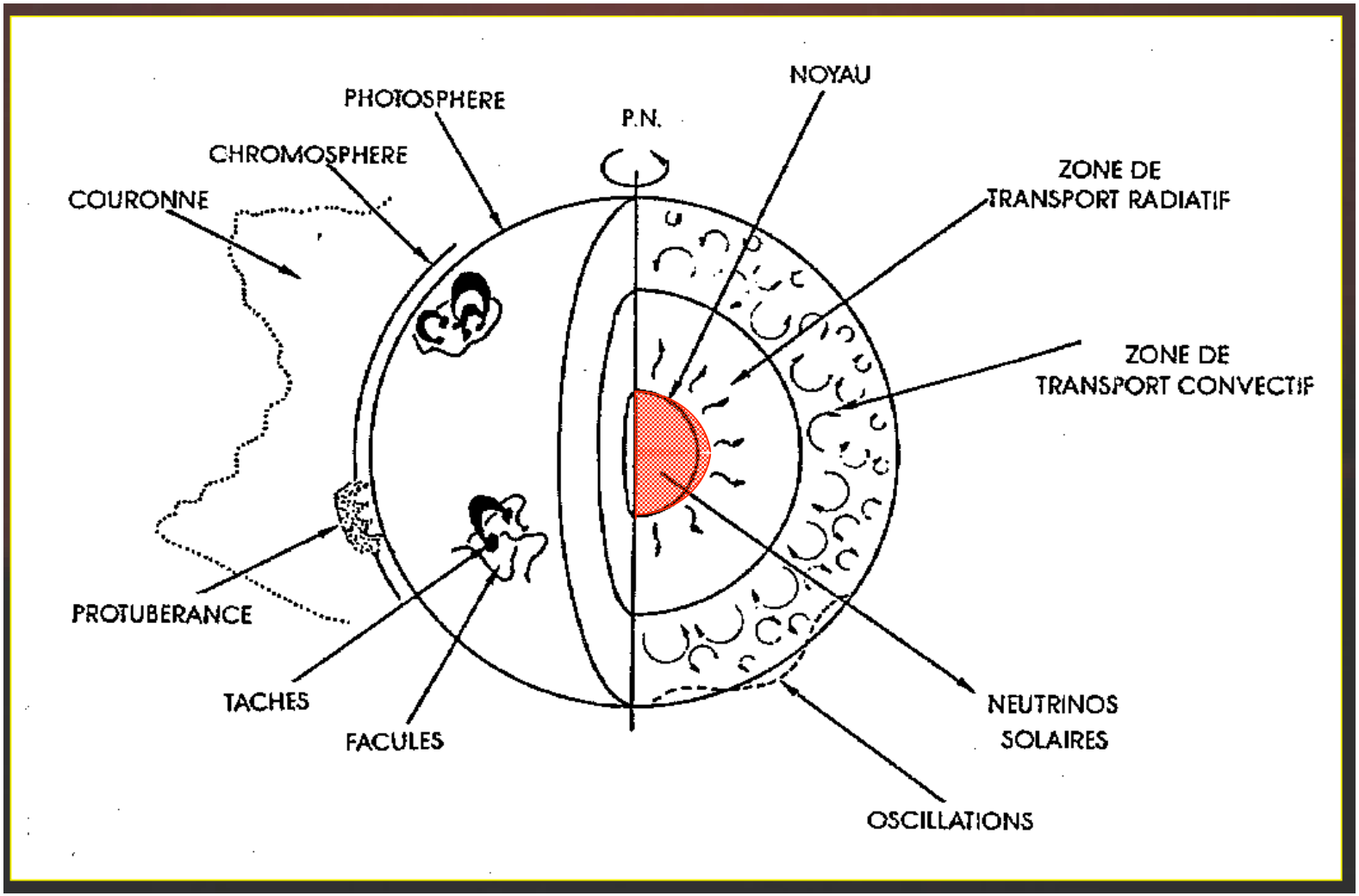
Résumé du 3ème cours

- Etoiles : masses gazeuses sphériques, équilibre hydrostatique
- différents types de pression : gaz parfait, pression du rayonnement, pression de dégénérescence
- Contraction sous l'effet de la gravitation entraîne le chauffage du gaz
- Durée de vie observée du Soleil >> durée de vie sur le seul budget d'énergie gravitationnelle
- Source d'énergie : nucléaire (fusion d'éléments de faible *m* en éléments plus lourds; en particulier: 4 H $\rightarrow$ ^{4}He)
- Grande durée de vie (Soleil : 10 milliards d'années). Diminue quand masse augmente, puisque $L \propto M^{\alpha}$ (α=3…4)

Formules importantes

- Energie d'une sphère homogène : $W_g = -\frac{3}{5}\frac{GM^2}{R}$
- Pression du gaz parfait : $P = nK_BT$
- Pression du rayonnement : $P = \frac{1}{3}a_{St}T^4$
- Pression de dégénérescence : $P = \frac{1}{5}\left(\frac{3}{8\pi}\right)^{2/3}\frac{h^2}{m_e}n_e^{5/3}$

