

Chapitre 7

Propriétés fondamentales des étoiles

Observables

- Flux lumineux observé (magnitudes apparentes)
- Flux lumineux intrinsèque (magnitude absolue) si la distance est connue
- Couleur et donc température (position du pic du corps noir)
- Composition chimique (de surface)
- Rayon (en interférométrie)
- Rotation ($v \times \sin i$)
- Environnement: enveloppe gazeuse, companions

Qu'est ce qu'une étoile

Une boule de gaz chaud

Température de surface dans l'intervalle: $2000 \text{ K} < T < 50000 \text{ K}$

Composée surtout d'hydrogène

Sources d'énergie : contraction gravitationnelle
réactions nucléaires

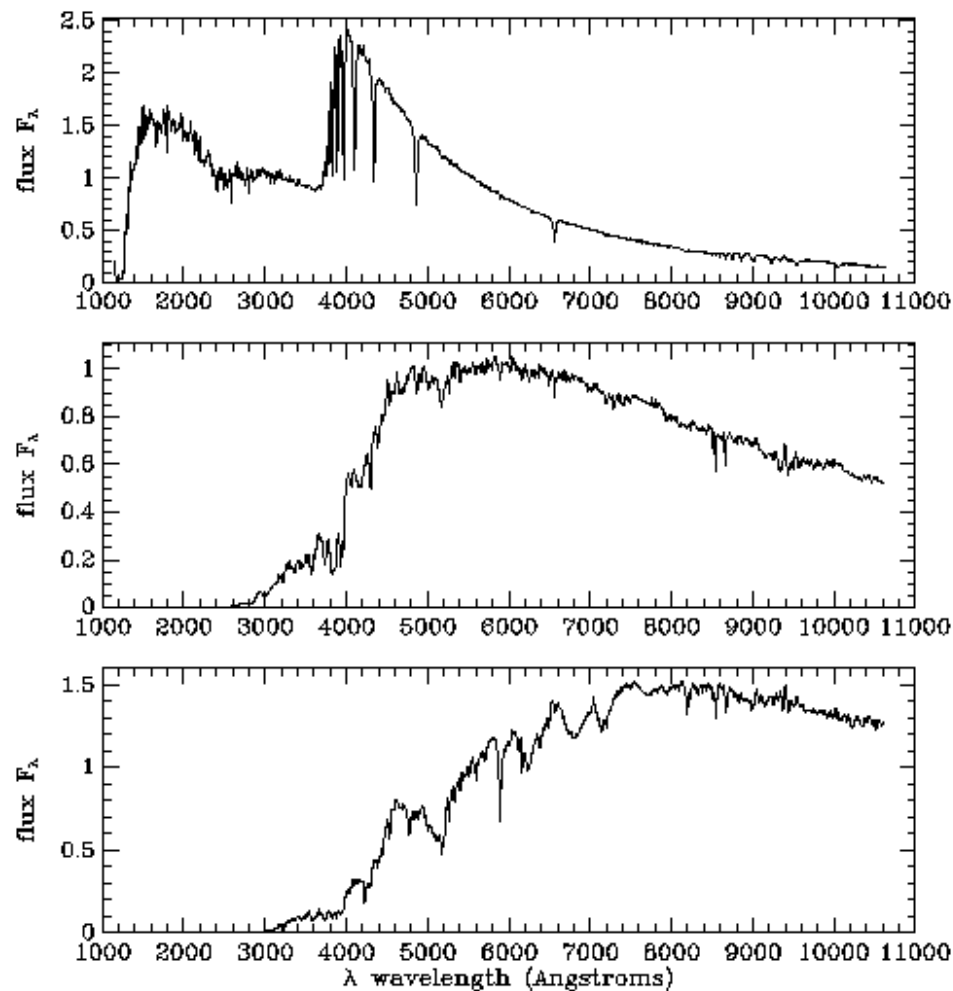
TOUS les éléments autres que l'hydrogène (et un peu de deutérium et d'hélium) sont formés dans les étoiles

