

# Les étoiles et leur évolution

C. Bot, formation pour les documentalistes, Strasbourg  
le 08/07/2013

# Qu'est-ce qu'une étoile?

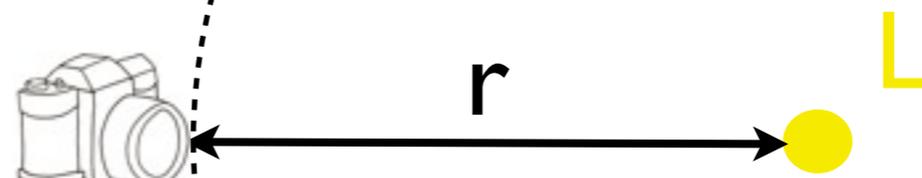
- une source de lumière?
- une boule de gaz?
- des réactions nucléaires?

# Concepts généraux

# Luminosité, flux

- **luminosité** d'une étoile: énergie émise par seconde, quantité intrinsèque
- **flux**: quantité d'énergie qui arrive par seconde sur un  $\text{cm}^2$  d'un détecteur

$$F = \frac{L}{4\pi r^2}$$

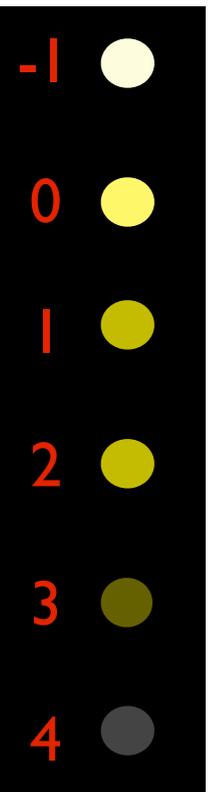


le flux dépend donc de la distance de l'étoile

# Luminosités et magnitudes

*Une étoile 100 fois plus brillante qu'une autre sera 5 magnitudes plus petite*

- $m = -2.5 \log_{10} F + \text{cst}$
- **Magnitude apparente** ( $m$ ) = magnitude observée
- dépend de la distance de l'étoile, de la présence d'un nuage de poussières interstellaire entre l'observateur,...
- **Magnitude absolue** ( $M$ ): c'est une valeur intrinsèque
- suppose que l'étoile est à une distance de 10 parsecs (=32,6 années lumières)



# (module de distance)

- soit une étoile de luminosité  $L$ , située à une distance  $d$  (en parsecs) et dont les magnitudes apparentes et absolues sont  $m$  et  $M$

- $m-M = -2.5 \log_{10} F + 2.5 \log_{10} F_{10\text{pc}}$   
 $= -2.5 \log_{10} (F/F_{10\text{pc}})$