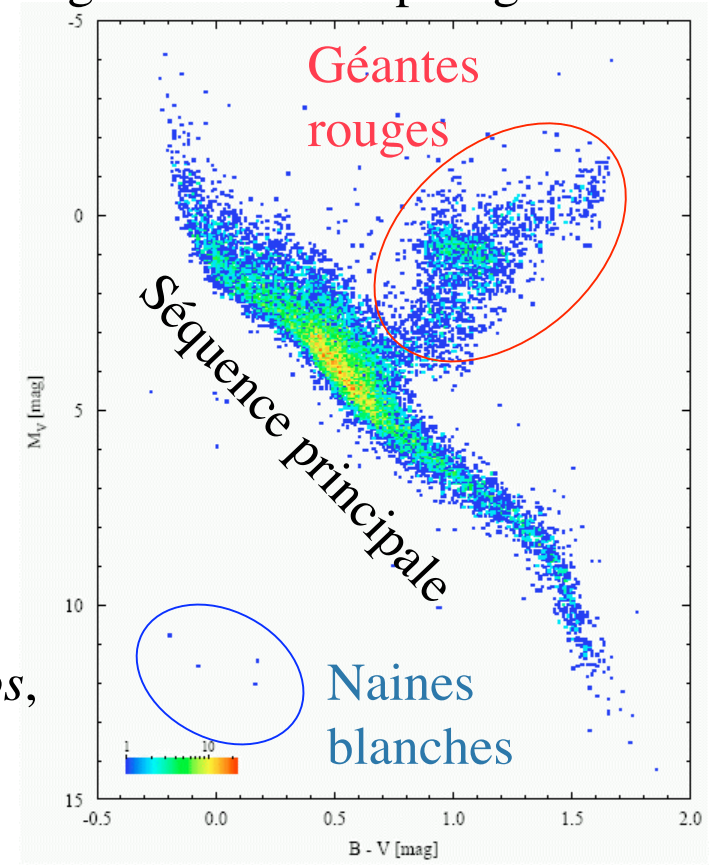
La structure du Soleil



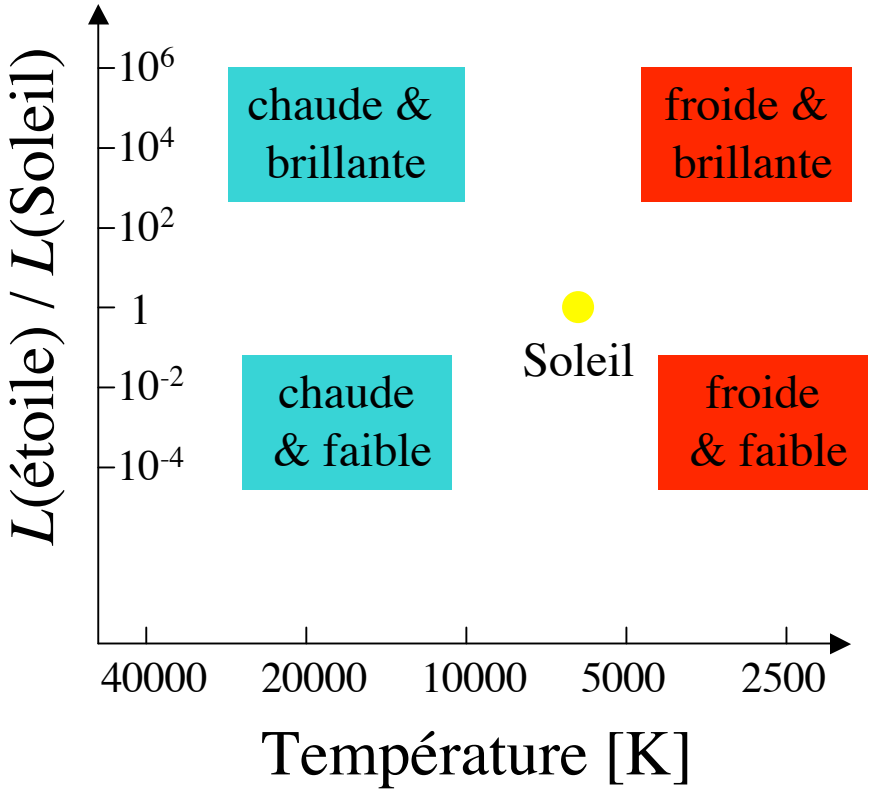
Génération d'énergie (noyau), puis transport par rayonnement, puis convection

La classification des spectres des étoiles (1)

Diagramme Hertzsprung-Russell



Hipparcos, 1995



Classification des étoiles selon leur spectre: pour un gaz en équilibre thermodynamique $L=4\pi R^2 \sigma T^4$ (loi de Stefan); une étoile est brillante parce qu'elle est (1) chaude ou (2) grande.

La classification des spectres des étoiles (2)

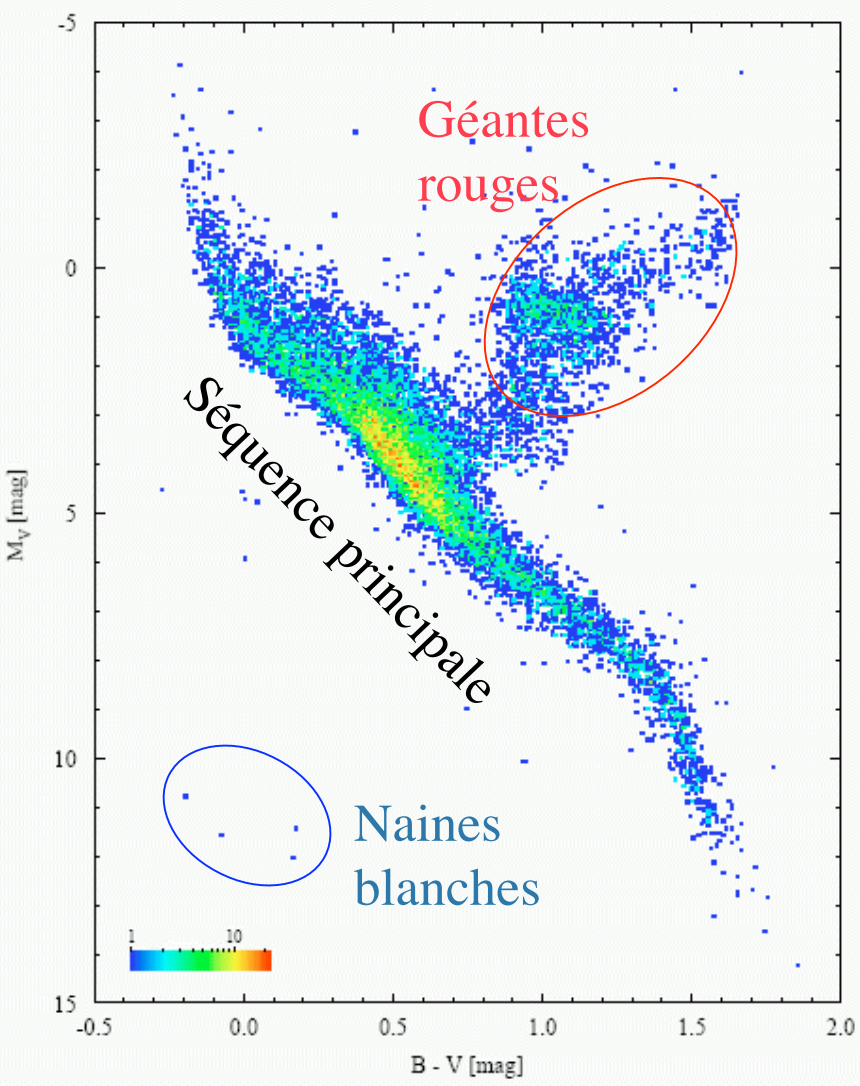


Diagramme Hertzsprung-Russell

La grande majorité des étoiles se groupe le long de la séquence principale (SP) : fusion $4H \rightarrow {}^4He$

Les étoiles rouges plus brillantes que celles de la SP doivent, à *T* égale, posséder des rayons supérieurs (géantes).

Les étoiles blanches moins brillantes doivent avoir des rayons moindres que les étoiles de la SP (naines blanches).

