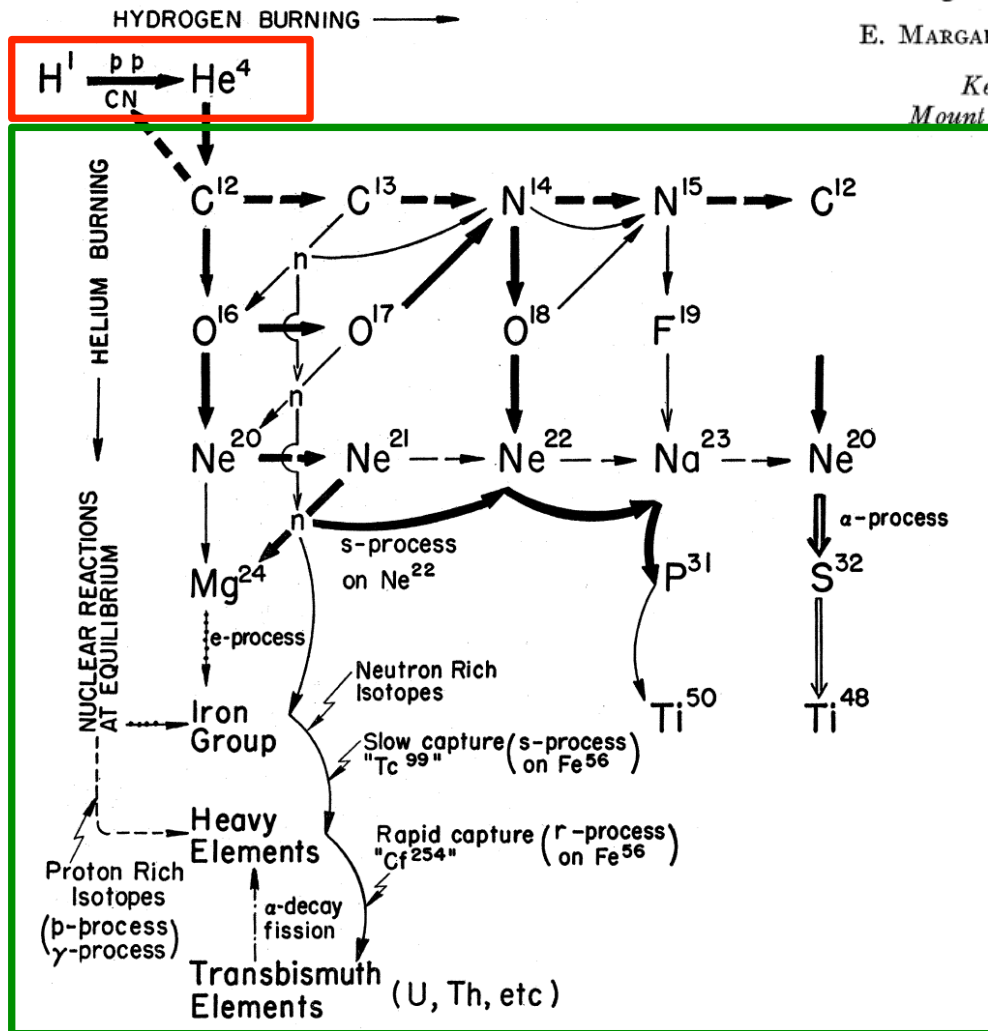
- Weizsäcker (1938), Bethe (1938) : si du **carbone** est présent, même en faible proportion, il sert de catalyseur
- Bilan net du cycle : $4 \text{ H} \rightarrow \text{}^4\text{He}$
- Barrière coulombienne
 - Température requise plus élevée
 - Dépendance du taux de réaction ϵ en T^{17}