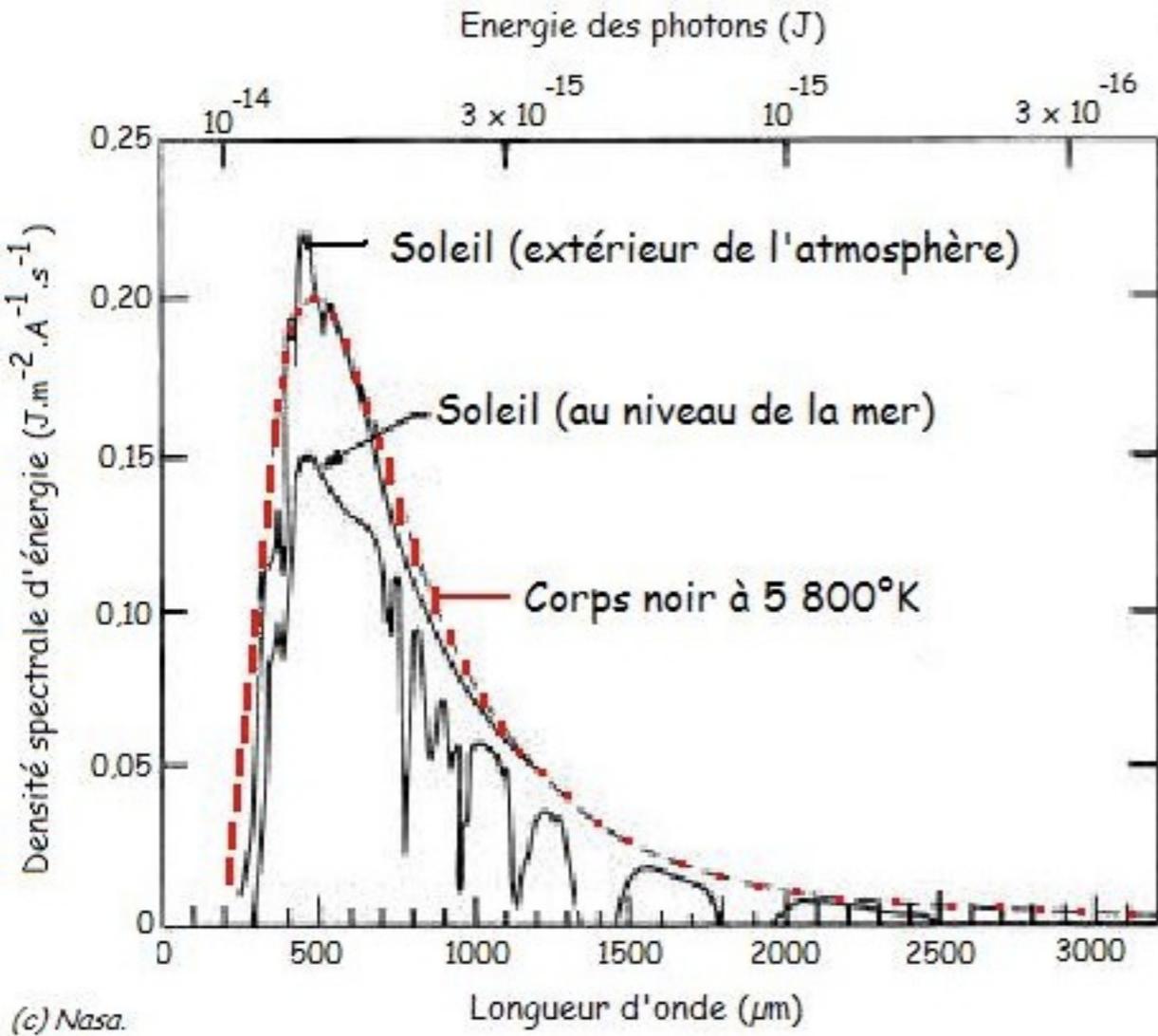
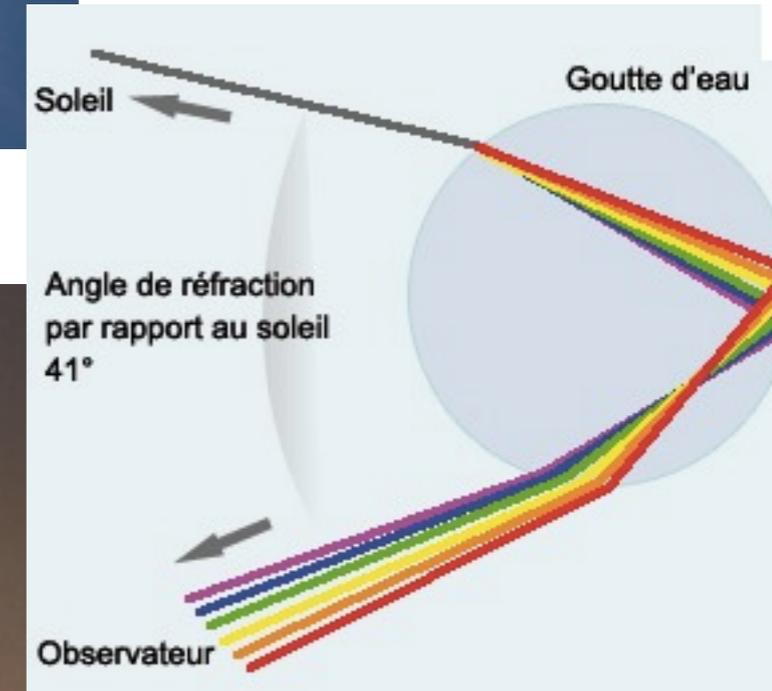
- $F = \frac{L}{4\pi d^2}$        $F_{10\text{pc}} = \frac{L}{4\pi (10\text{pc})^2}$