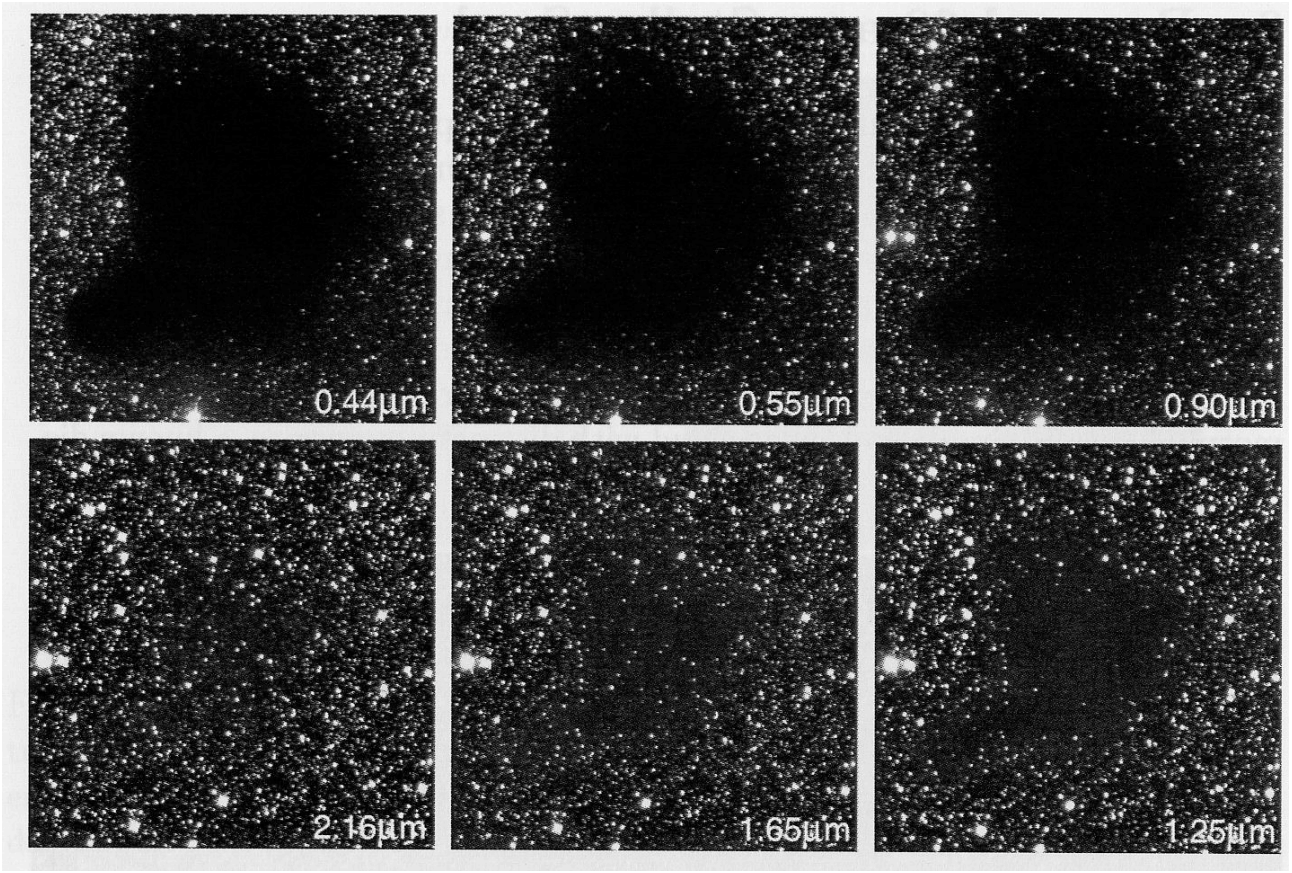
Grand nombre d'étoiles sur la SP parce que c'est la phase d'existence la plus longue d'une étoile (fusion H → He).

Peu de naines blanches parce qu'elles sont difficiles à détecter.

L’évolution des étoiles

1) Formation à partir d’un nuage de gaz

Nuages de gaz interstellaire froid



- Dimensions 10^{16}-10^{19} m, T 100K, n 10^{7}-10^{9} m^{-3}, masses (0,1-10^{6}) M_S . H, H_2, He, molécules, « poussières » (absorbent lumière visible, laissent passer IR)

Energie gravitationnelle en équilibre HS

$$\frac{dP}{dr} = -\frac{GM(r)}{r^2}\rho(r)$$

$\times 4\pi r^3$: $$-\int_0^R \frac{GM(r)}{r^2} 4\pi r^3 \rho(r) dr = -\int_0^{\frac{4\pi}{3}R^3} \frac{GM(r)}{r^2} r \rho(r) dV = -\int_0^{M(R)} \frac{GM(r)}{r} dM = W_g$$

$$\int_0^R \frac{dP}{dr} 4\pi r^3 dr = \left[P(r) 4\pi r^3\right]_0^R - \int_0^R 3P 4\pi r^3 dr \quad -3\int_0^{\frac{4\pi}{3}R^3} P dV = -2\int_0^{\frac{4\pi}{3}R^3} e dV = -2U$$

- en équilibre HS : $W_g = -2U$ (théorème du viriel)

La moitié de l'énergie gravitationnelle libérée lors de la contraction lente (succession d'équilibres HS) sert à augmenter l'énergie interne du gaz (chauffage), l'autre moitié est rayonnée.

Instabilité gravitationnelle d'un nuage de gaz (1)

- Modèle simple : sphère uniforme, masse M, rayon R ⇒ énergie potentielle

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

- Théorème du viriel : équilibre HS $W_g = -2U$

$$P = nK_BT = \frac{\rho}{m_H}K_BT \Rightarrow 2U = \int_0^{\frac{4\pi}{3}R^3} 3PdV = \frac{3K_BT}{m_H}\int_0^{\frac{4\pi}{3}R^3} \rho dV = \frac{3K_BTM}{m_H}$$

- Domination de la gravitation :

$$|W_g| > 2U \Rightarrow \frac{3}{5}\frac{GM^2}{R} > \frac{3K_BTM}{m_H} \Rightarrow \frac{M}{R} > \frac{5K_BT}{Gm_H}$$

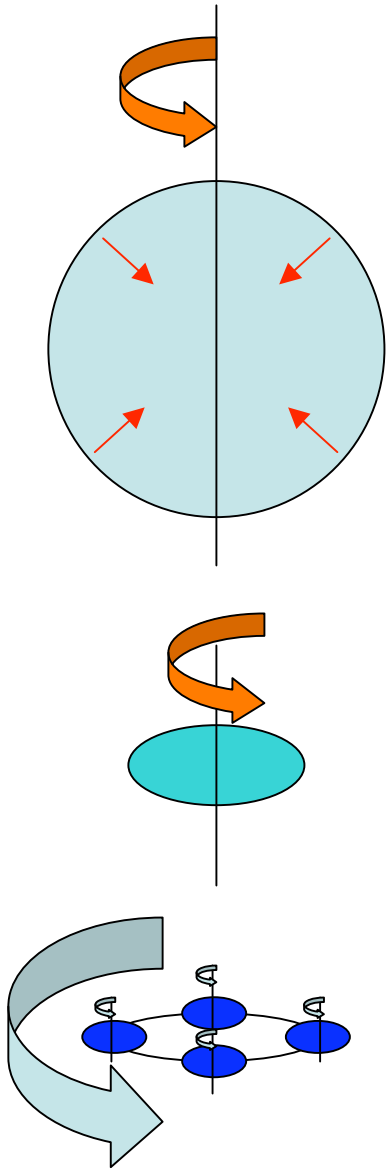
Instabilité gravitationnelle d'un nuage de gaz (2)

- Condition d'instabilité : $\frac{M}{R} > \frac{5K_B TM}{Gm_H} > 6\times10^{14}\,\frac{T}{1\,\mathrm{K}}$
- Petit nuage : $2R=10^{17}$ m, T=100 K ⇒ contraction si $M>3\times10^{33}$ kg (1500 M_S), n> $3{,}5\times10^{9}$ m^{-3}
- Grand nuage : $2R=10^{18}$ m, T=100 K ⇒ contraction si $M>3\times10^{34}$ kg (15000 M_S), n> $3{,}5\times10^{7}$ m^{-3}

Instabilité des GRANDS nuages, compatible avec l'observation des grandes régions de formation stellaire (p.ex.: Orion). Fragmentation au cours de la contraction.