Synthesis of the Elements in Stars*

E. MARGARET BURBIDGE, G. R. BURBIDGE, WILLIAM A. FOWLER, AND F. HOYLE

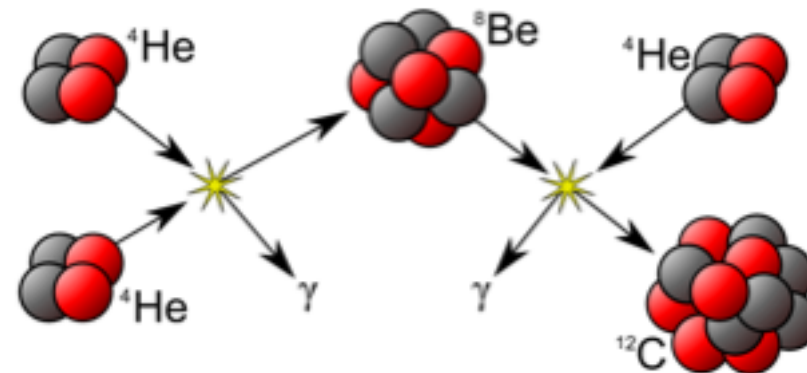
*Kellogg Radiation Laboratory, California Institute of Technology, and
Mount Wilson and Palomar Observatories, Carnegie Institution of Washington,
California Institute of Technology, Pasadena, California*



Sir Fred Hoyle (1915-2001)