- $F/F_{10\text{pc}} = (10\text{pc}/d)^2$

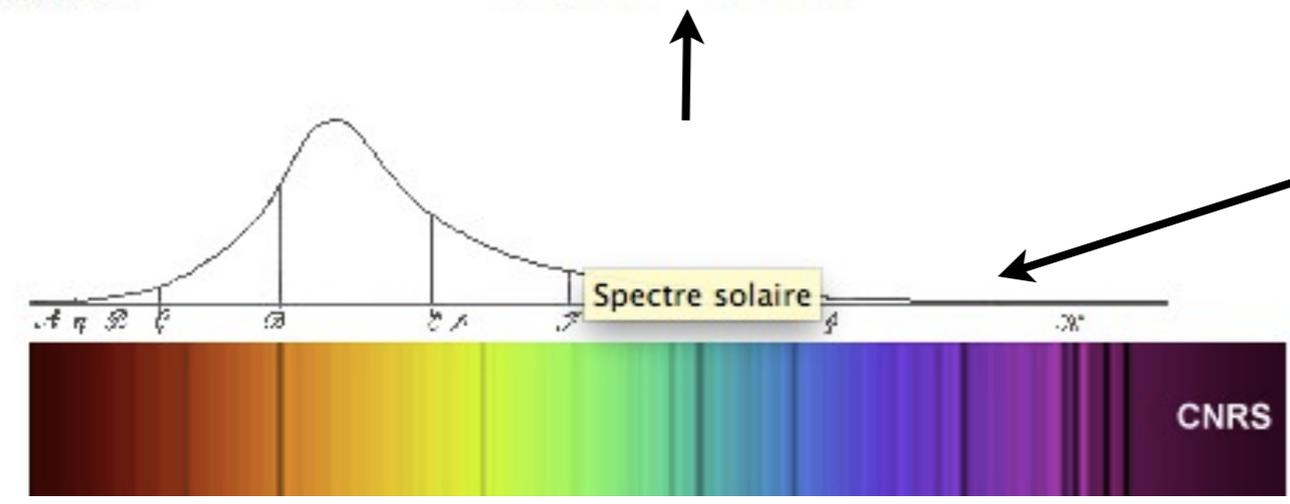
- $m-M = -2.5 \log_{10} (d/10\text{pc})^2 = 5 \log_{10} (d/10\text{pc})$