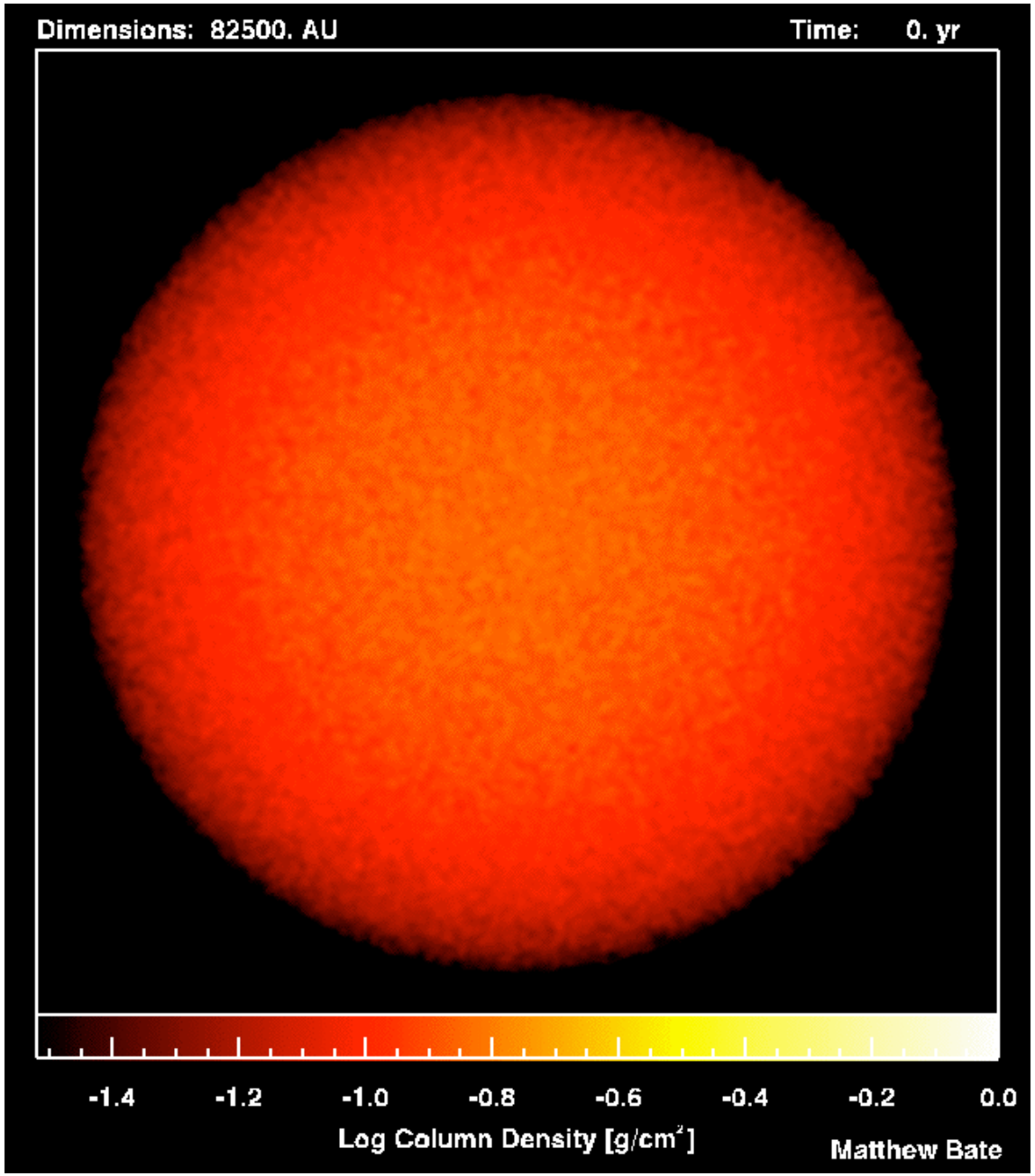
Contraction d'un nuage de gaz

- Contraction (= libération d'énergie gravitationnelle), rayonnement (début: IR), chauffage quand nuage suffisamment dense pour absorber; dissociation, ionisation
- Force centrifuge s'oppose à la contraction; aplatissement, fragmentation (grande partie du moment cinétique dans les mvts orbitaux des fragments)
- Contraction des fragments
- Autres effets : turbulence contre la contraction à grande échelle, mais peut la faciliter dans les fragments. Trop compliqué pour modèle analytique.



Conversion d'énergie gravitationnelle lors de la contraction

- Rayonnement IR (poussières): tant que nuage peu dense, les photons s'échappent (T cte.)
- n augmente absorption ou diffusion des photons
- Dissociation H_2, puis ionisation H, He
- Électrons libres : forte diffusion du rayonnement, augmentation T équilibre HS : proto-étoile
- Si $T \geq 10^7$ K: étoile (fusion H ^{2}H, He). Exige un minimum de masse (env 0,1 M_S)
- Sinon fusion H ^{2}H («naine brune») ou dégénérescence des e



http://www.ukaff.ac.uk/starcluster/
Matthew R. Bate, Ian A. Bonnell, Volker Bromm, Univ. Exeter

Collapse d'un nuage froid: simulations numériques

- $M = 50\ M_S$
- $T = 10$ K
- $2R = 1{,}2 \times 10^{16}$ m
  $= 0{,}4$ pc
- Formation de noyaux denses, puis condensation en étoiles & naines brunes

L’évolution des étoiles

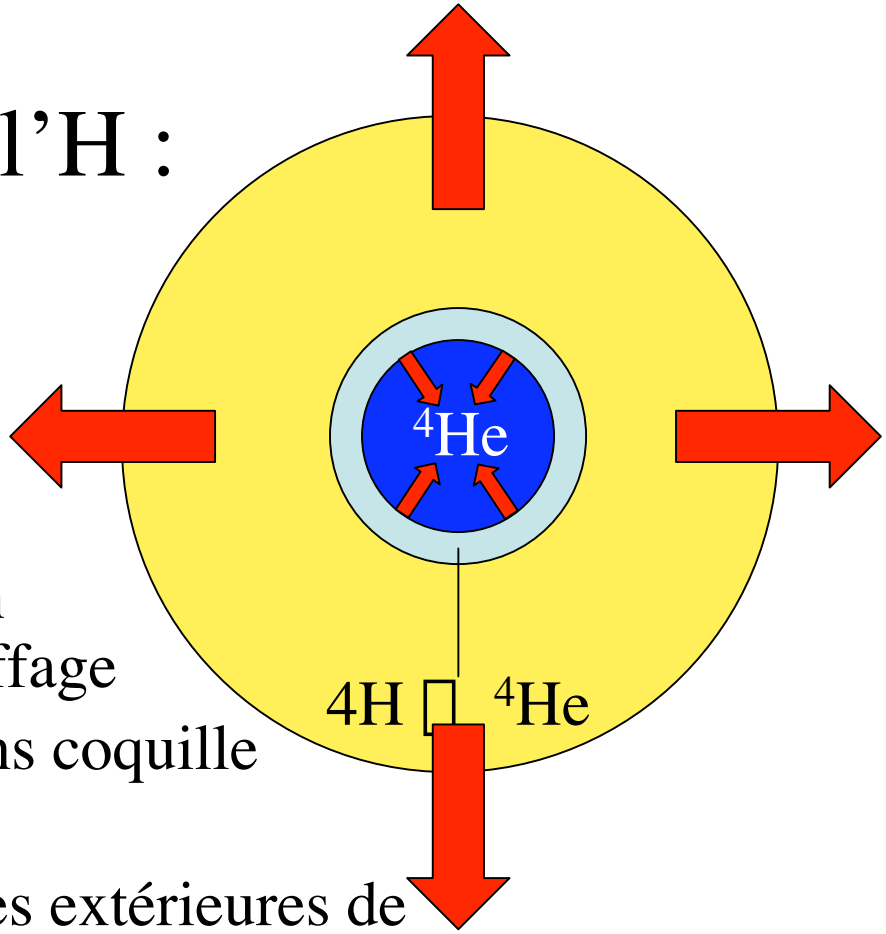
2) Après la séquence principale

Cycles d'évolution stellaire

- Principe : l'étoile peut libérer de l'énergie nucléaire jusqu'à ce que son noyau soit constitué de ^{56}Fe
- Problème : pour fusionner des noyaux de plus en plus lourds, il faut des *T* de plus en plus élevées (seuil fusion / barrière Coulomb)
- Schématiquement :