Rayonnement de surface du type corps noir

Evolution complexe qui dépend presque uniquement de la **masse initiale**

Exemples de spectres stellaires et importance de l'hydrogène

Etoiles de plus
en plus chaudes



Bleu

Rouge

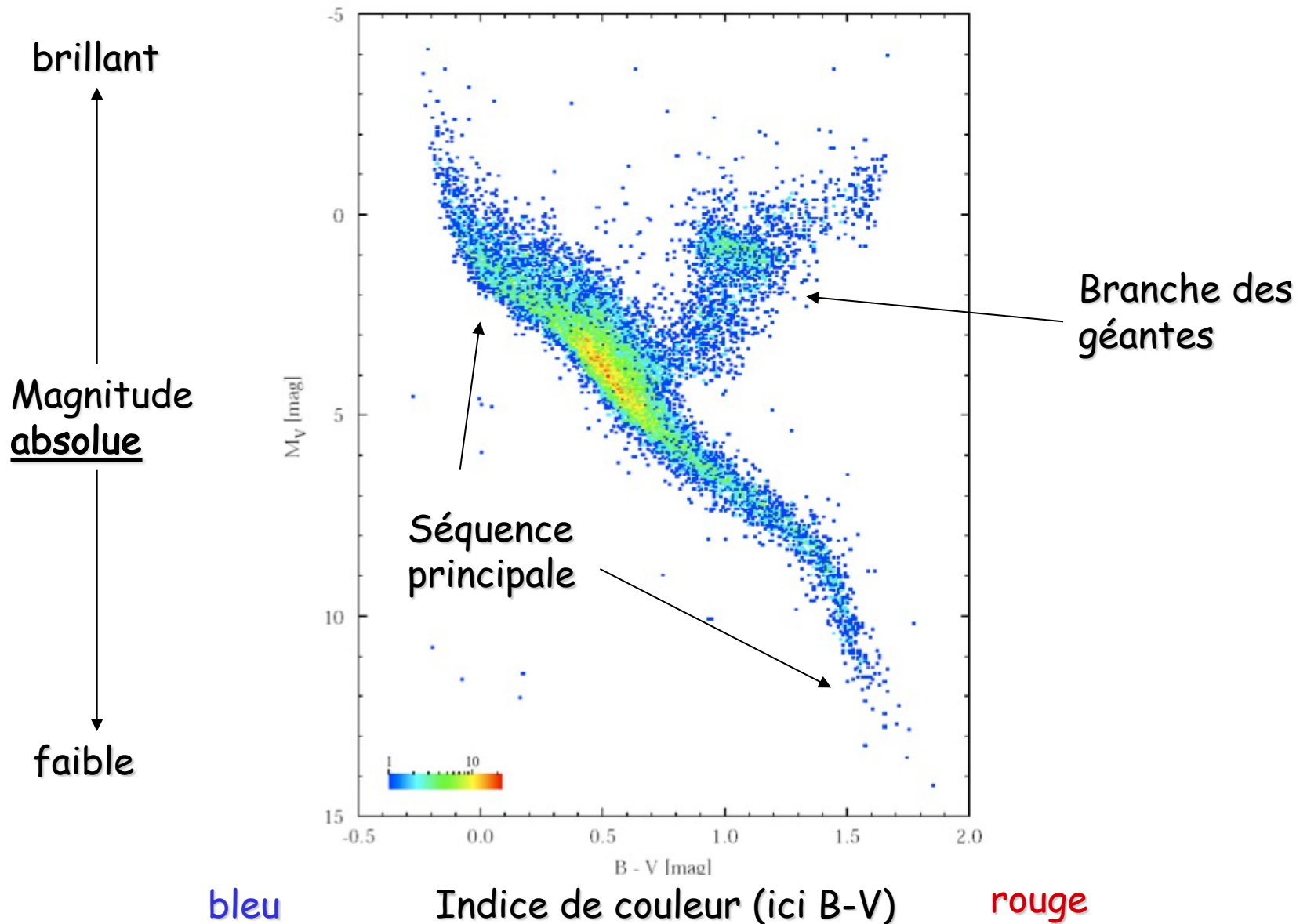
Le diagramme de Hertzsprung-Russell
(diagramme « HR »)

