

# Astrophysique

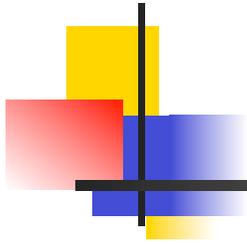
## 11 – La structure des étoiles



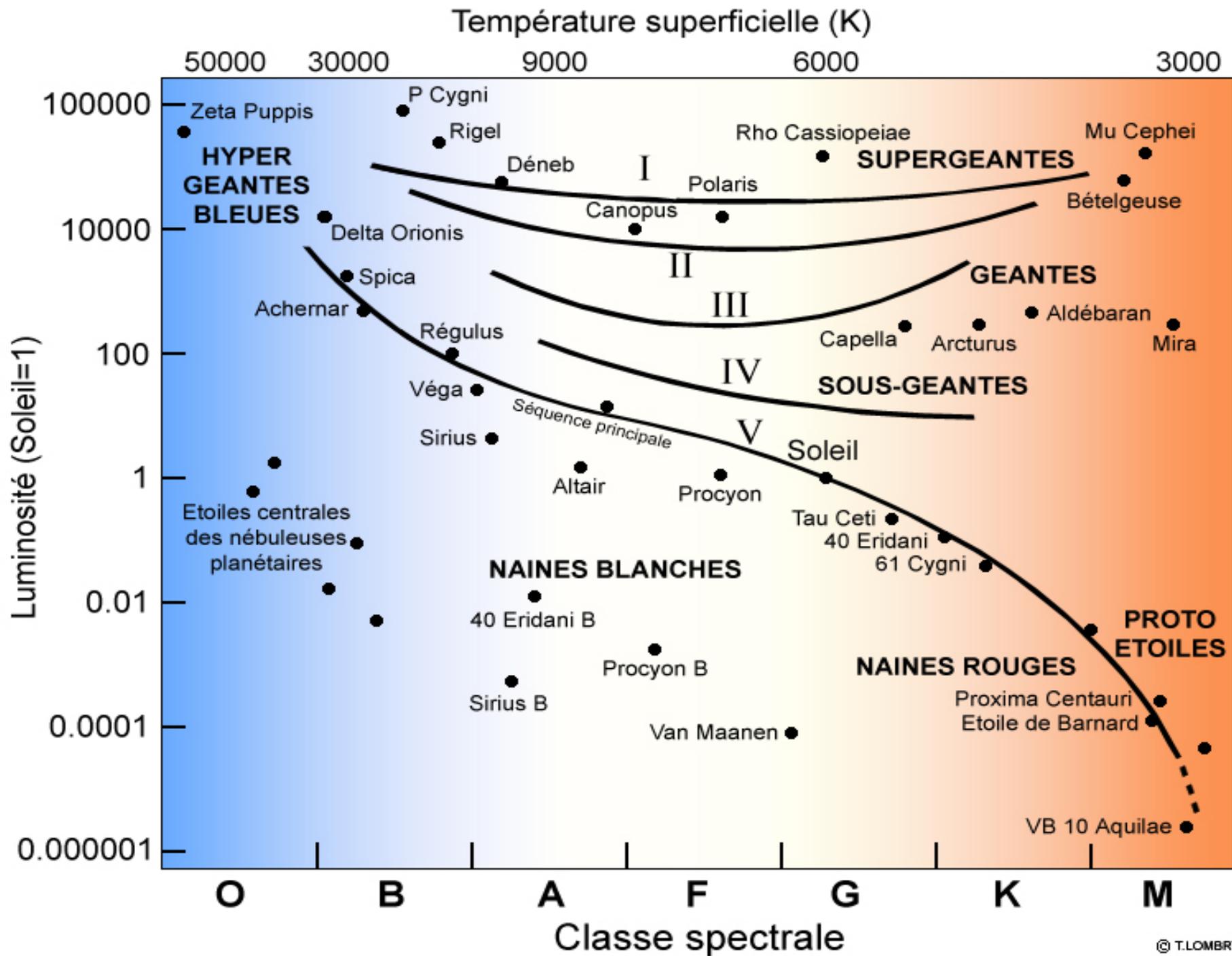
Alain Bouquet

Laboratoire AstroParticule & Cosmologie

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

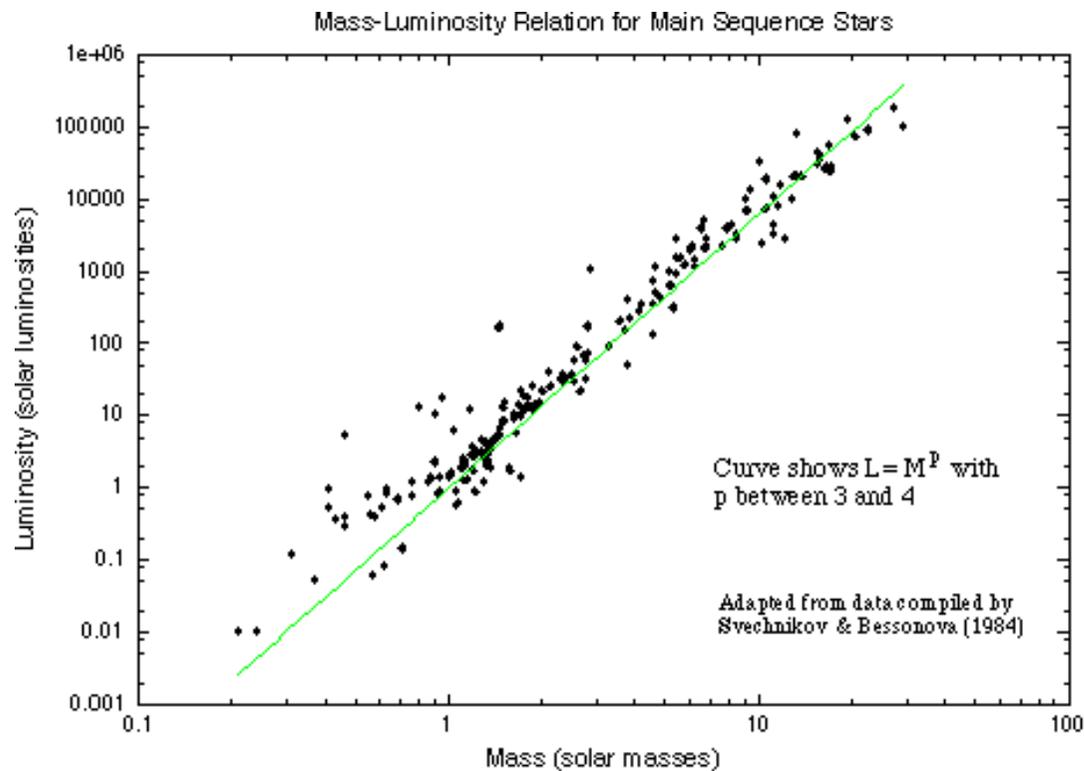


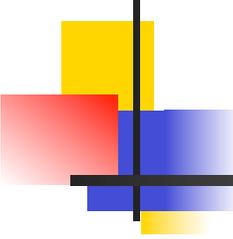
# **LA MASSE EST LE PREMIER PARAMÈTRE**



## 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

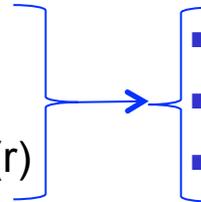
- Approximatif car

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

# Théorème de Vogt-Russell

## ■ *Si*

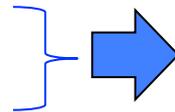
- Température  $T(r)$
- Densité  $n(r)$
- Composition chimique  $X(r)$ ,  $Y(r)$  et  $Z(r)$