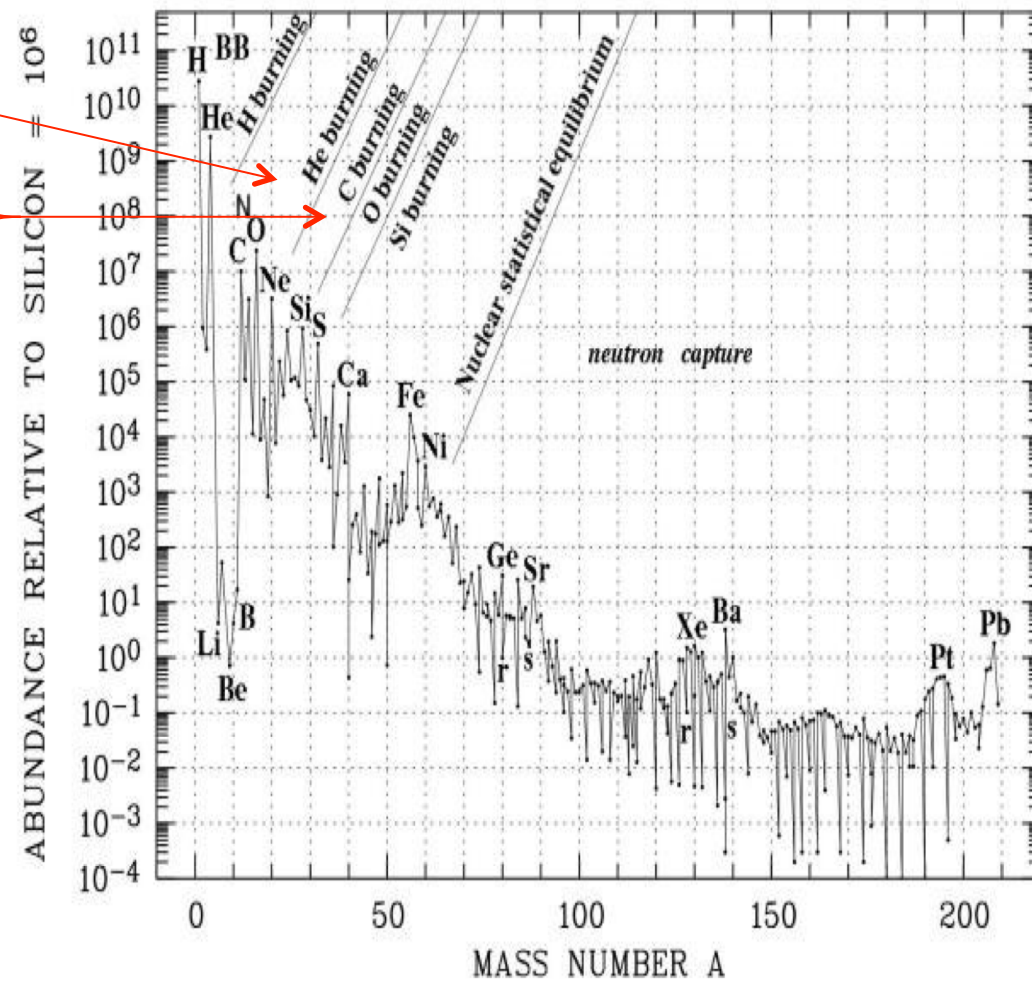
Triple alpha

- Problème :
 - ${}^4\text{He} + p \rightarrow {}^5\text{Li}$ très instable, redonne immédiatement des noyaux plus légers
 - ${}^4\text{He} + {}^4\text{He} \rightarrow {}^8\text{Be}$ très instable, redonne immédiatement des noyaux plus légers
- ➔ « goulot d'étranglement »
- Hoyle : le carbone existe, *donc* il doit y avoir moyen de fusionner 3 noyaux ${}^4\text{He}$
- Le taux de la réaction ${}^4\text{He} + {}^4\text{He} \rightarrow {}^8\text{Be}$ augmente avec la température
➔ à T assez haute, la densité de ${}^8\text{Be}$ rend possible une fusion avec ${}^4\text{He}$ **avant** désintégration
- Sauf que ${}^4\text{He} + {}^8\text{Be} \rightarrow {}^{12}\text{C}$ est lent...
sauf s'il existe un ${}^{12}\text{C}$ bien placé
ce qui est le cas
- $\tau \sim T^{30}$ (pp: $\tau \sim T^4$, CNO: $\tau \sim T^{17}$)
- **Impossibilité tant qu'il reste de l'hydrogène** (température trop basse)