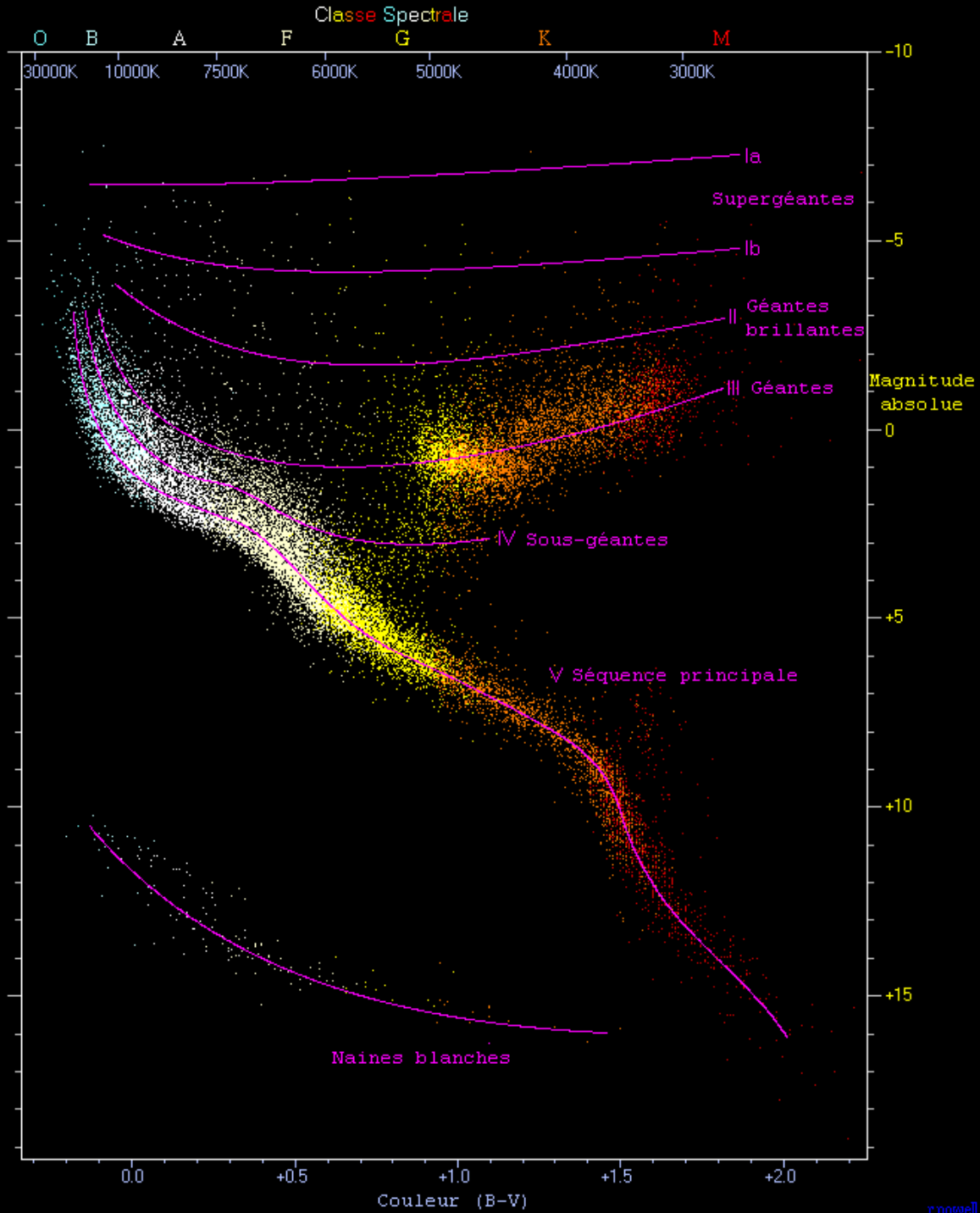


Le diagramme de Hertzsprung-Russell

- Le diagramme « HR » relie la **température** à la **luminosité** des étoiles
 - > nécessité de connaître les distances et d'avoir des spectres
- On utilise plus souvent le diagramme **couleur-magnitude** plutôt que le diagramme HR
- Les étoiles ne se répartissent pas au hasard dans le diagramme
- Au cours de sa vie une étoile change de place dans le diagramme, on parle d'**évolution stellaire** (cf. prochain cours)
- Dans un temps de vie humain, nous n'avons qu'un « instantané » du diagramme HR