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

## ■ *Alors*

- **Masse initiale**
- Composition chimique initiale

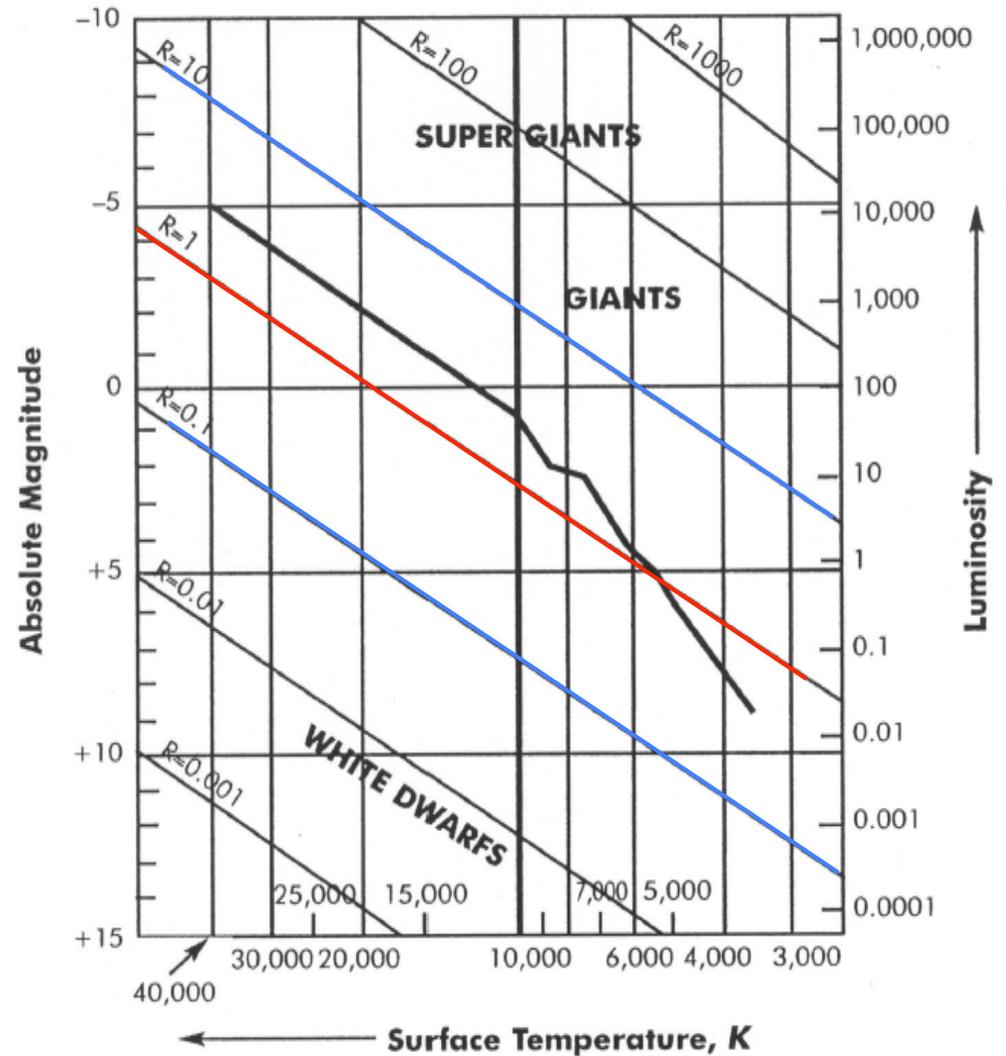
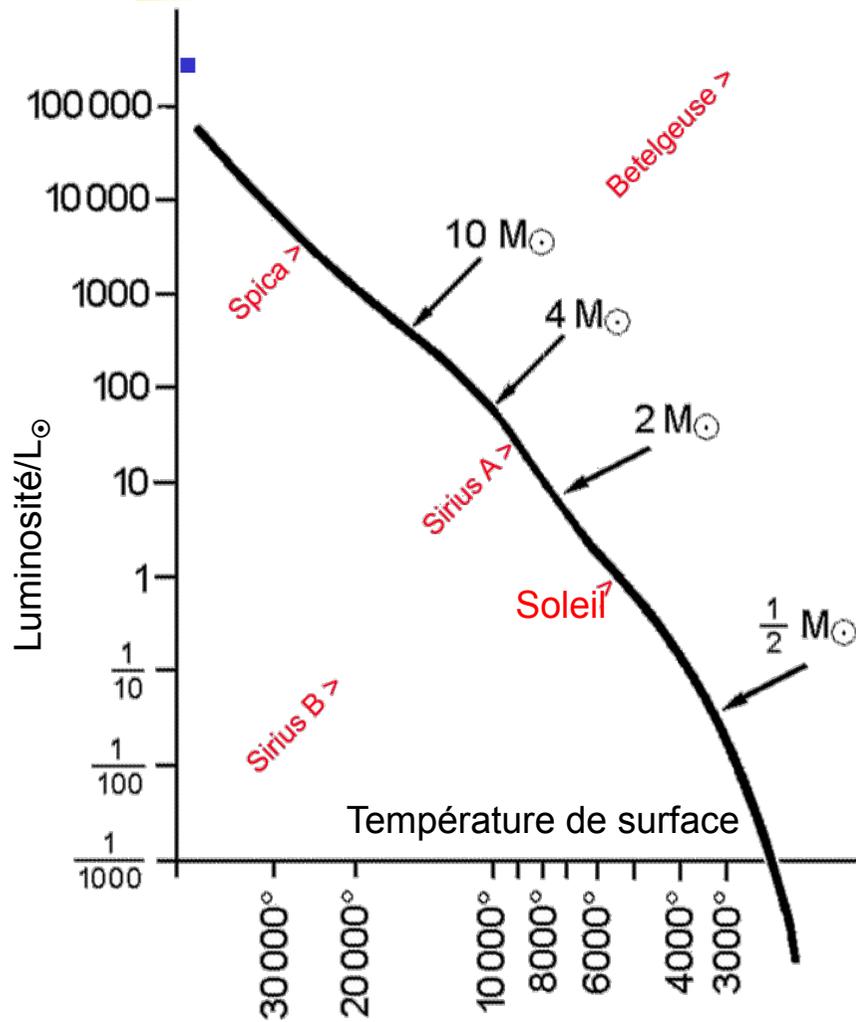


- Structure de l'étoile
  - Profil de température
  - Profil de densité
  - Profil de composition chimique
  - → température de surface
  - → rayon total
  - → Luminosité totale

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

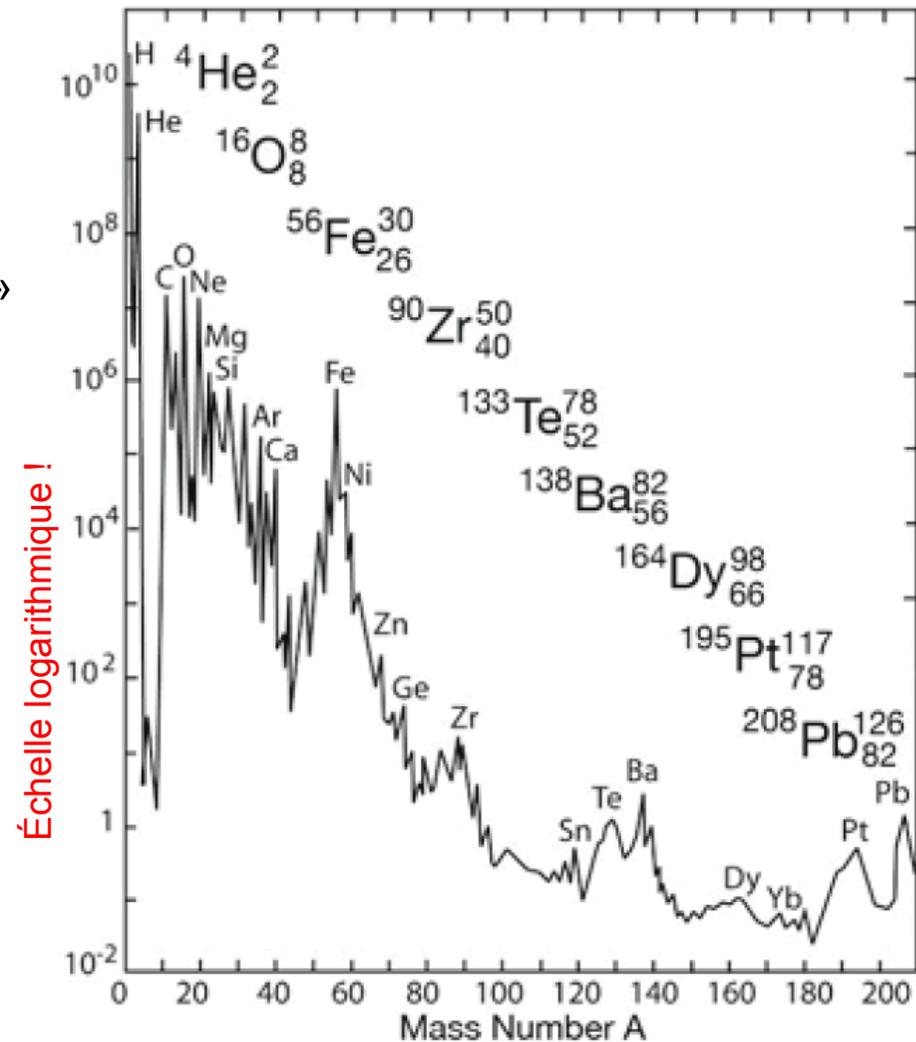
- et toute son évolution

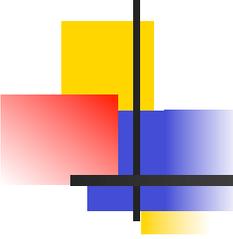
# Diagramme HR théorique



## 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 »  $Z \ll 0,001$



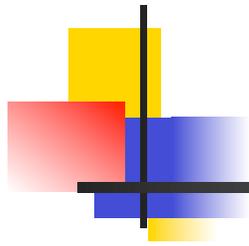


# Métallicité

- Plus précisément, si on définit 
$$[\text{Fe}/\text{H}] = \log_{10} \left( \frac{N_{\text{Fe}}}{N_{\text{H}}} \right)_{\text{star}} - \log_{10} \left( \frac{N_{\text{Fe}}}{N_{\text{H}}} \right)_{\text{sun}}$$
- $[\text{Fe}/\text{H}] > -1 \rightarrow$  étoiles de **Population I** (riches en métaux)
  - Soleil (par définition  $[\text{Fe}/\text{H}] = 0$ )
  - Bras spiraux des galaxies
  - Âge inférieur à 10 milliards d'années
- $[\text{Fe}/\text{H}] < -1 \rightarrow$  étoiles de **Population II** (pauvres en métaux)
  - Bulbe et halo des galaxies spirales
  - Amas globulaires
  - Galaxies elliptiques
  - Âge supérieur à 10 milliards d'années
- $[\text{Fe}/\text{H}] < -6 \rightarrow$  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  $[\text{Fe}/\text{H}] = -5,6$  (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)

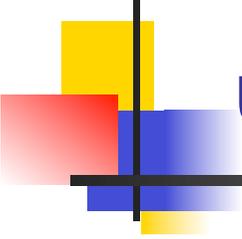
- Une question d'échelles de temps à comparer

- 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  
~ 1 heure /  $\sqrt{(\rho/1\text{g/cm}^3)}$



## Un problème tout simple

---

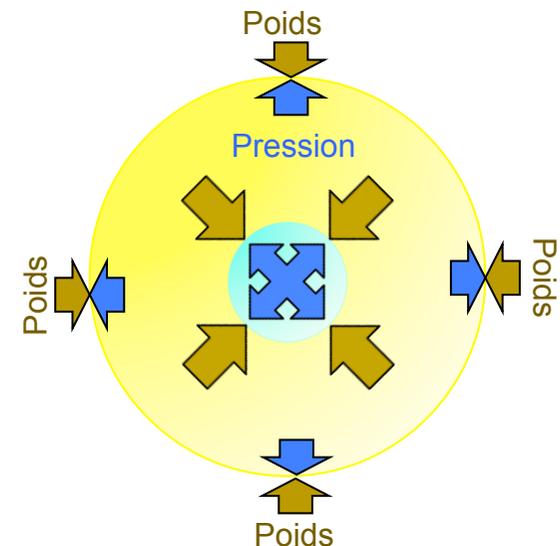
- On avait une bonne idée de la structure des étoiles bien avant de connaître la source (nucléaire) de leur énergie
- Une étoile, ce n'est que du gaz (pas de solide ou de liquide à température > 3000 K)
- La physique des gaz est déterminée par 3 paramètres (pour une composition chimique donnée) :
  - 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