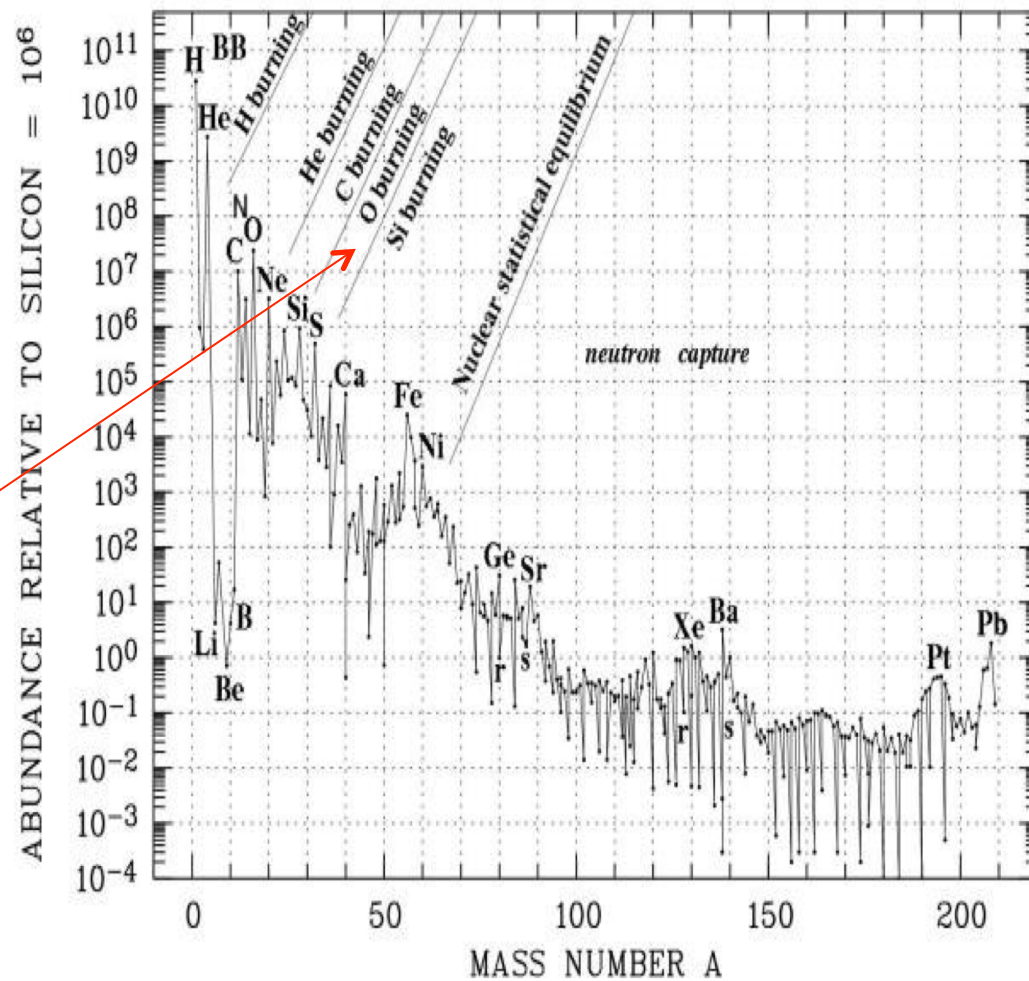
Fusions du carbone au fer

- $3 \alpha \rightarrow {}^{12}\text{C}$
- ${}^{12}_6\text{C} + \alpha \rightarrow {}^{16}_8\text{O}$
- ${}^{12}_6\text{C} + {}^{12}_6\text{C} \rightarrow {}^{20}_{10}\text{Ne} + \alpha$
(ou ${}^{23}_{11}\text{Na} + p$ ou ${}^{23}_{12}\text{Mg} + n$)



Fusions du carbone au fer

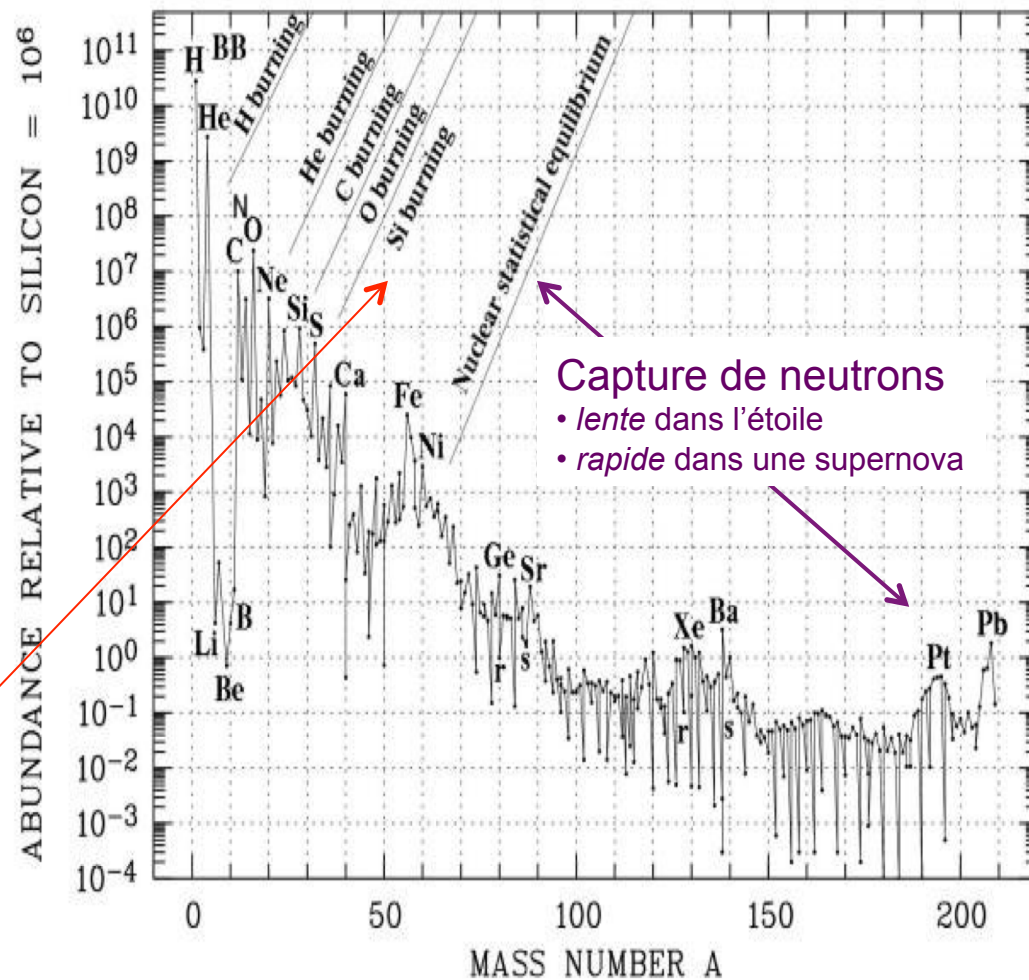
- $3 \alpha \rightarrow {}^{12}_6\text{C}$
- ${}^{12}_6\text{C} + \alpha \rightarrow {}^{16}_8\text{O}$
 ${}^{12}_6\text{C} + {}^{12}_6\text{C} \rightarrow {}^{20}_{10}\text{Ne} + \alpha$
 (ou ${}^{23}_{11}\text{Na} + p$ ou ${}^{23}_{12}\text{Mg} + n$)
- ${}^{16}_8\text{O} + \alpha \rightarrow {}^{20}_{10}\text{Ne}$
 ${}^{16}_8\text{O} + {}^{16}_8\text{O} \rightarrow {}^{28}_{14}\text{Si} + \alpha$
 (ou ${}^{31}_{15}\text{P} + p$ ou ${}^{31}_{16}\text{S} + n$)