Le diagramme de Hertzsprung-Russell







Classification spectrale de Morgan-Keenan

- 7 types spectraux correspondants à la température (couleur) des étoiles: O, B, A, F, G, K, M
- Etoiles O: $T \sim 50000\text{K}$
Etoiles M: $T \sim 2500\text{K}$
- 9 sous-classes, par exemple O1, O9 sont des étoiles O de plus en plus rouges. Deux étoiles de type O9 et B0 ont des couleurs très similaires
- 7 classes de luminosités
 - Ia-O: hyper-géantes
 - I: super-géantes
 - II: géantes lumineuses
 - III: géantes
 - IV: sous-géantes
 - V: séquence principale des naines (dont le Soleil)
 - VI: sous-naines

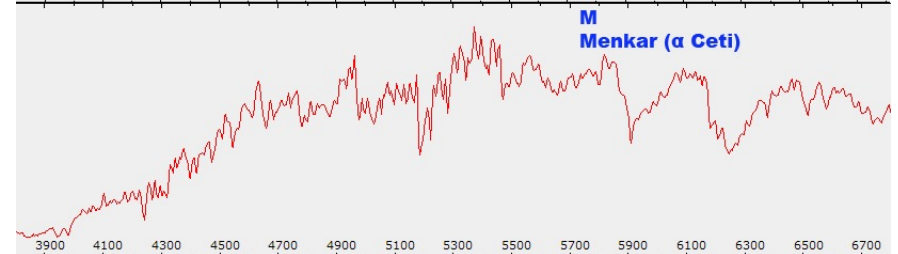
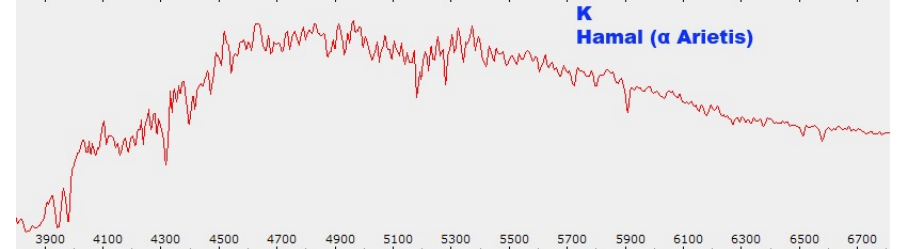
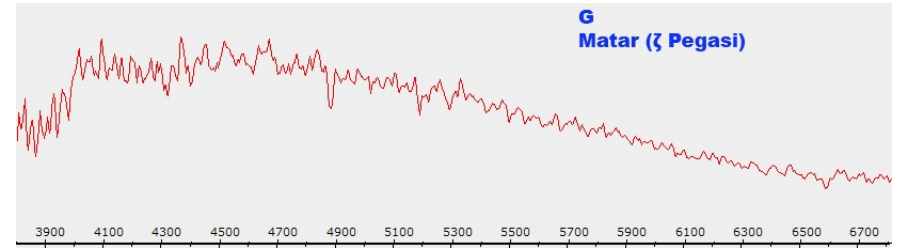
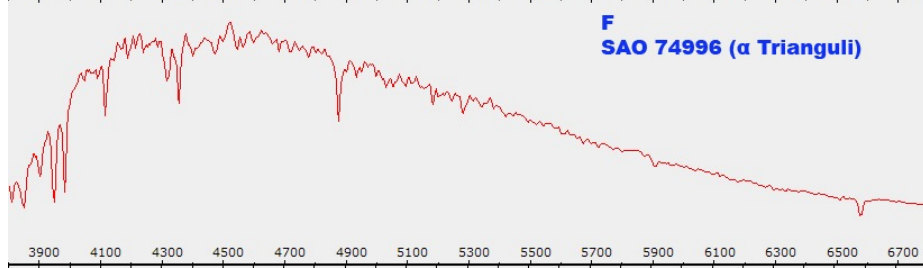
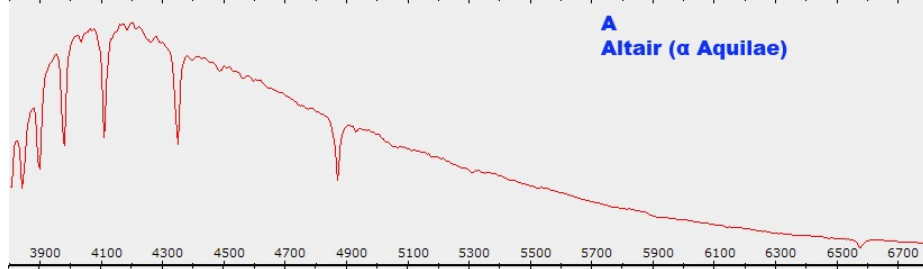
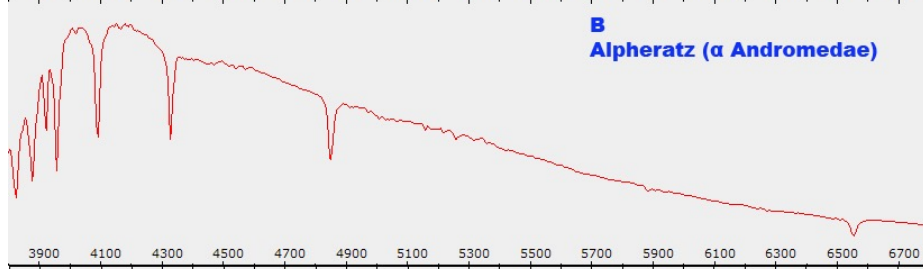
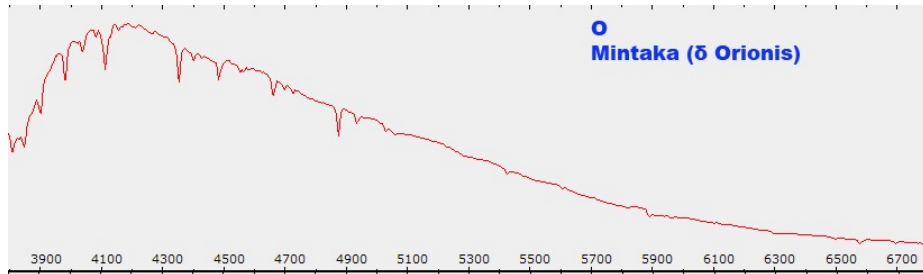
Classification spectrale de Morgan-Keenan (séquence principale)