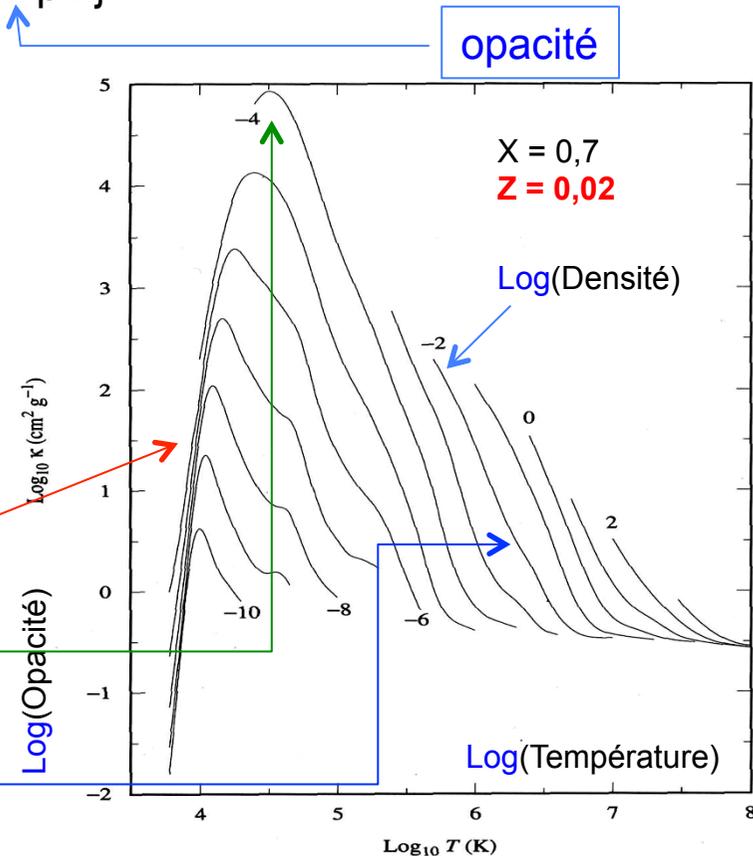


# Opacité

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

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

- Cette opacité dépend
  - De la longueur d'onde  $\lambda$  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)



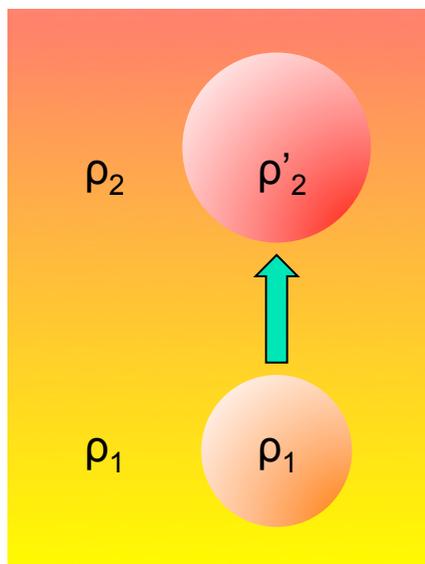
T ↗ ionisation H ↗ opacité ↗

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



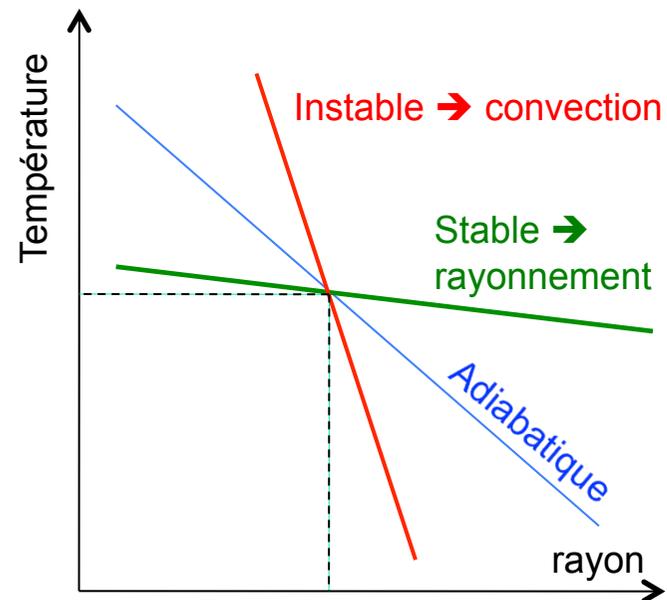
## Petite bulle de gaz déplacée

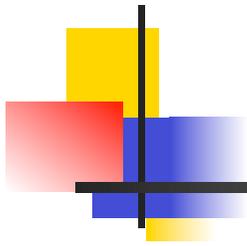
Sa densité passe de  $\rho_1$  à  $\rho'_2$  dans un milieu qui lui passe de  $\rho_1$  à  $\rho_2$

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

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

→ instabilité si la température varie « trop » vite

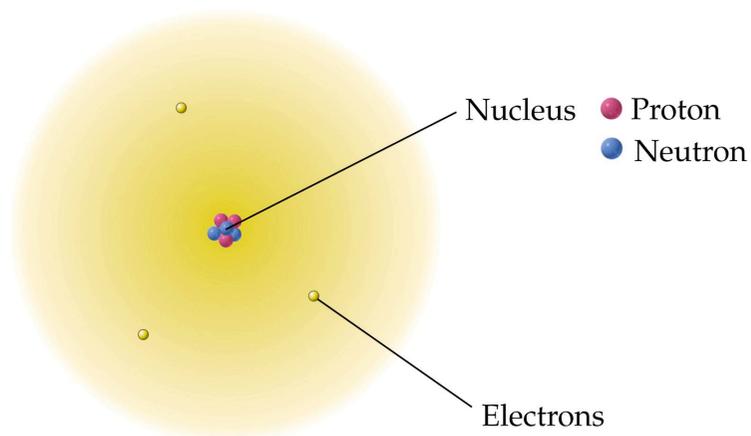




# FUSIONS NUCLÉAIRES

# Bases de physique nucléaire

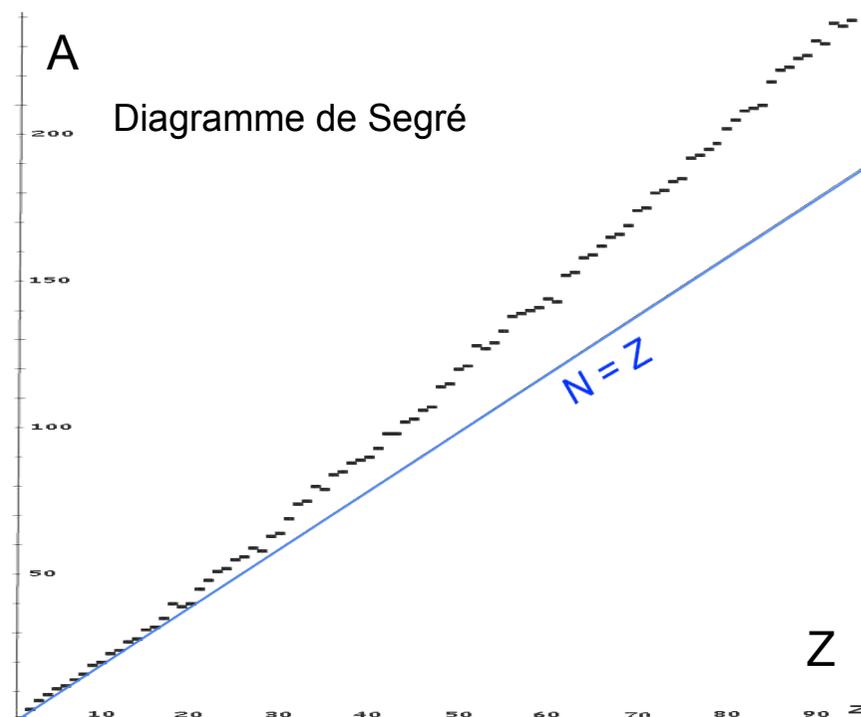
- La matière est formée de **molécules**, elles-mêmes composées d'**atomes**