↖  
module de distance

# Spectres

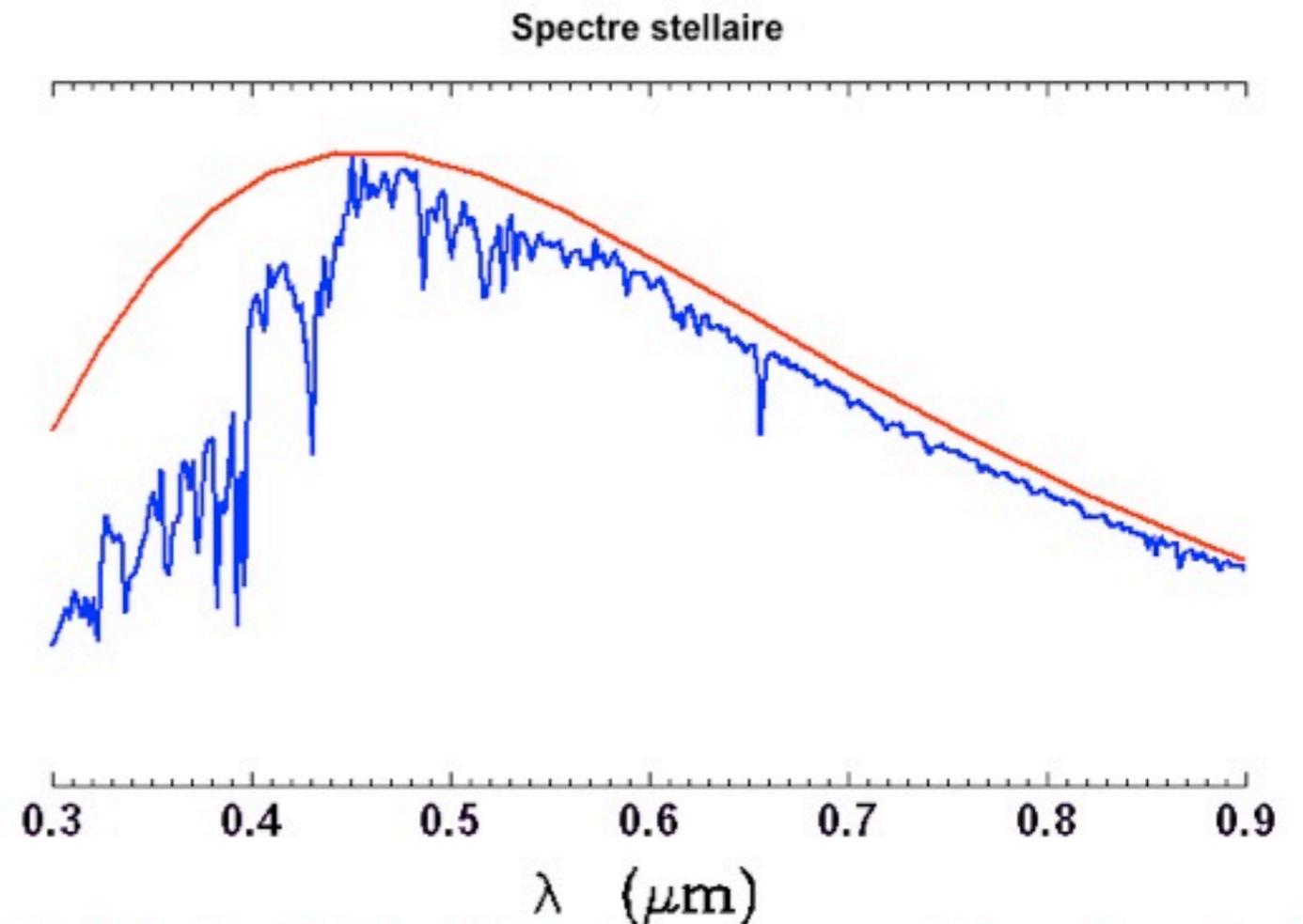


(c) Nasa.



# Emission des étoiles

corps noirs  
+ absorption/emission  
de l'atmosphère  
stellaire

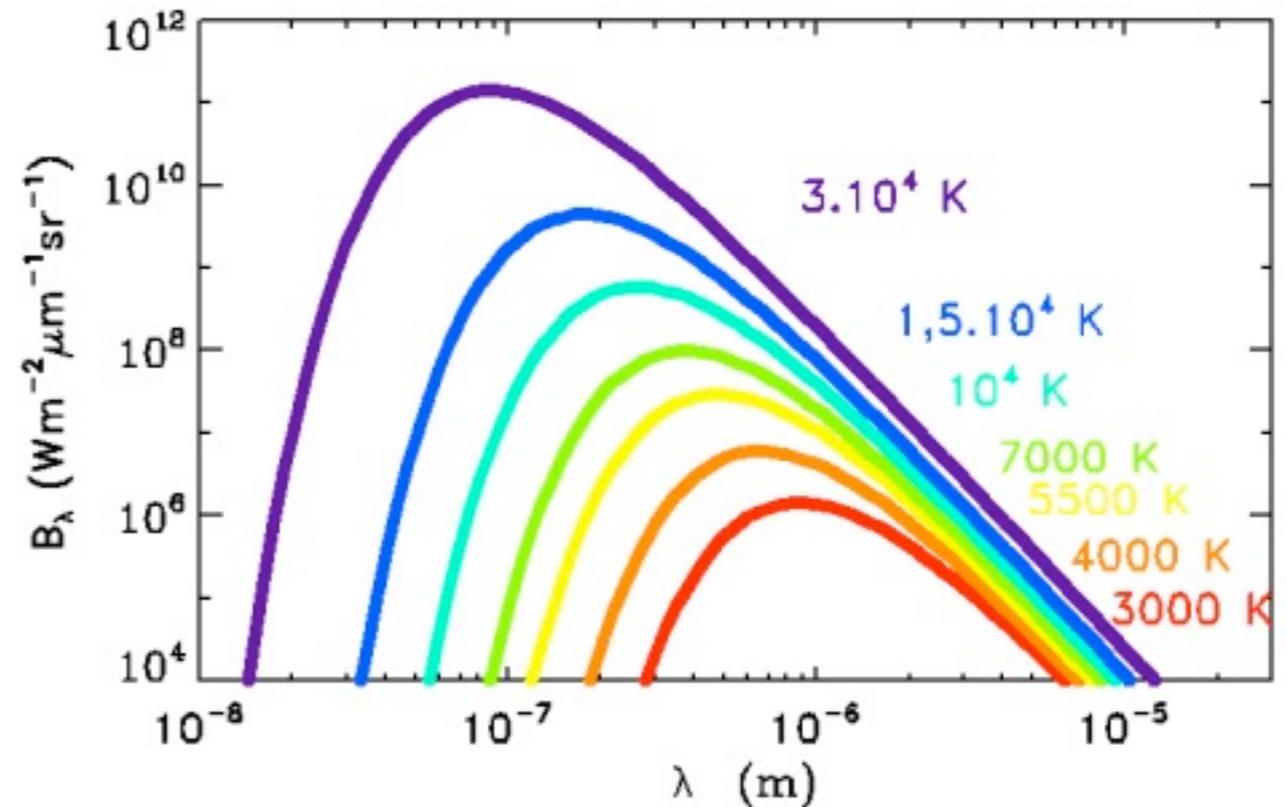


Spectre stellaire (type G2) à basse résolution. Il se superpose approximativement à un spectre de corps noir de température 5700 K, sauf dans le domaine UV.