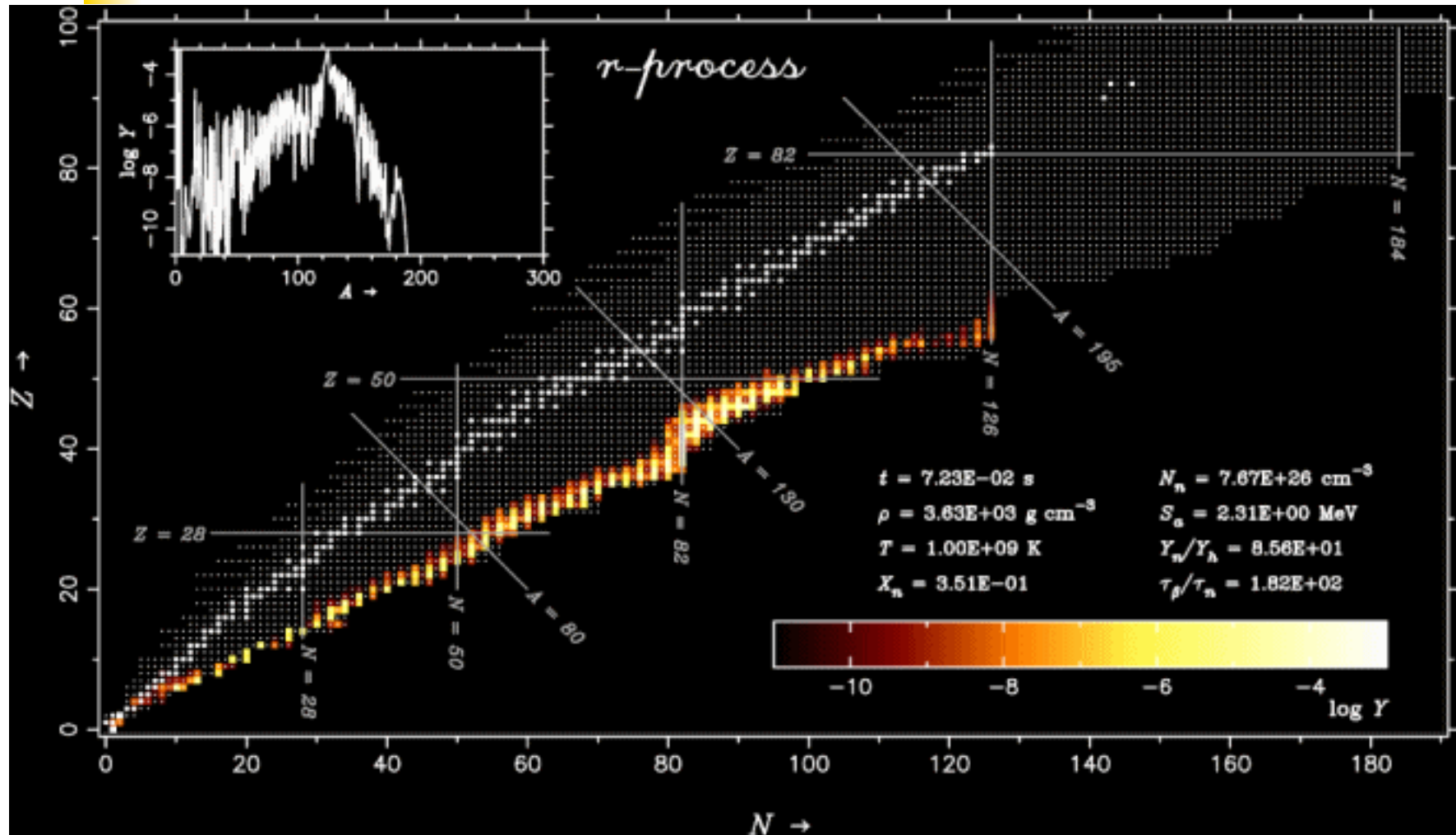
Fusions du carbone au fer

- $3 \alpha \rightarrow {}^{12}\text{C}$
- ${}^{12}_6\text{C} + \alpha \rightarrow {}^{16}_8\text{O}$
- ${}^{12}_6\text{C} + {}^{12}_6\text{C} \rightarrow {}^{20}_{10}\text{Ne} + \alpha$
(ou ${}^{23}_{11}\text{Na} + p$ ou ${}^{23}_{12}\text{Mg} + n$)
- ${}^{16}_8\text{O} + \alpha \rightarrow {}^{20}_{10}\text{Ne}$
- ${}^{16}_8\text{O} + {}^{16}_8\text{O} \rightarrow {}^{28}_{14}\text{Si} + \alpha$
(ou ${}^{31}_{15}\text{P} + p$ ou ${}^{31}_{16}\text{S} + n$)
- ${}^{20}_{10}\text{Ne} + \alpha \rightarrow {}^{24}_{12}\text{Mg}$
- ${}^{24}_{12}\text{Mg} + \alpha \rightarrow {}^{28}_{14}\text{Si}$
- ${}^{28}_{14}\text{Si} + \alpha \rightarrow {}^{32}_{16}\text{S}$
- ...
- ${}^{52}_{26}\text{Fe} + \alpha \rightarrow {}^{56}_{28}\text{Ni}$