- 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

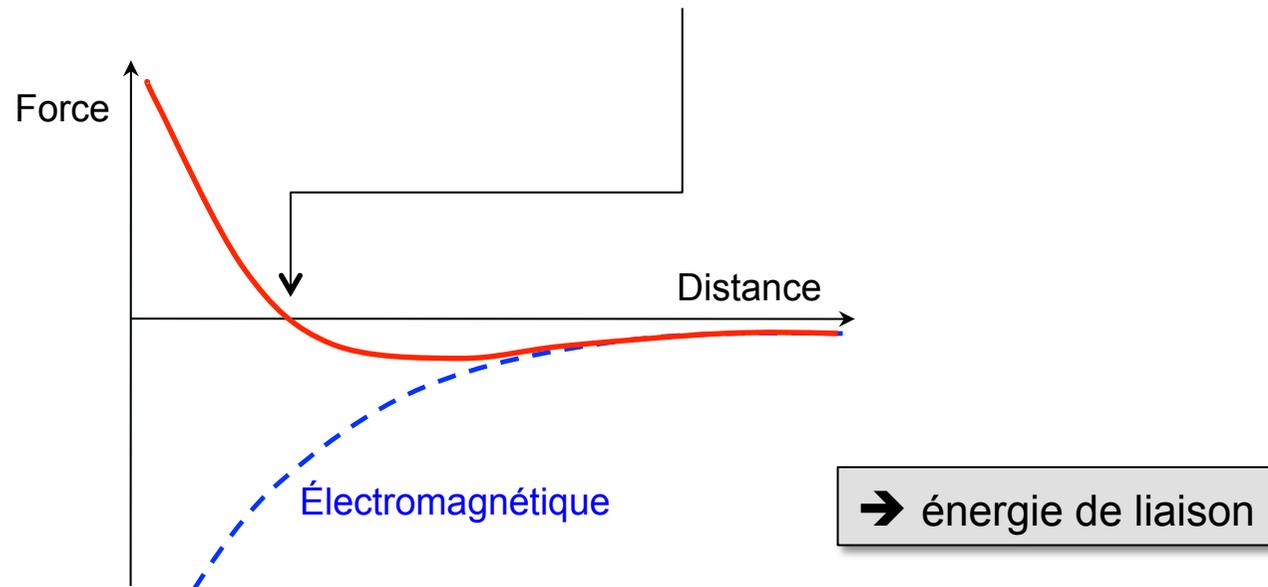
- Pour chaque élément chimique de  $Z$  donné, seules certaines valeurs de  $N$  sont possibles (**isotopes**)

- $Z = 1 \rightarrow N = 1, 2$  ou  $3$  H, D= $^2_1\text{H}$ , T= $^3_1\text{H}$
- $Z = 2 \rightarrow N = 1$  ou  $2$   $^3_2\text{He}$ ,  $^4_2\text{He}$



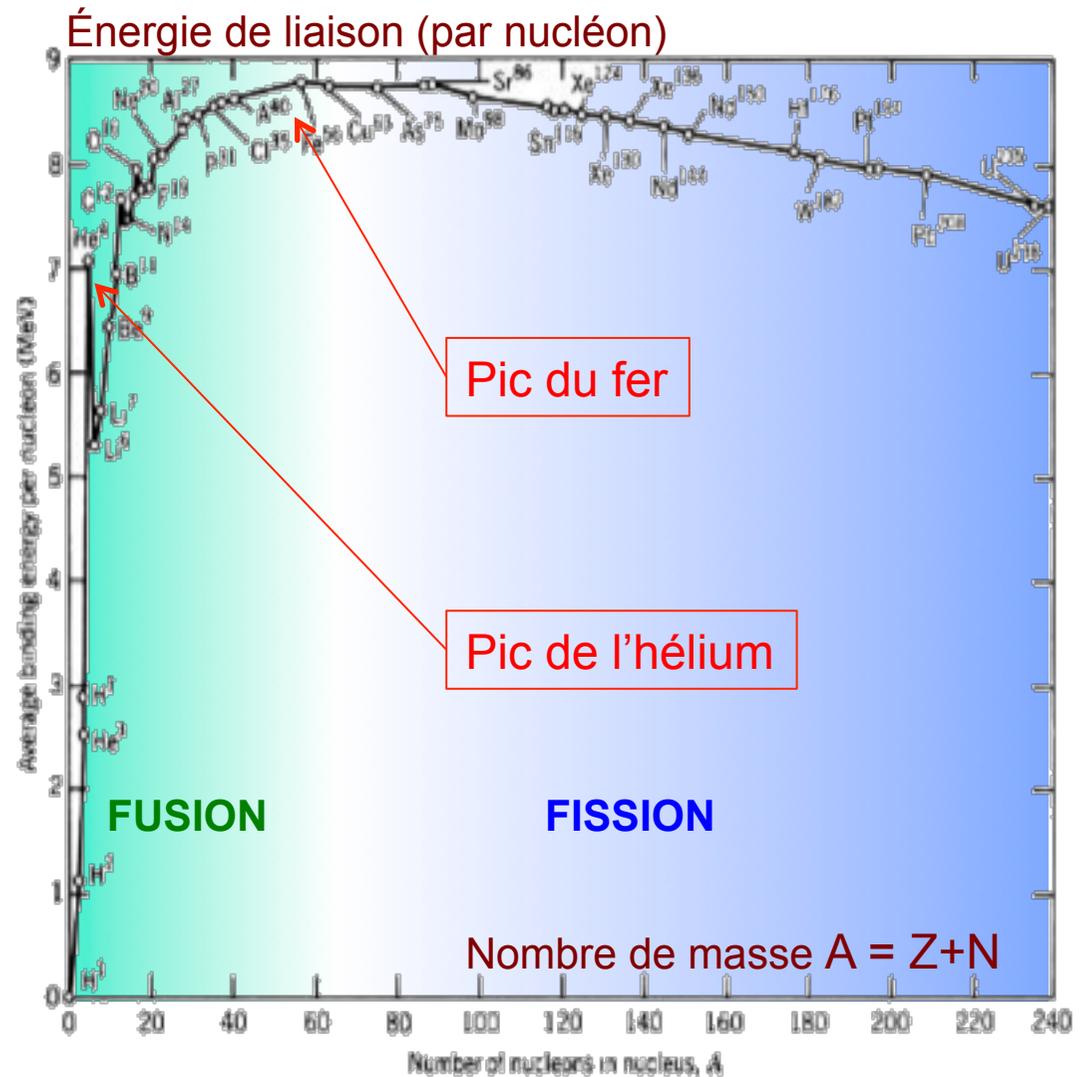
## Les forces dans le noyau

- 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)



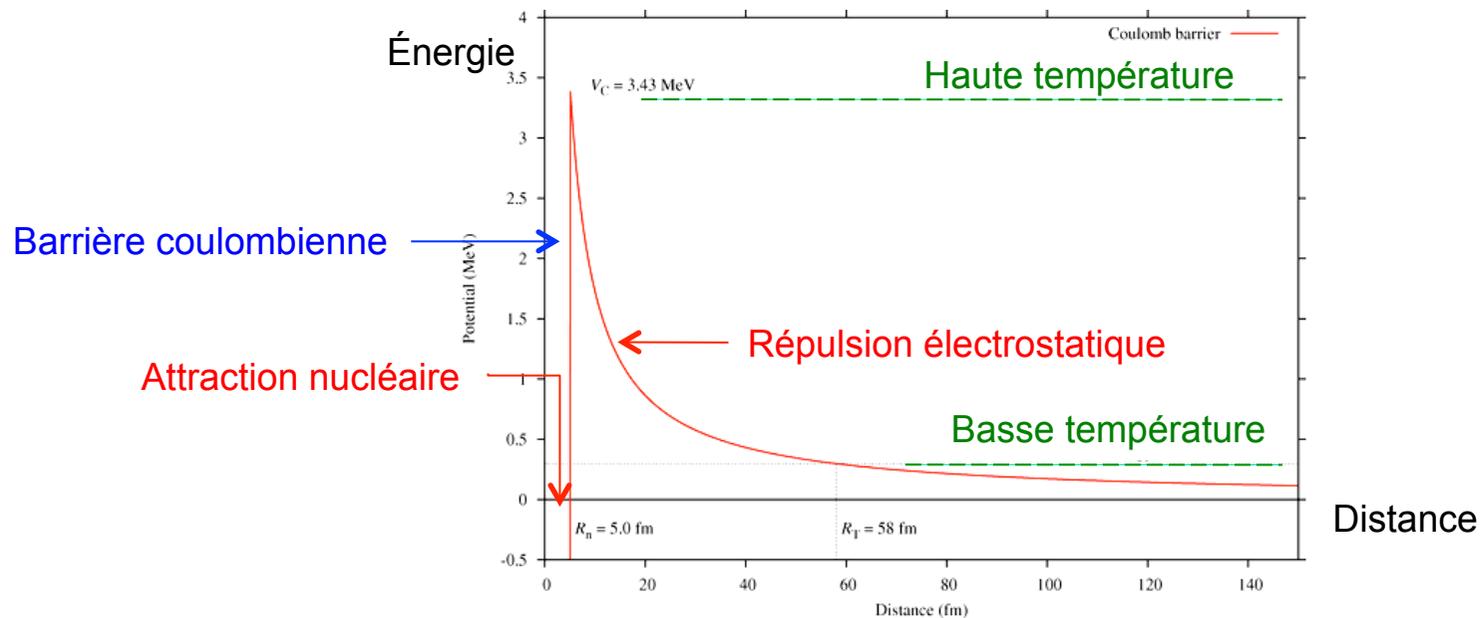
# Énergie de liaison, fusion et fission

- 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

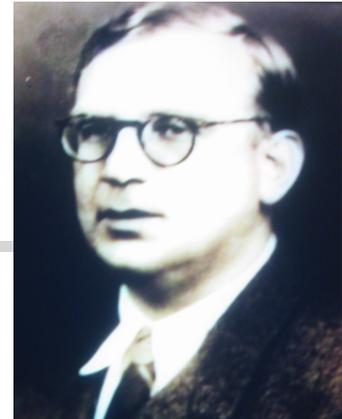
- Les noyaux ont tous une charge électrique positive → répulsion électrostatique
- Il faut que les noyaux soient très proches (~ quelques fermis) pour que l'attraction nucléaire prenne le dessus → « barrière coulombienne »



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

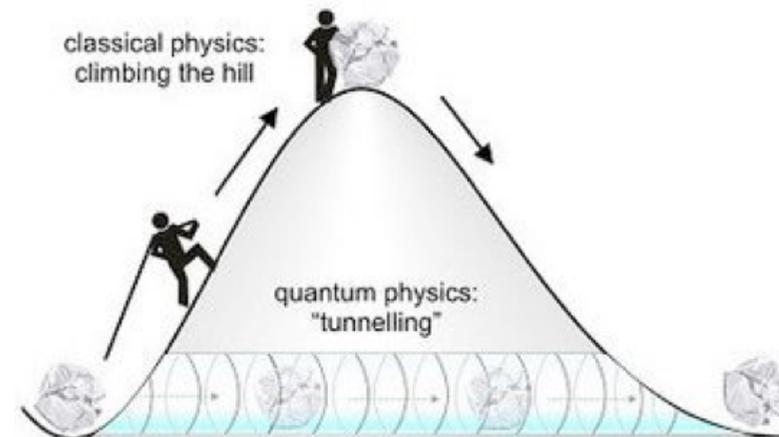
*La température centrale des étoiles est de l'ordre de 10 millions de kelvins*