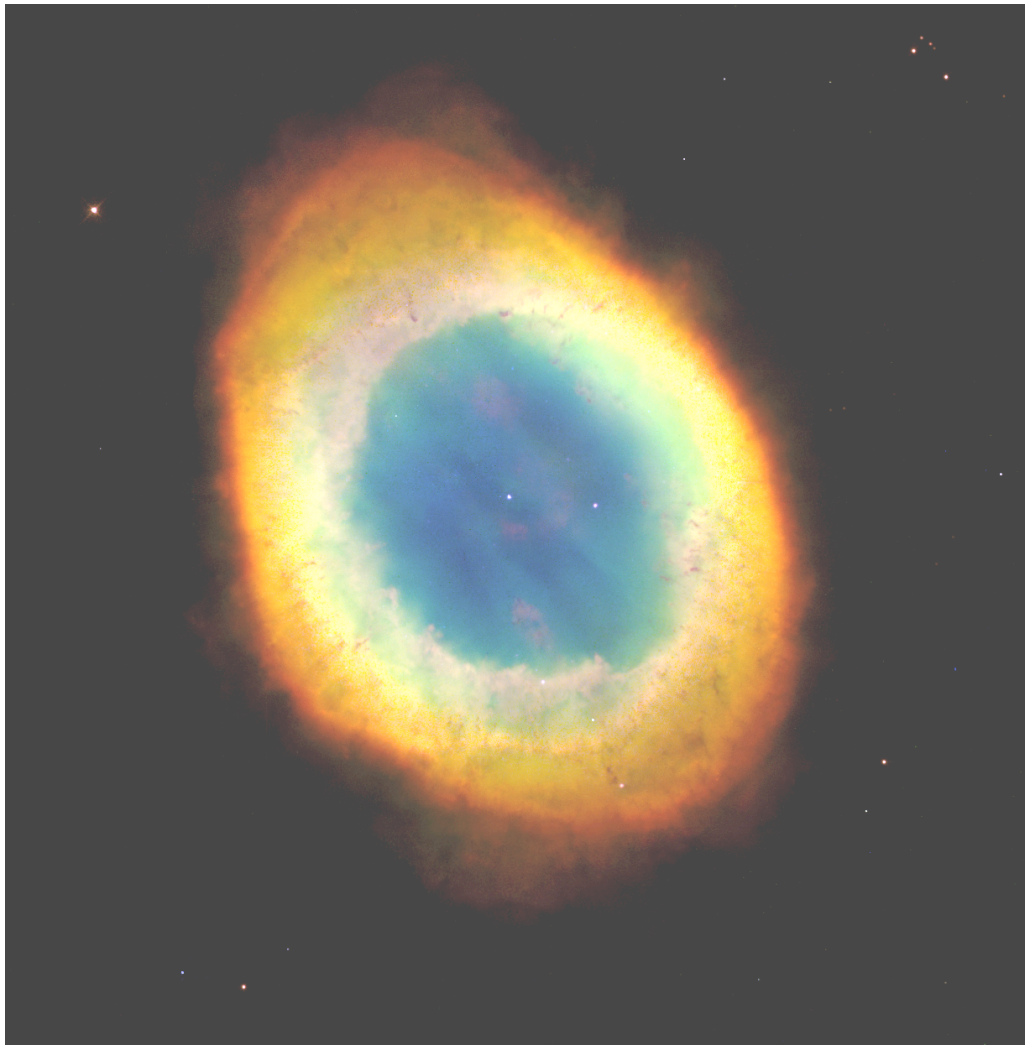
- stabilité pendant phase de fusion,
- refroidissement et contraction après épuisement du «□ombustible□,
- chauffage et nouveau cycle de fusion ou dégénérescence des électrons (facteur déterminant : *M*).

Après épuisement de l'H : géante rouge



- Noyau de l'étoile: ^{4}He
- Pas de fusion d'He si $T<10^8$ K
- Contraction du noyau, libération d'énergie gravitationnelle, chauffage
- Démarrage fusion 4H → ^{4}He dans coquille autour du noyau de ^{4}He
- Augmentation T dans les couches extérieures de l'étoile, expansion : l'étoile devient «géante»
- Augmentation de la surface et des pertes radiatives; T diminue à la surface, couleur → rouge («géante rouge»)
- Si $T>10^8$ K au noyau, démarrage de la fusion du ^{4}He (explosif si électrons partiellement dégénérés)