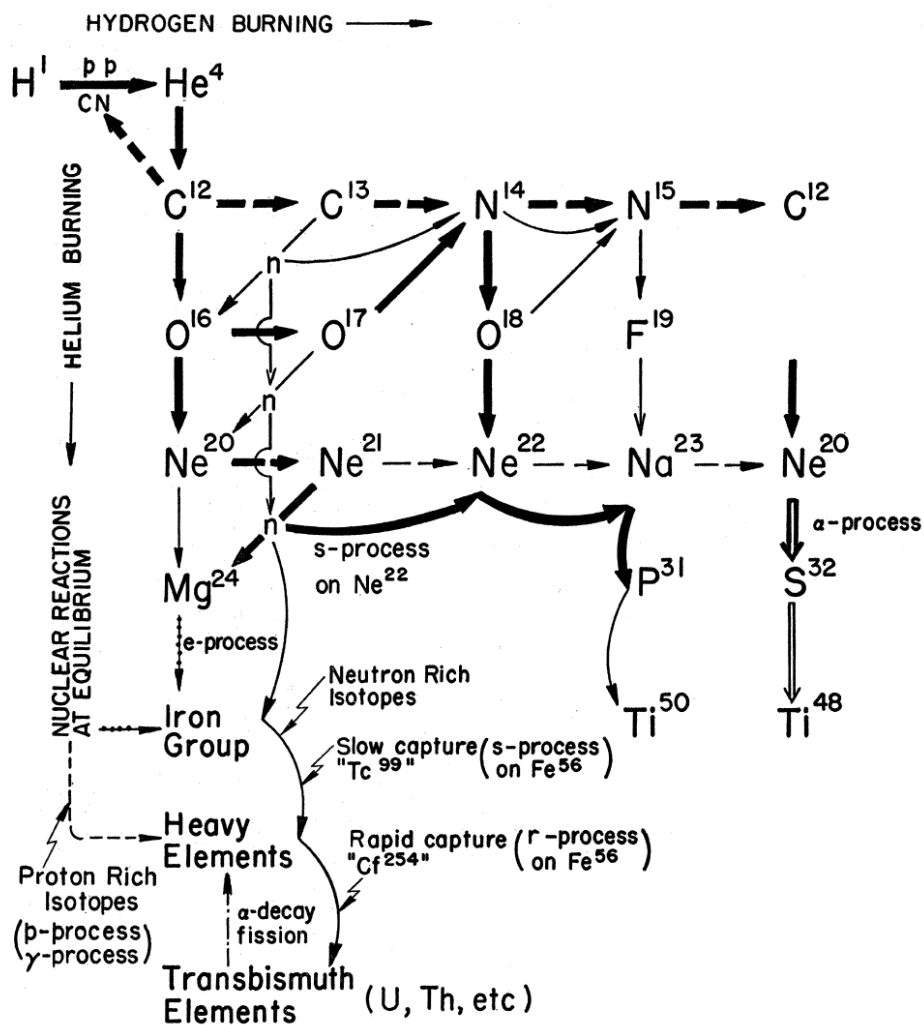
Processus α



Nucléosynthèses explosives



Nucléosynthèse stellaire



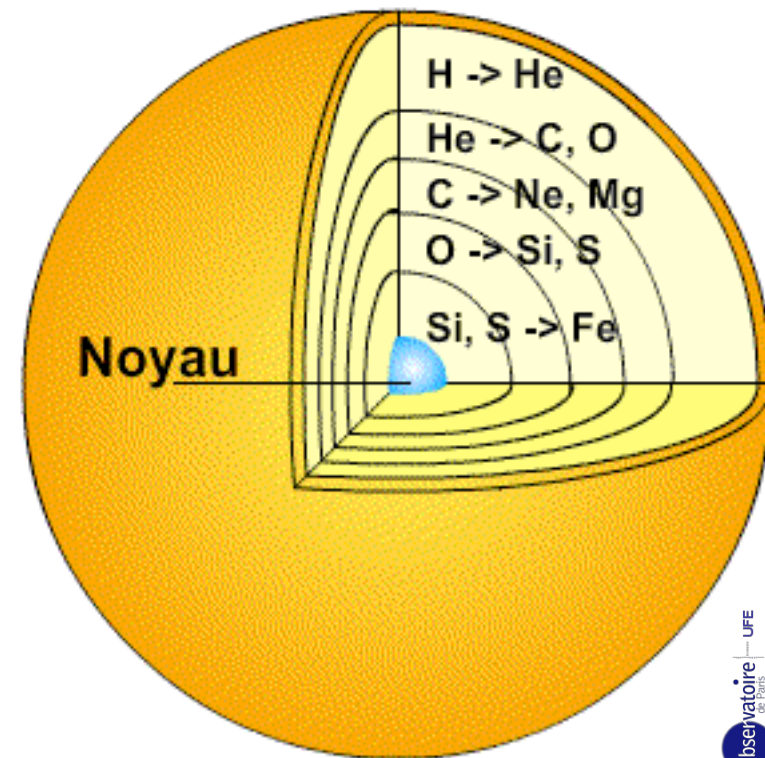
Fusion	Température	Densité (g/cm ³)
hydrogène	10 MK	5
hélium	200 MK	700
carbone	600 MK	200 000
oxygène	1 500 MK	10 000 000
silicium	2 700 MK	30 000 000

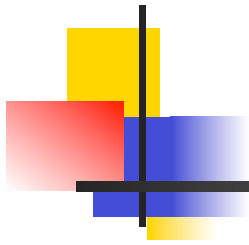
$$T_{\text{fusion}}(Z_1, Z_2) \sim Z_1 Z_2 T_{\text{fusion}}(H, H)$$