# 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

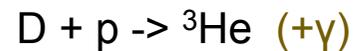
(Received September 7, 1938)

## 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



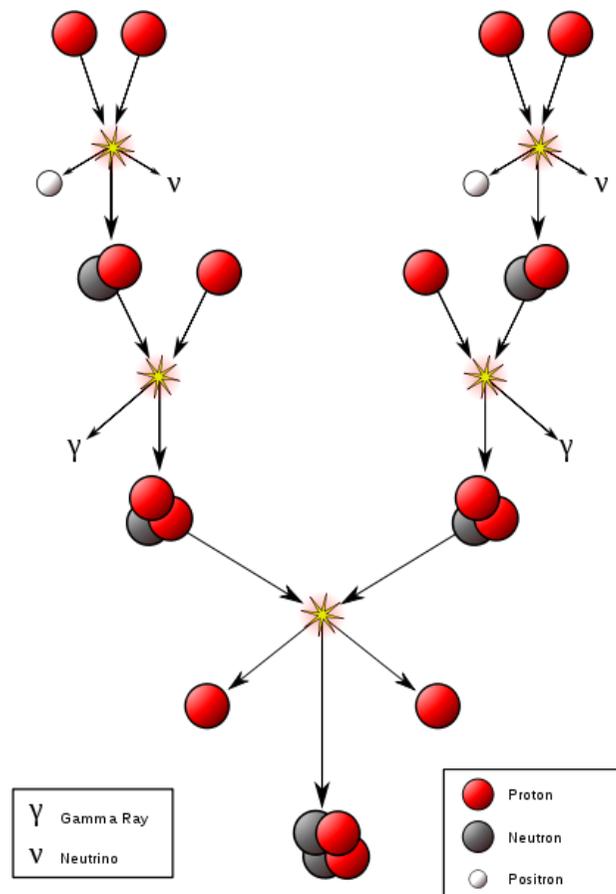
- Enfin 2 noyaux d'hélium 3 fusionnent en hélium 4

- D'autres réactions sont possibles

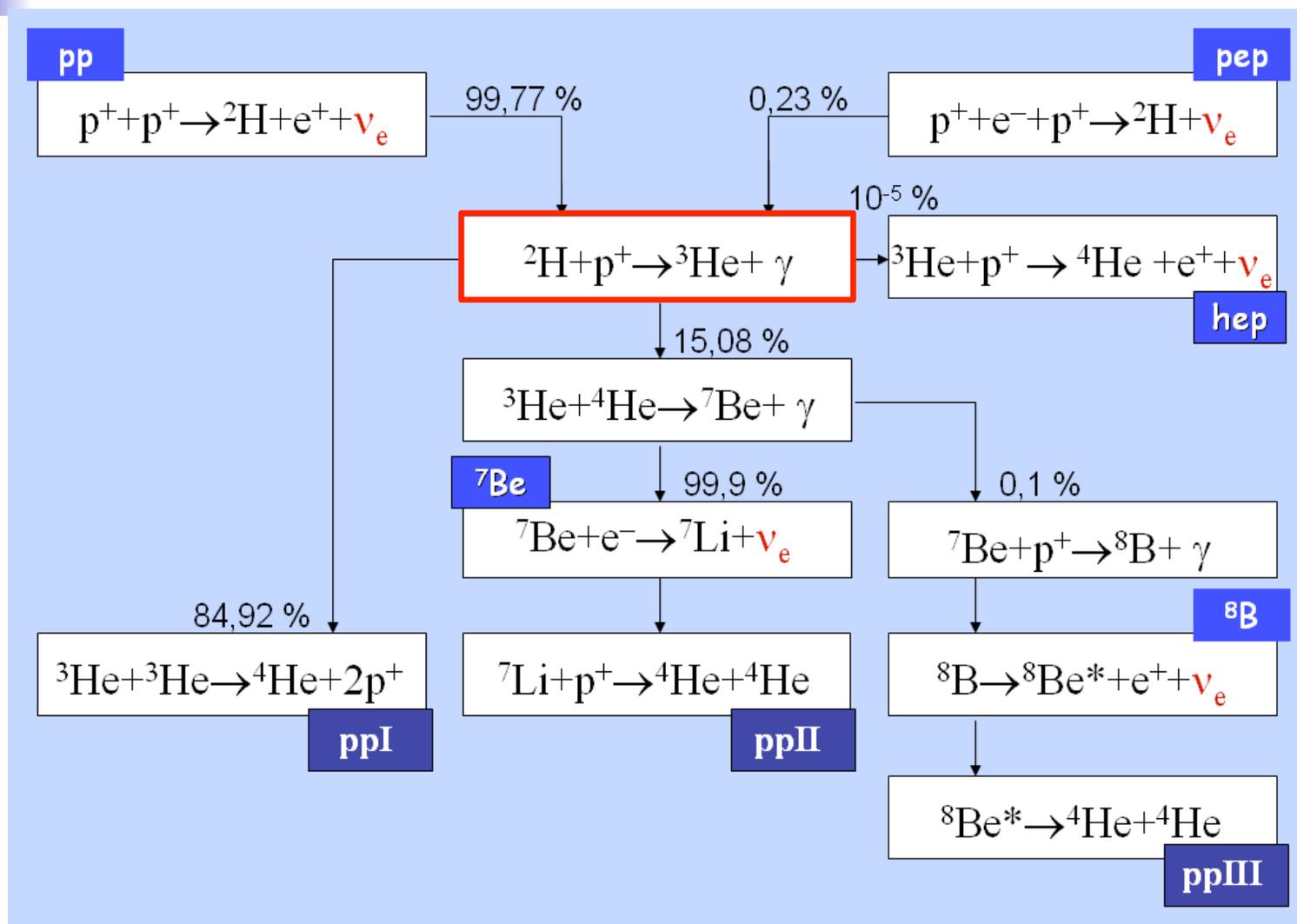
- Dès qu'il y a de l'hélium 4, production de béryllium 7
- puis de lithium 7 ( $Z=3$ )
- ou de bore 8 ( $Z=4$ ) instable
- ${}^7\text{Li} + p \rightarrow 2 {}^4\text{He}$
- ...

- Dépendance du taux de réaction

$$\varepsilon \sim T^4$$



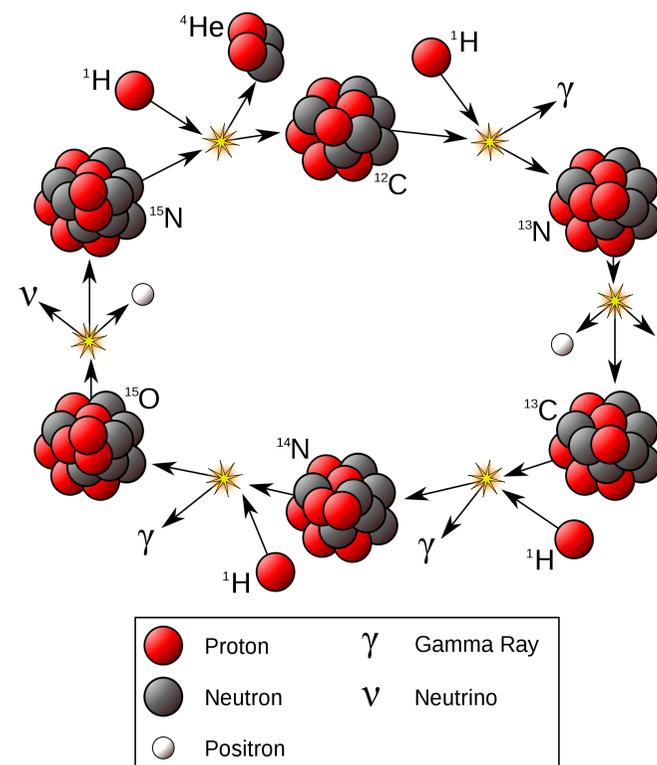
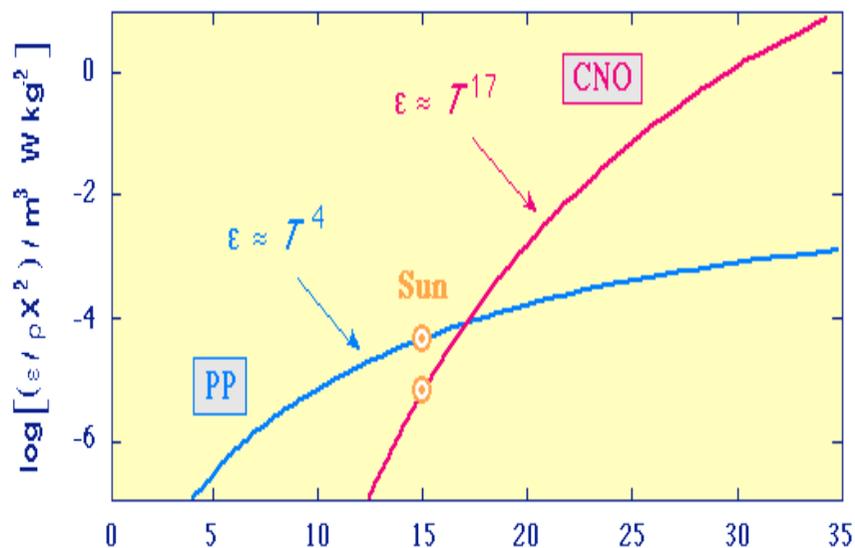
# Chaînes proton - proton