Table 3.13 Physical properties of MS stars

Spectral type	$\mathcal{M}/\mathcal{M}_{\odot}$	$\log(L/L_{\odot})$	M_{bol}	M_V	R/R_{\odot}	$\bar{\rho}/\bar{\rho}_{\odot}$
O3	120	6.15	-10.7	-6.0	15	0.035
O5	60	5.90	-10.1	-5.7	12	0.035
O8	23	5.23	-8.4	-4.9	8.5	0.037
B0	17.5	4.72	-7.1	-4.0	7.4	0.043
B3	7.6	3.28	-3.5	-1.6	4.8	0.069
B5	5.9	2.92	-2.7	-1.2	3.9	0.099
B8	3.8	2.26	-1.0	-0.2	3.0	0.14
A0	2.9	1.73	0.3	0.6	2.4	0.21
A5	2.0	1.15	1.7	1.9	1.7	0.41
F0	1.6	0.81	2.6	2.7	1.5	0.47
F5	1.3	0.51	3.4	3.5	1.3	0.59
G0	1.05	0.18	4.2	4.4	1.1	0.79
G5	0.92	-0.10	4.9	5.1	0.92	1.18
K0	0.79	-0.38	5.6	5.9	0.85	1.29
K5	0.67	-0.82	6.7	7.4	0.72	1.79
M0	0.51	-1.11	7.4	8.8	0.60	2.36
M5	0.21	-1.96	9.6	12.3	0.27	10.7
M7	0.12	-2.47	10.8	14.3	0.18	20.6
M8	0.06	-2.92	11.9	16.0	0.1	60