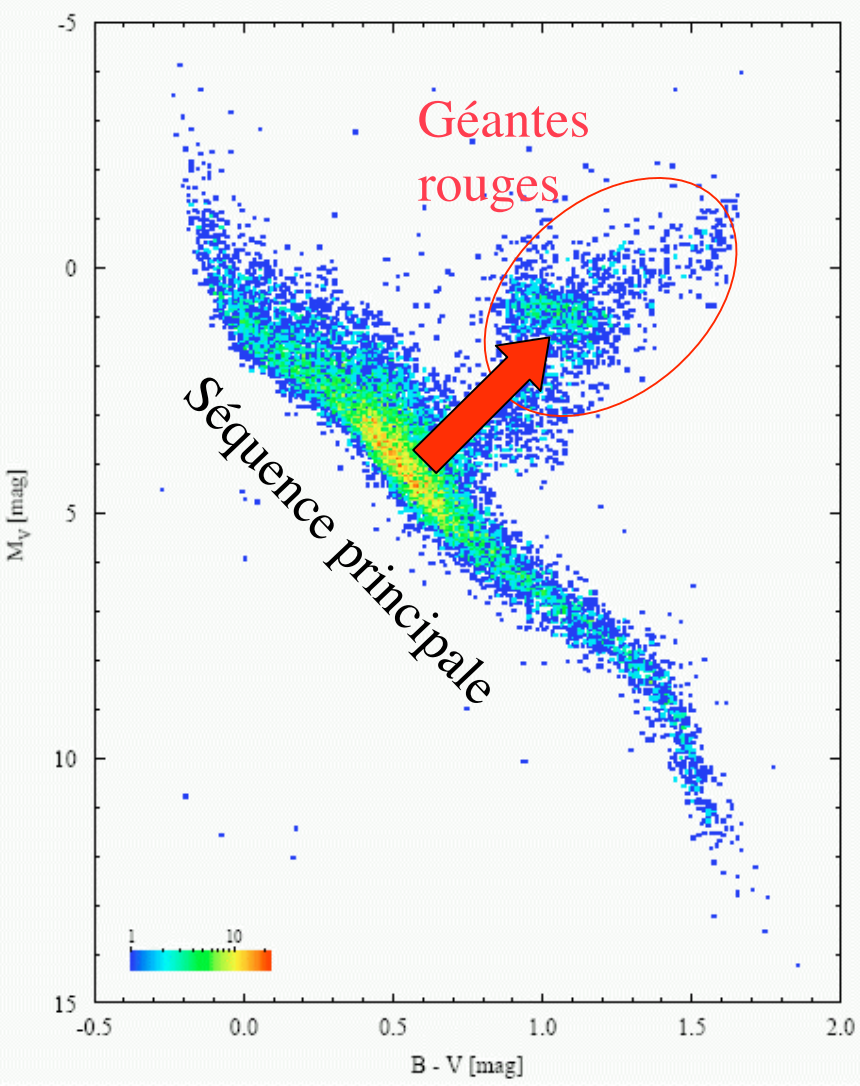
Exemple d'une «□ébuleuse planétaire□



Cliché télescope spatial *Hubble*

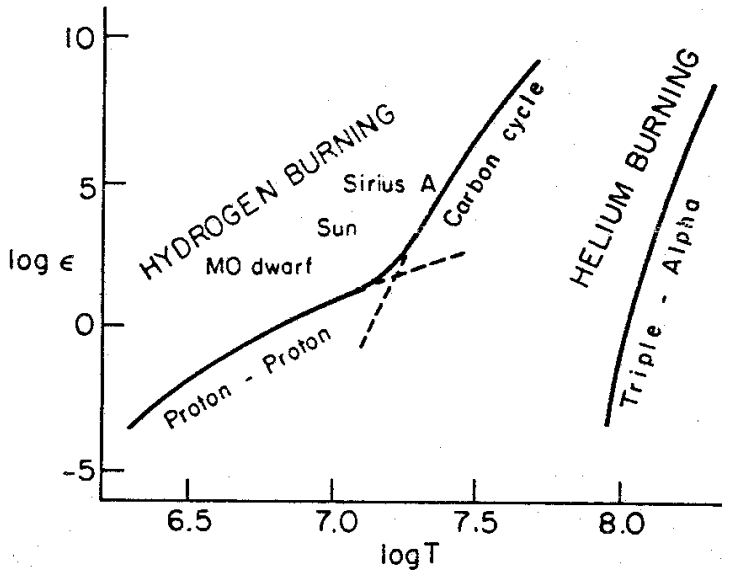
- Géante rouge : enflement de l'étoile sous l'effet de la coquille de fusion d'H
- Ejection partie extérieure de l'enveloppe (faiblement maintenue, car $F \quad 1/r^2$) : «□ébuleuse planétaire□
- Nébuleuse (plus ou moins) sphérique, env. 10% de la masse de l'étoile
- Résidu : noyau de l'étoile, composé d'éléments lourds (He, C, O, …)

Le Soleil en tant que géante rouge



Migration vers le haut (augmentation de la luminosité) et la droite (diminution de la température) dans le diagramme Hertzsprung-Russell.

Fusion de ^{4}He



$T > 10^8$ K : 3(^{4}He) → ^{12}C + γ

(« triple alpha ») :

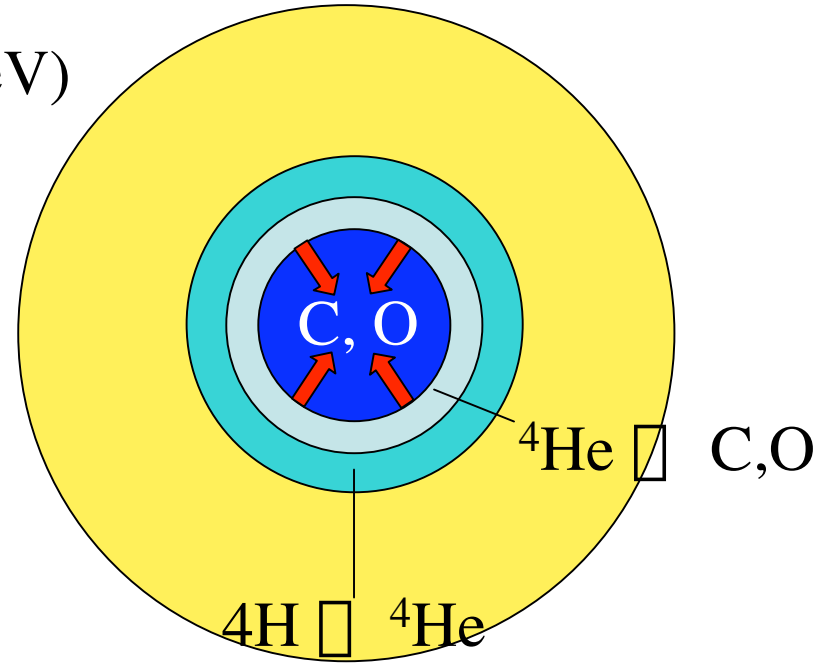
- ^{4}He + ^{4}He + 95 keV → ^{8}Be
- ^{8}Be + ^{4}He → ^{12}C + γ(7,27 MeV)

Be instable, donc rare dans les étoiles.

$T > 2 \cdot 10^8$ K :

- ^{12}C + ^{4}He → ^{16}O + γ

Durée : 20-30% de la durée de vie sur la séquence principale.



Après l'épuisement de l'hélium

- *M* initiale <(4-6) M_S : naine blanche
- Etoiles de forte masse : brèves périodes de fusion d'éléments lourds, forte production de neutrinos

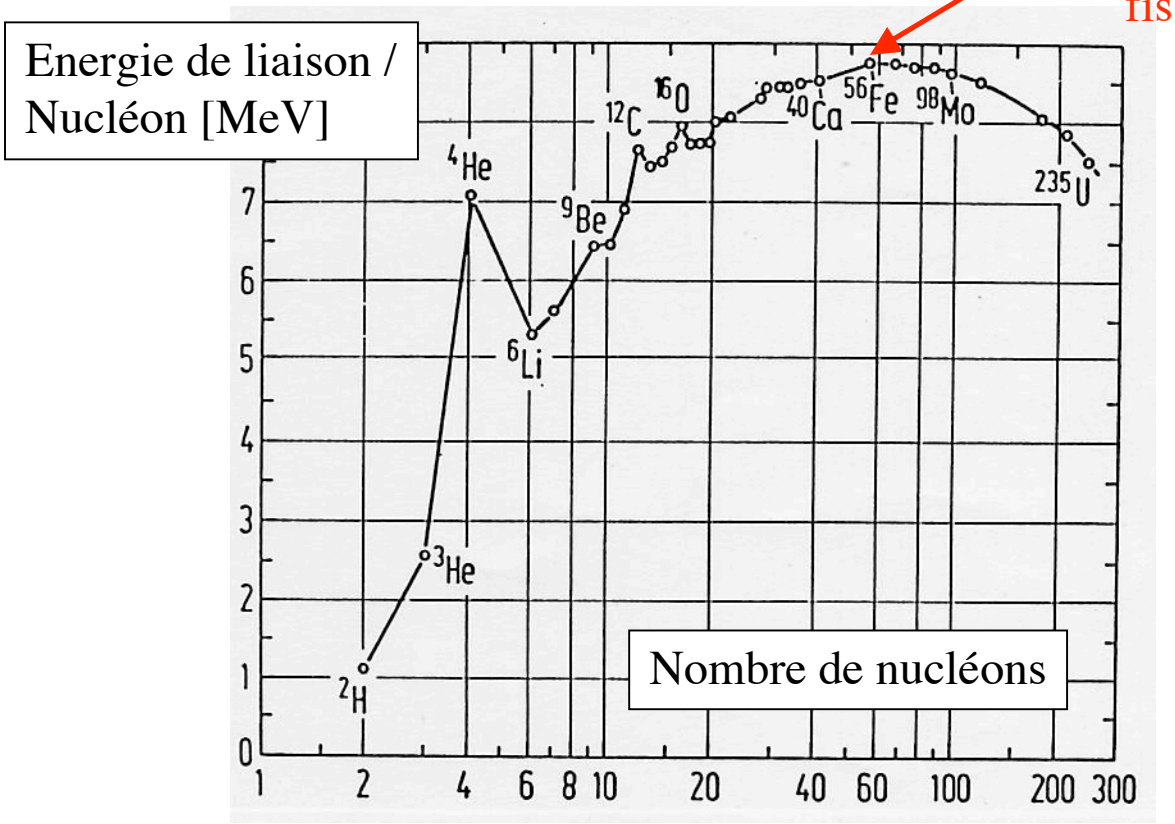
  2 (^{12}C) → ^{4}He, ^{20}Ne, ^{24}Mg (durée ~300 ans)