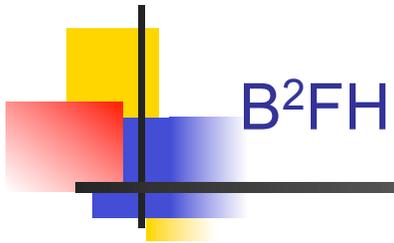


# Cycle CNO



- 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  $\epsilon$  en  $T^{17}$





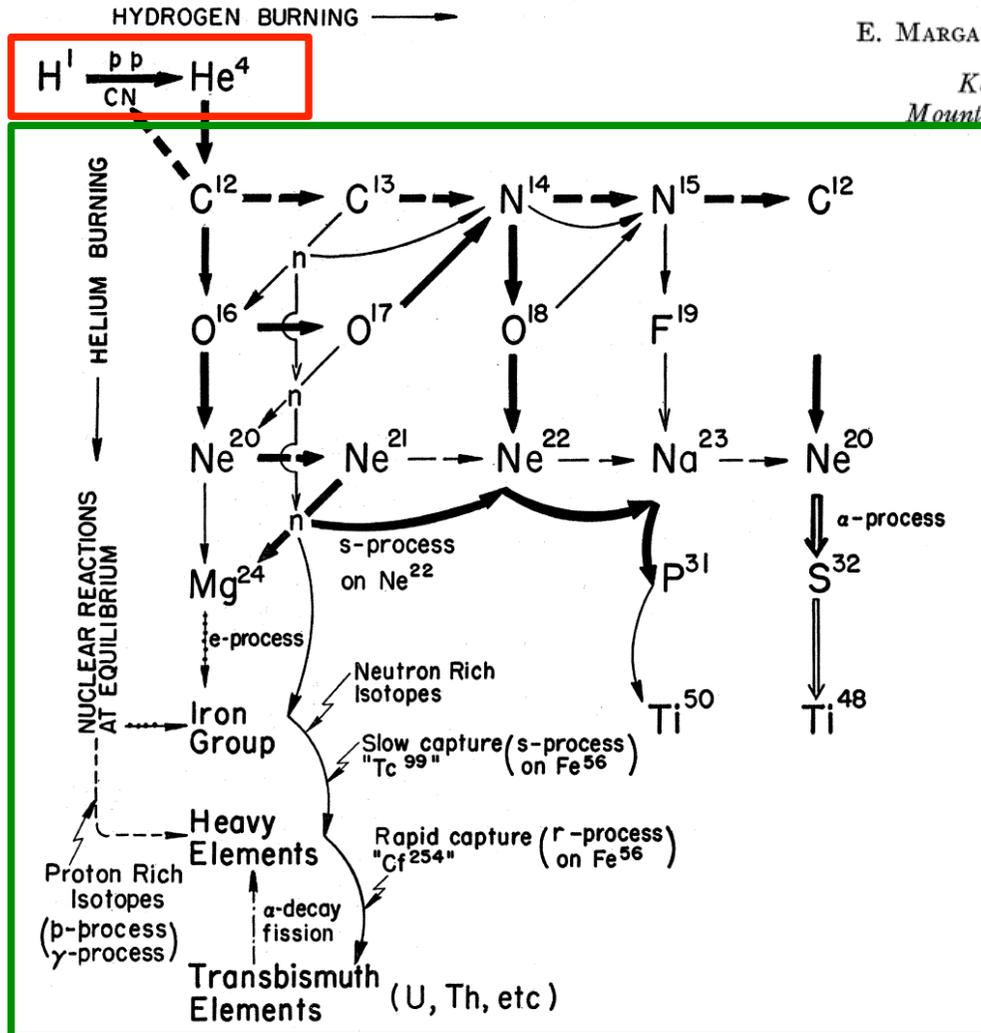
B<sup>2</sup>FH

# « Nous sommes de la poussière d'étoiles »

## Synthesis of the Elements in Stars\*

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

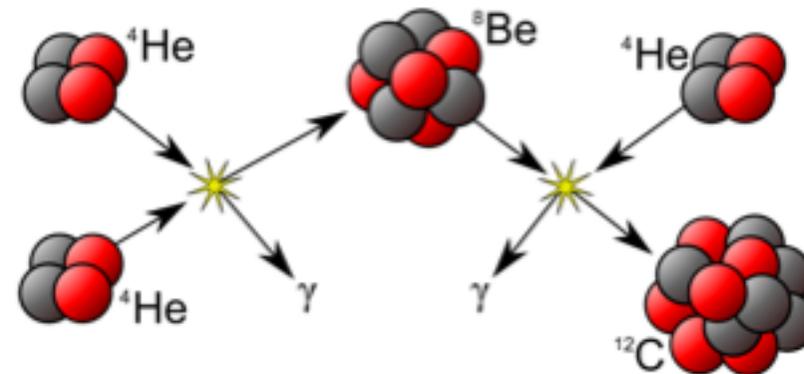
*Kellogg Radiation Laboratory, California Institute of Technology, and  
Mount Wilson and Palomar Observatories, Carnegie Institution of Washington,  
California Institute of Technology, Pasadena, California*



Sir Fred Hoyle (1915-2001)

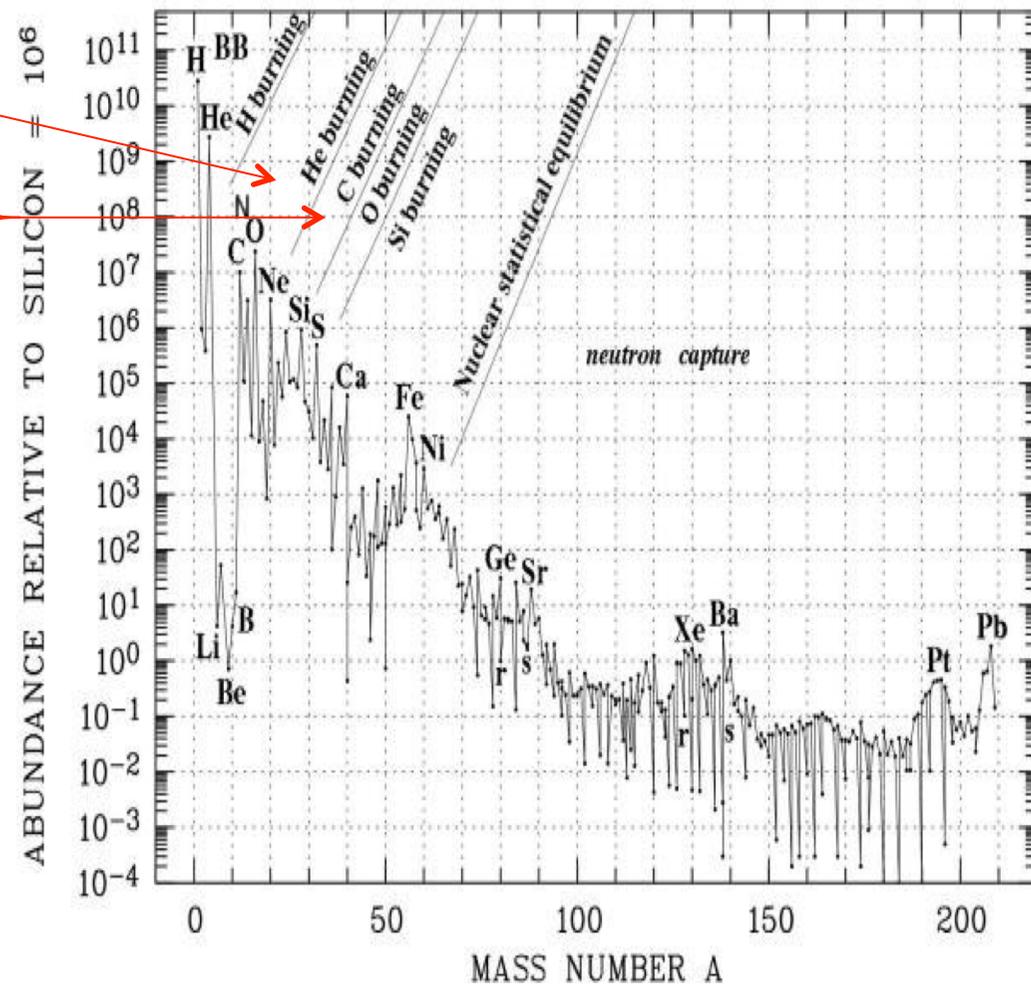
# Triple alpha

- 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)