SOURCE: Data published in Schmidt-Kaler (1982)

Exemples de spectres stellaires



Taille des étoiles

La luminosité (bolométrique, cad intégrée sur toutes les longueurs d'ondes) des étoiles est donnée par :

$$L = 4\pi R^2 \times \sigma T_{eff}^4$$

En prenant le logarithme et en exprimant les grandeurs en unités solaires, on obtient une relation entre les principales grandeurs physiques des étoiles

$$\frac{L}{L_{sol}} = \left(\frac{R}{R_{sol}} \right)^2 \left(\frac{T}{T_{sol}} \right)^4$$

Les étoiles de la **séquence principale** ont des tailles entre 0,1 et 15 rayons solaires

Taille des étoiles

Si on connaît le flux f reçu d'une étoile et son flux intrinsèque F , on peut estimer son rayon angulaire α en fonction du rayon R et de la distance r :

$$f = F \times 4\pi R^2 \times \frac{1}{4\pi r^2} = F \times \left(\frac{R}{r}\right)^2$$

$$f = F \times \alpha^2$$

Pour une hypergéante de magnitude apparente $V=0,5$ à une distance de 200 pc et de rayon $R = 1000 \times R_{\text{sol}}$ on obtient

$$\alpha = 0,02''$$

qui est environ 10 fois plus petit que la résolution du télescope spatial Hubble

Sources d'énergie dans les étoiles

Sources d'énergie dans les étoiles

Le théorème du viriel, appliqué à une étoile de la séquence principale donne une estimation de sa température

$$T \sim 10^6 - 10^7 \text{ K}$$

Les calculs faits à la fin du XIX ième siècle en supposant que la source d'énergie est la combustion du charbon donnent une estimation du temps de vie du Soleil ~ 1000 ans ...

Autres sources possibles:

- Energie nucléaire
- Contraction gravitationnelle.

Contraction gravitationnelle

Variation d'énergie totale rayonnée par une étoile de luminosité L

$$dE_{Tot} = dE_{cin} + dE_{pot} = -Ldt$$

Or, le théorème du viriel nous dit

$$2dE_{cin} + dE_{pot} = 0$$

d'où

$$dE_{pot} = -2Ldt$$

et

$$dE_{cin} = Ldt$$

Contraction gravitationnelle

Les deux équations obtenues $dE_{pot} = -2L dt$

$$dE_{cin} = L dt$$

nous disent que :

1- l'énergie rayonnée a pour effet de diminuer l'énergie potentielle de l'étoile

2- la moitié de l'énergie potentielle est convertie en énergie cinétique

-> l'effet de la contraction est de chauffer l'étoile

Contraction gravitationnelle

La contraction gravitationnelle n'est pas suffisante à expliquer le temps de vie des étoiles. Ce dernier est simplement

$$t_{\text{vie}} = \frac{E_{\text{pot}}}{L} = \frac{3}{5} \frac{GM^2}{LR}$$

pour une étoile de masse M et de rayon R ne tirant son énergie que de la contraction.

Ce temps est connu sous le nom de temps de Helmholtz-Kelvin

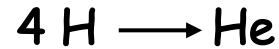
Pour le Soleil il n'est que de 10^7 ans, soit 1000 fois trop court.

-> il y a donc une autre source d'énergie



Les réactions nucléaires

La contraction gravitationnelle permet d'atteindre des températures suffisantes pour engager la combustion (nucléaire) de l'hydrogène.



Masse atomique de 4 atomes d'hydrogène: $4,0313 m_u$

Masse atomique d'un noyau d'hélium: $4,0026 m_u$

Lors de la réaction l'énergie équivalente au défaut de masse est donc

$$\Delta E = \Delta m \times c^2$$

Pour une étoile d'hydrogène de 1 masse solaire le temps de vie est

$$t \sim 10^{11} \text{ ans}$$

Les réactions nucléaires

La vie d'une étoile est une succession de contractions et de réactions nucléaires, toujours plus énergétiques. Les éléments se forment à tour de rôle en « pelures d'oignons » dans le cœur de l'étoile