  2 (^{16}O) → ^{4}He, ^{28}Si, ^{32}S

  2 (^{28}Si) → ^{56}Ni → ^{56}Fe (durée ~2 jours)
- Fin de la chaîne de libération d'énergie par fusion
- Photodissociation des noyaux
- Collapse du cœur de l'étoile : supernova

Energie nucléaire

^{56}Fe = noyau le plus stable; fin de libération d'énergie par fusion (ou fission)



- Les noyaux les plus stables sont ceux du fer (56 nucléons)
- Libération d'énergie nucléaire par (a) la fission d'un élément lourd (p. ex. U), (b) la fusion d'un élément léger (p. ex. H)

Un reste de supernova

- La nébuleuse du Crabe (constellation Taureau)
- Enveloppe stellaire éjectée lors d'une explosion de supernova en 1054 (récits chinois)
- Éjection des éléments lourds, produits par la fusion, dans l'espace
- Fusion explosive; production des éléments plus lourds que Fe par capture de neutrons (r) ?

The Crab Nebula in Taurus (VLT KUEYEN + FORS2)

ESO PR Photo 40f/99 (17 November 1999)

© European Southern Observatory

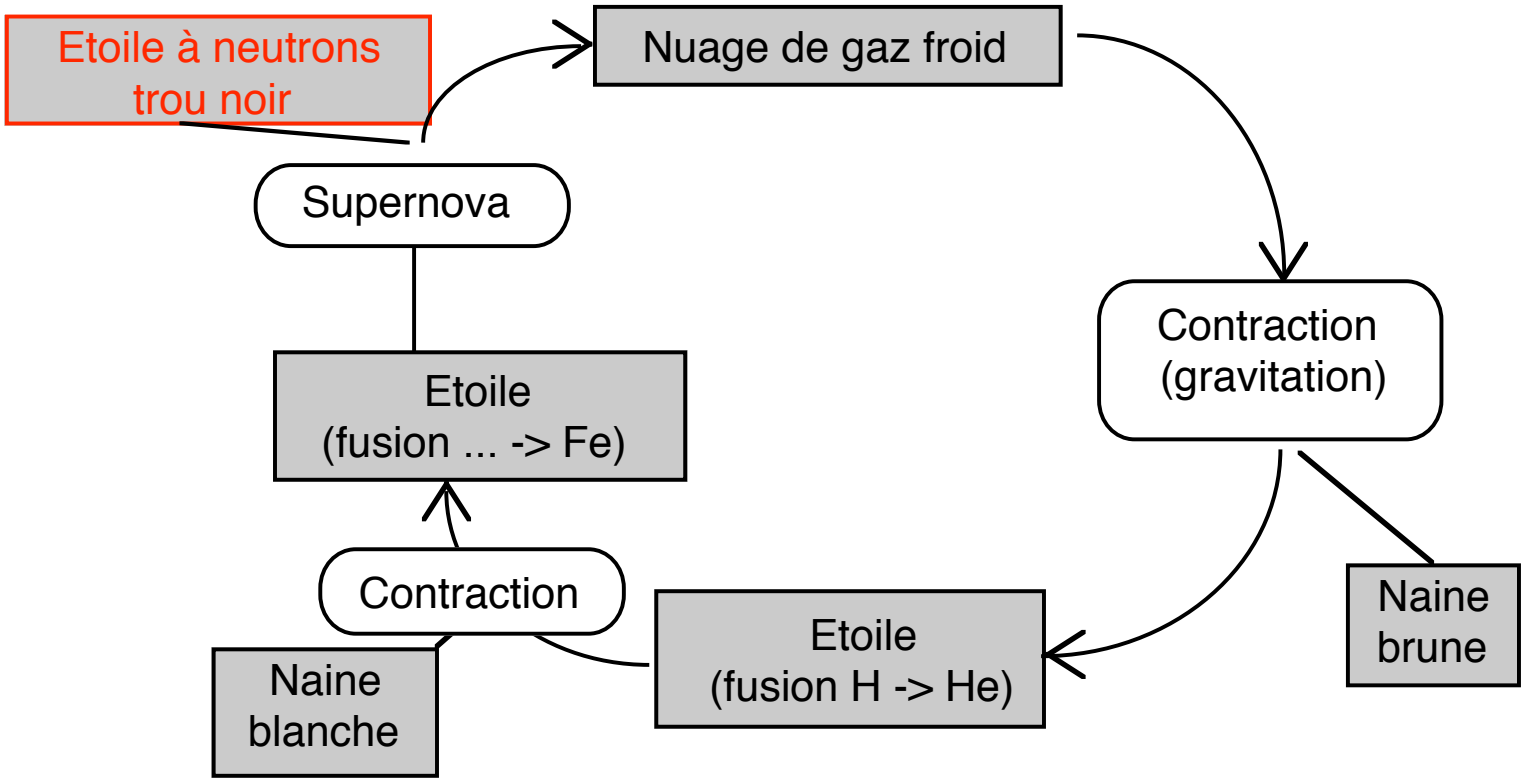
Comment fabriquer les noyaux plus lourds que A=56 ?

- Capture d'un neutron par un noyau :
  $(Z,A)+n \rightarrow (Z,A+1)$
- Rappel: *n* libre instable; mais de plus en plus de *n* libérés lors des étapes de fusion de noyaux lourds.
- Deux classes de processus de capture:
  $s^{(1)}$: $(Z,A)+n \rightarrow (Z,A+1) \rightarrow (Z+1, A+1) + n \ldots$
  $r^{(2)}$: $(Z,A)+n \rightarrow (Z,A+1) + n \rightarrow (Z, A+2) \ldots$

(1) «slow» : flux modéré de *n*, processus peu opérer avant SN. Produit noyaux avec nombres comparables de *p* et *n*.

(2) «rapid» : flux intense de *n*; processus explosif (qq secondes) lors des SN ? Produit isotopes riches en *n*.