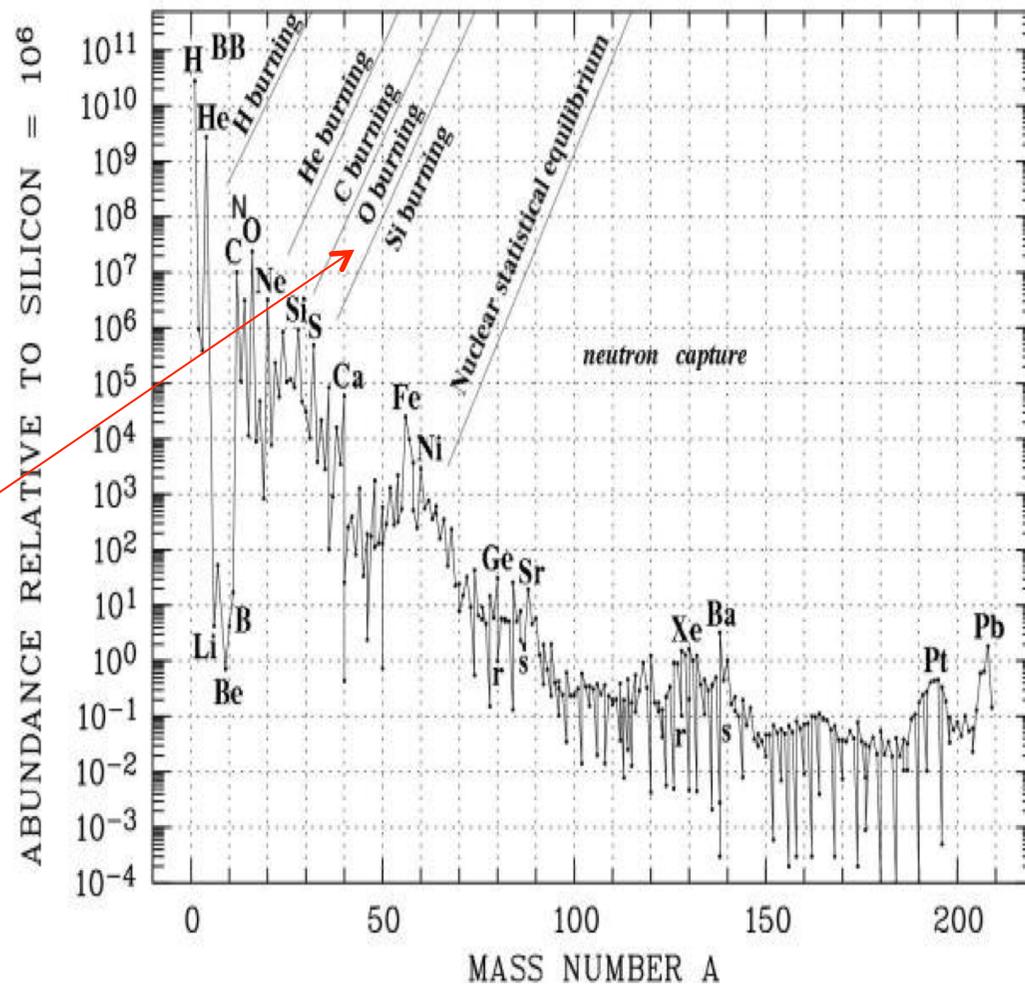
## Fusions du carbone au fer

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



## Fusions du carbone au fer

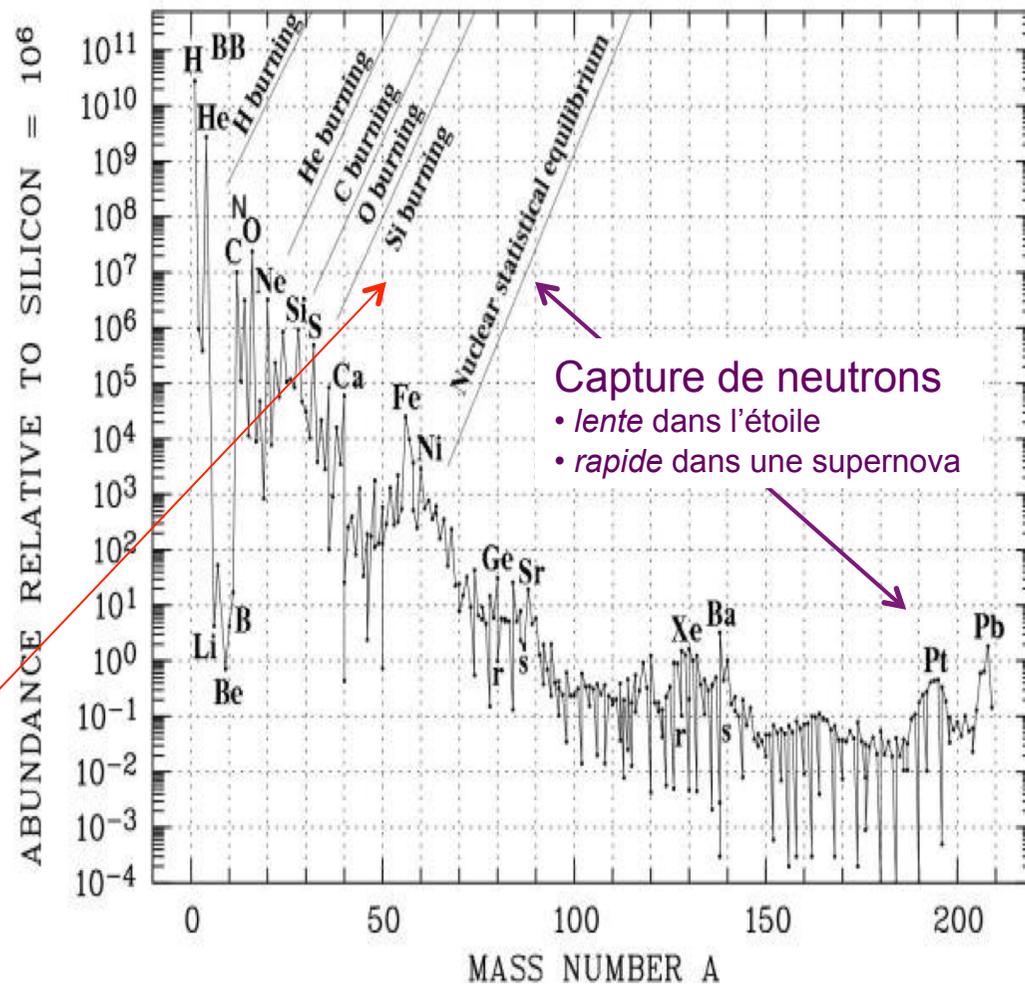
- $3 \alpha \rightarrow {}^{12}_6\text{C}$
- ${}^{12}_6\text{C} + \alpha \rightarrow {}^{16}_8\text{O}$   
 ${}^{12}_6\text{C} + {}^{12}_6\text{C} \rightarrow {}^{20}_{10}\text{Ne} + \alpha$   
 (ou  ${}^{23}_{11}\text{Na} + p$  ou  ${}^{23}_{12}\text{Mg} + n$ )
- ${}^{16}_8\text{O} + \alpha \rightarrow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