TRÈS approximativement

La nucléosynthèse stellaire

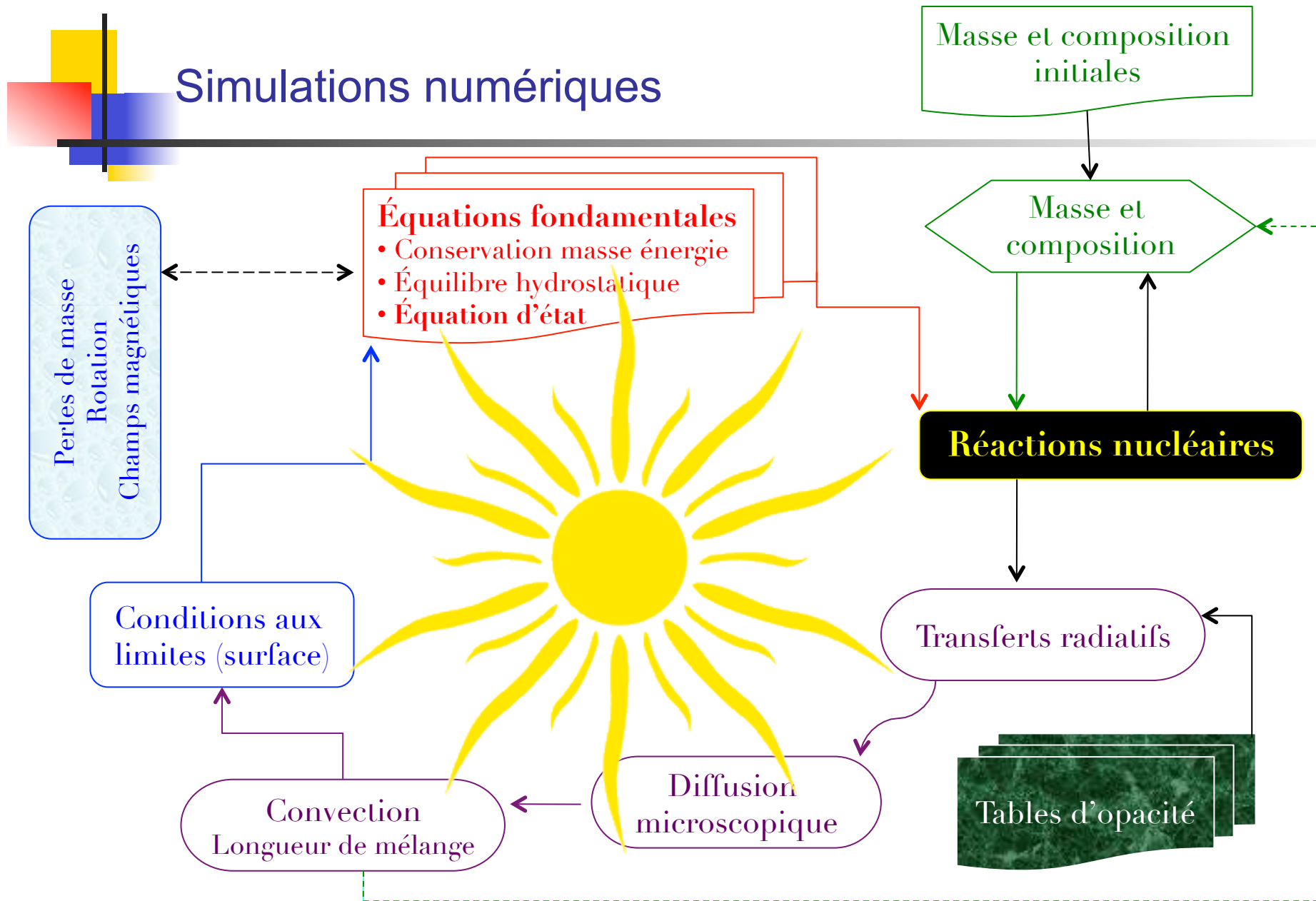
- Un réseau complexe de réactions de fusion
- En parallèle et en compétition les unes avec les autres
- Et avec les réactions de désintégration (bêta surtout)
- Avec un taux de réaction très sensible à la température (donc à la masse de l'étoile)
 - Schématiquement, il faut des températures de plus en plus élevées pour synthétiser des éléments de plus en plus lourds
 - Et aux abondances des réactifs → forte sensibilité à la présence ou à l'absence de convection qui mélange les éléments
 - Peu de convection → stratification en couches concentriques des éléments

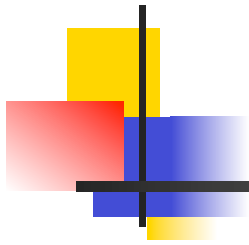




SIMULATIONS NUMÉRIQUES

Simulations numériques





Merci de votre attention !