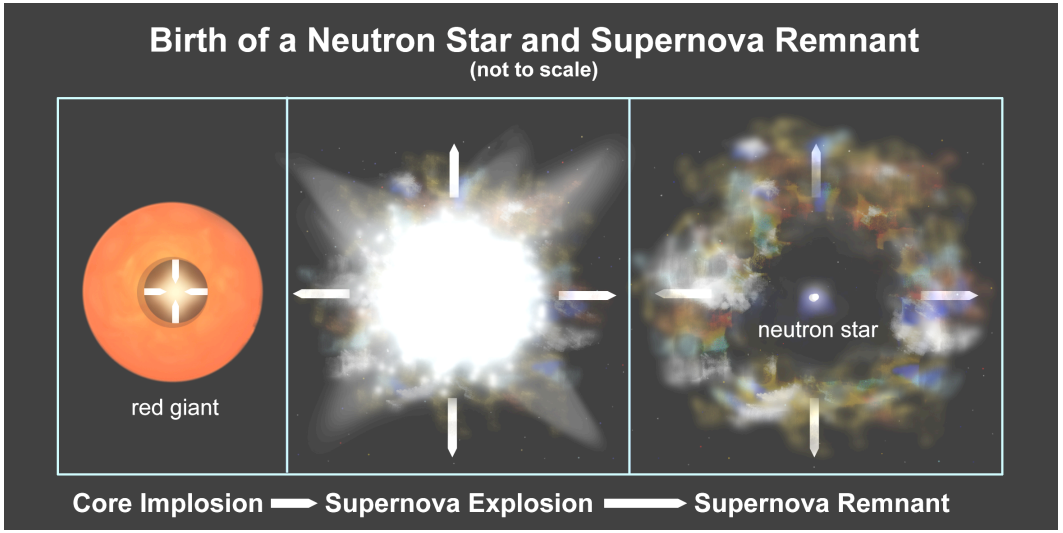
Résumé : évolution des étoiles

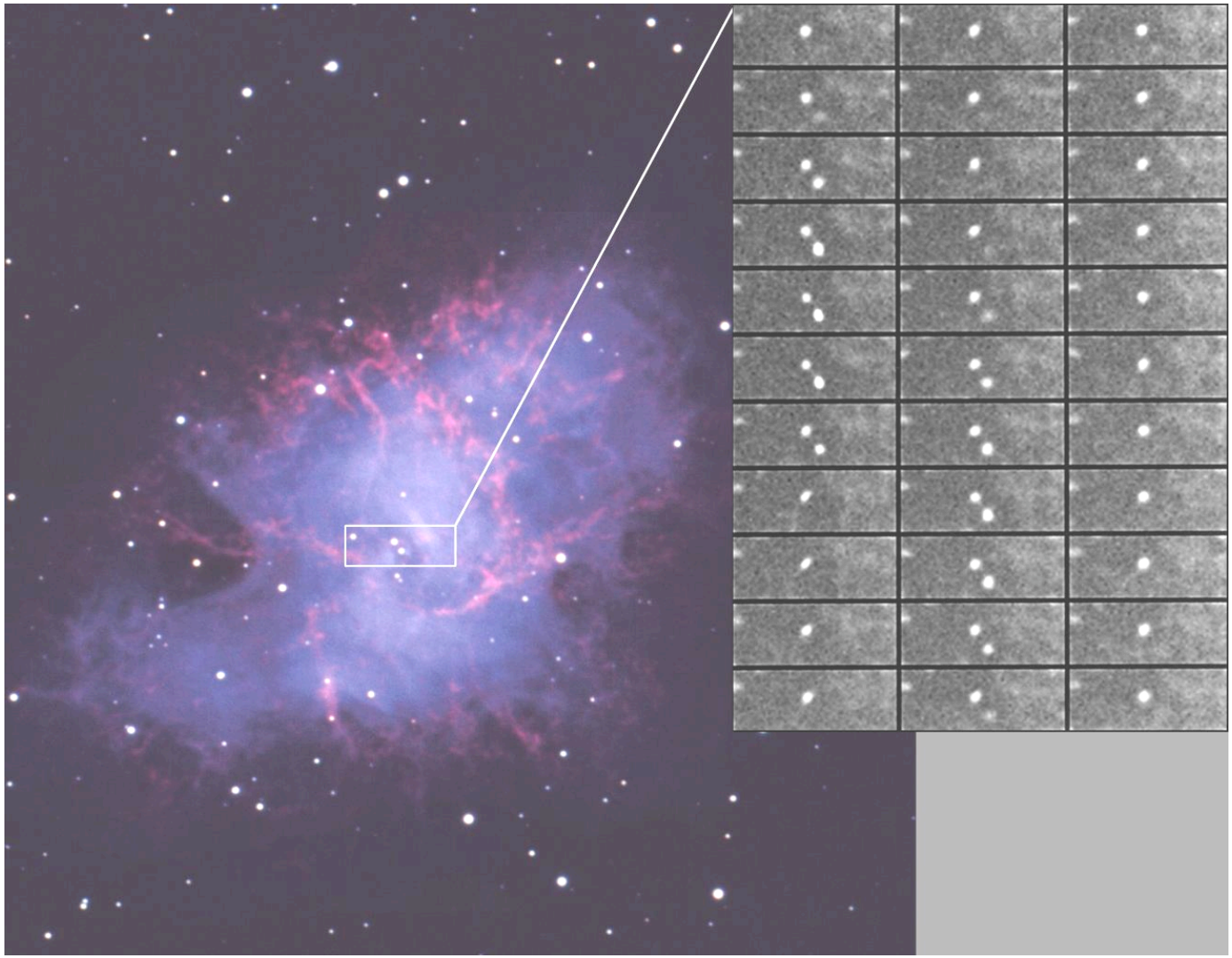


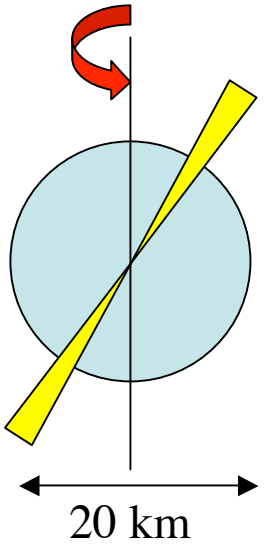
Que devient le noyau de l'étoile ?

- Contraction sous l'effet de la gravitation
- Pression de dégénérescence des électrons n'arrête pas la contraction lorsque $M>1,4\ M_S$

- Désintégration beta inverse: $p+e^- \rightarrow n+\nu_e$
- Arrêt collapse par pression de dégénérescence des n, si $M<xM_S$ (x=2 ? 8 ?)







- La nébuleuse et le pulsar du Crabe (cliché Kitt Peak, NOAO)
- À droite: clichés du pulsar (étoile à neutrons), pose env. 1 ms (on voit l'apparition et la disparition du pulsar, période env. 33 ms)

Et si la pression des neutrons ne suffit pas ?

- Stabilisation par dégénérescence des n : $M<xM_S$ (x=2 ? 8 ?)
- Masses résiduelles plus importantes : contraction au-dessous du rayon de Schwarzschild, *trou noir*.
- Physique classique : $$c^2 = \frac{2GM}{R_S}$$
- Relativité générale : courbure de l'espace

Résumé du 4ème cours

- Formation des étoiles :

  - contraction d'un nuage froid, pourvu qu'il soit suffisamment grand
  - chauffage, fragmentation, contraction des fragments
  - étoile (fusion H → He) si $T > 10^7$ K
  - sinon : naine brune (fusion H → ^{2}H), «planète» (dégénérescence)

- Evolution des étoiles :

  - séquence principale (fusion H, gros de la durée de vie),
  - fusions d'éléments plus lourds ou naine blanche,
  - éjection des parties externes («enveloppe»)
  - supernova, étoile à neutrons, trou noir

- Formation des éléments chimiques :

  - à partir du H au noyau des étoiles
  - fusion jusqu'à A=56 (Fe), réactions exoénergétiques
  - capture de neutrons pour A>56

Formules importantes

- Energie potentielle et énergie interne en équilibre HS : $W_g = -2U$ (théorème du viriel)
- Désagrégation beta : $n \rightarrow p + e^{-} + \bar{\nu}_e$
- Désagrégation beta inverse: $p + e^{-} \rightarrow n + \bar{\nu}_e$