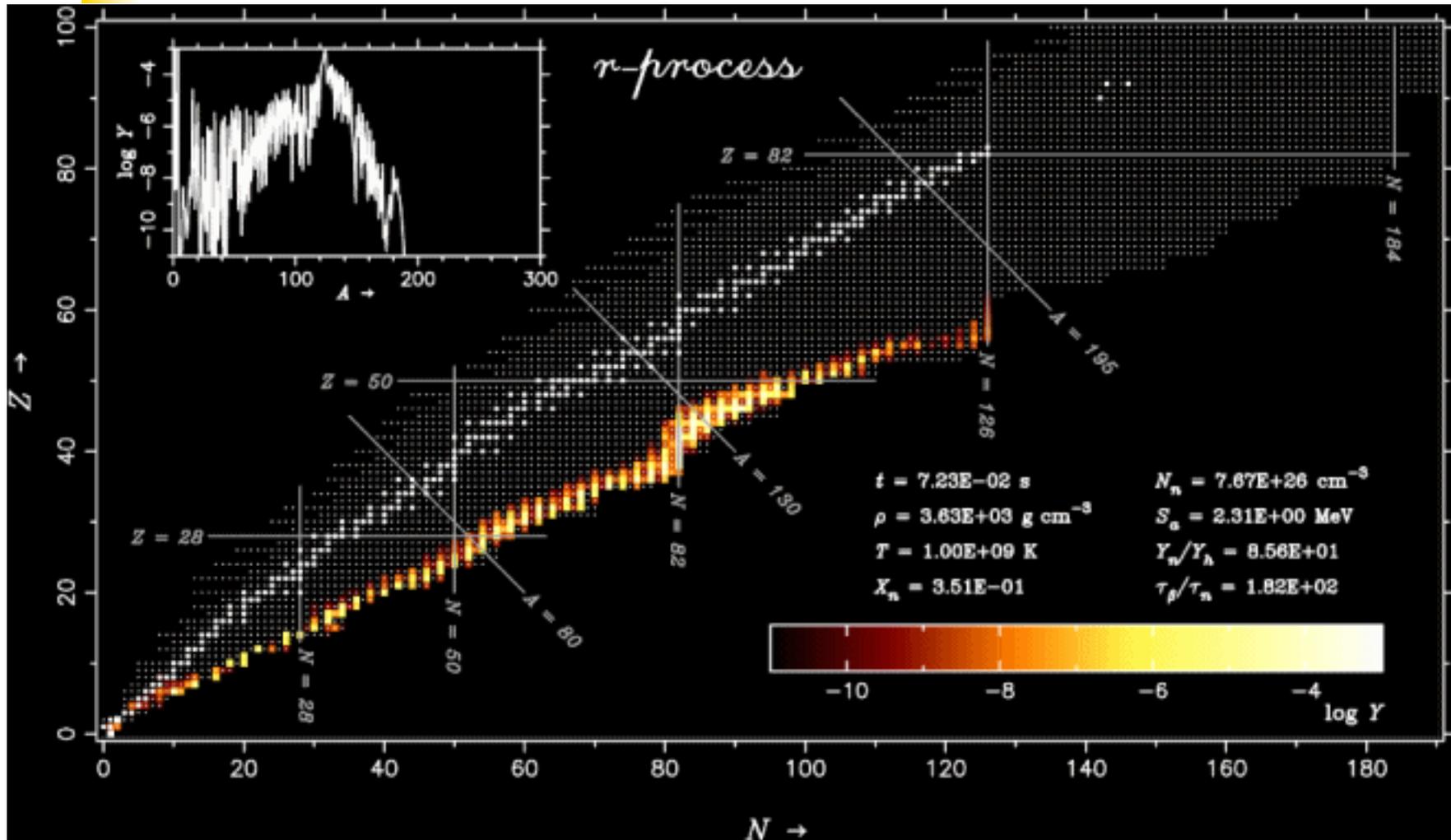
## Fusions du carbone au fer

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

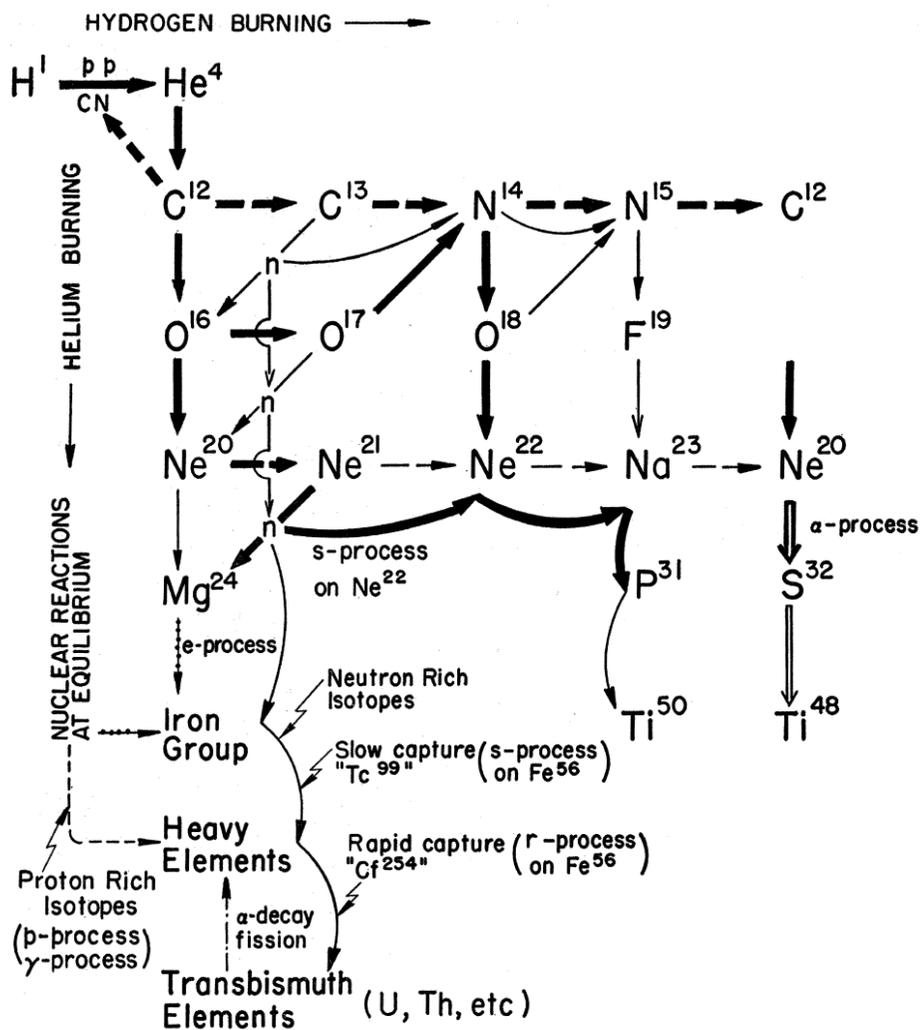
Processus  $\alpha$



# Nucléosynthèses explosives



# Nucléosynthèse stellaire



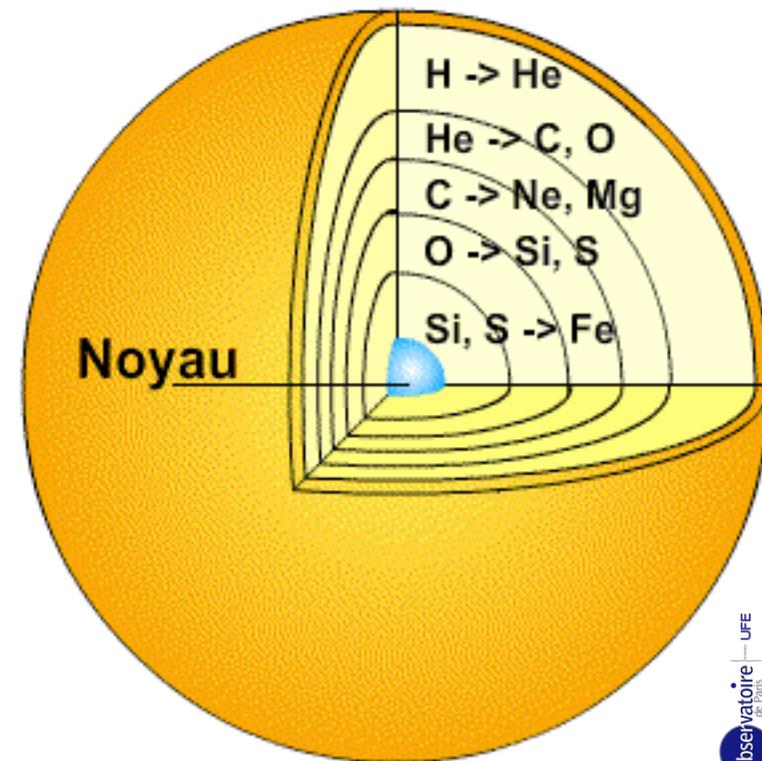
Fusion	Température	Densité (g/cm <sup>3</sup> )
hydrogène	10 MK	5
hélium	200 MK	700
carbone	600 MK	200 000
oxygène	1 500 MK	10 000 000
silicium	2 700 MK	30 000 000

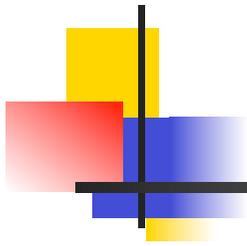
$$T_{\text{fusion}}(Z_1, Z_2) \sim Z_1 Z_2 T_{\text{fusion}}(H, H)$$

TRÈS approximativement

# La nucléosynthèse stellaire

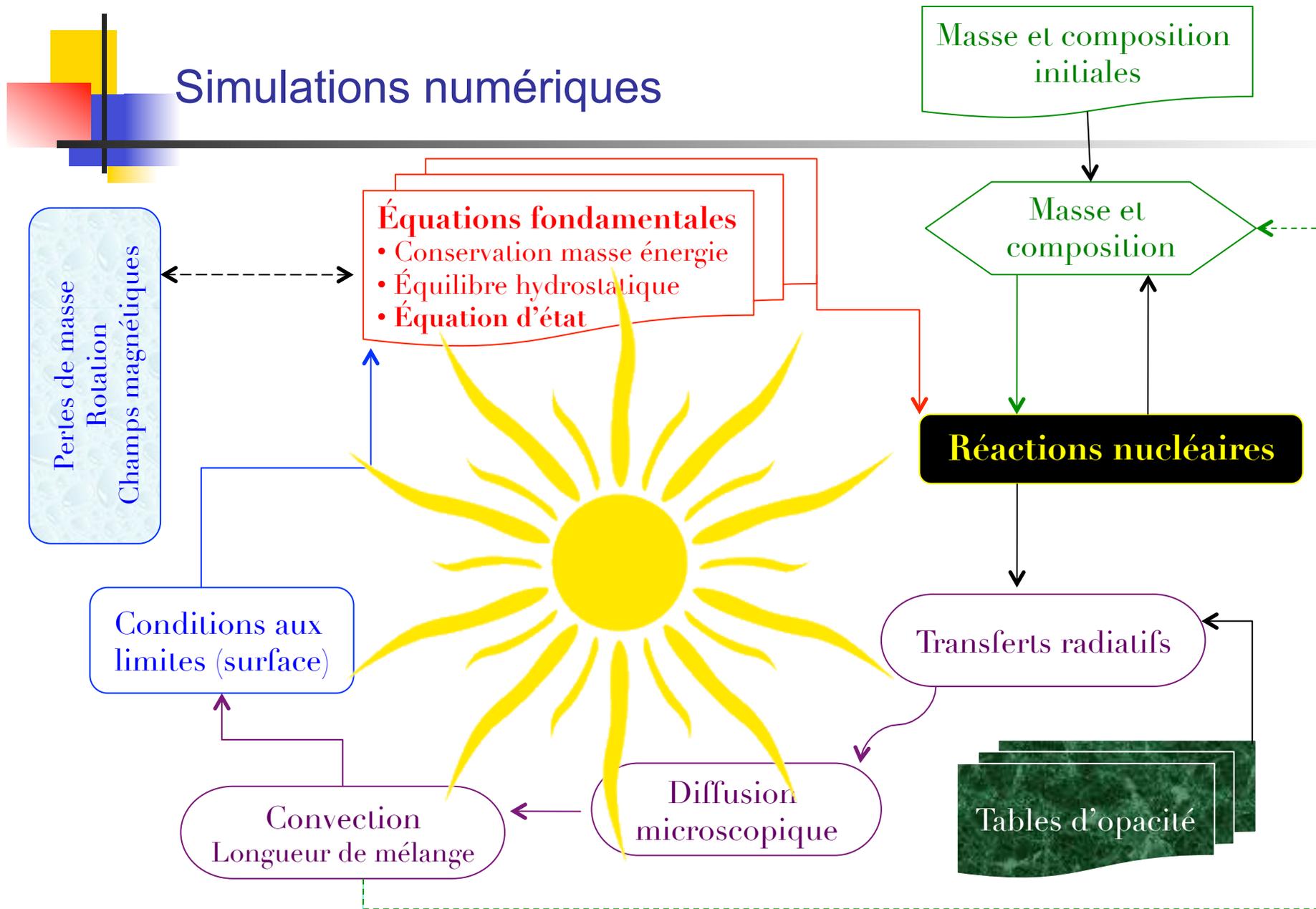
- Un réseau complexe de réactions de fusion
- En parallèle et en compétition les unes avec les autres
- Et avec les réactions de désintégration (bêta surtout)
- Avec un taux de réaction très sensible à la température (donc à la masse de l'étoile)
  - Schématiquement, il faut des températures de plus 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

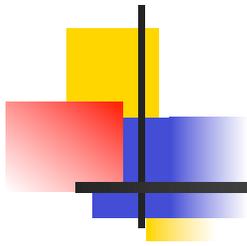




# **SIMULATIONS NUMÉRIQUES**

# Simulations numériques





Merci de votre attention !