Crédit : [Astrophysique sur Mesure](#)

# Corps noirs

- Emetteur idéal: Toute l'énergie est convertie en rayonnement avec un spectre caractéristique:
- objet idéal dont le spectre ne dépend que de la température
- deux corps noirs ne se "coupent" jamais



Spectres de corps noirs.

Crédit : [Astrophysique sur Mesure](#)

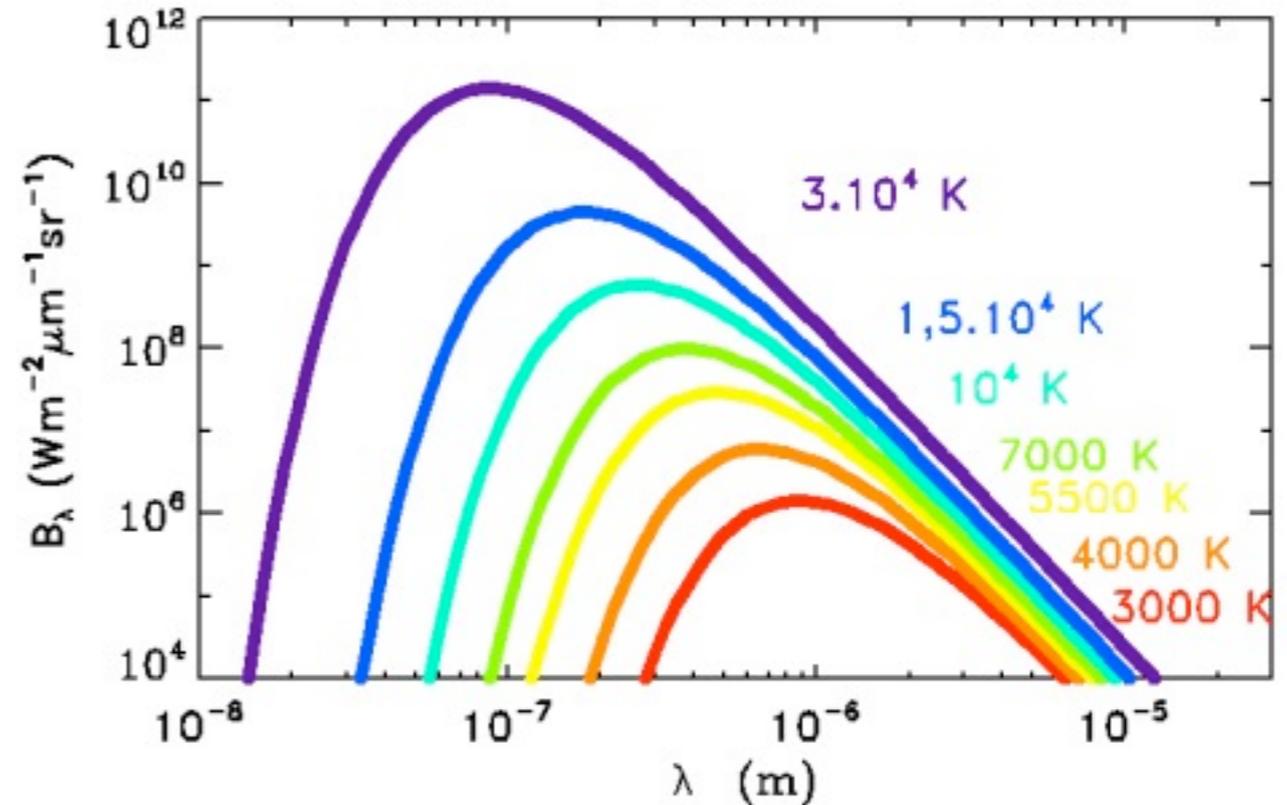
- bleus-chauds  
rouges-froids

# Corps noirs

- équation de Stefan-Boltzmann
- Pour une étoile de rayon R:

$$L=4\pi R^2\sigma T_e^4$$

- $\sigma=5.670*10^{-8}$  erg  
s<sup>-1</sup> cm<sup>-2</sup> K<sup>-4</sup>  
constante de  
Stefan-Boltzman



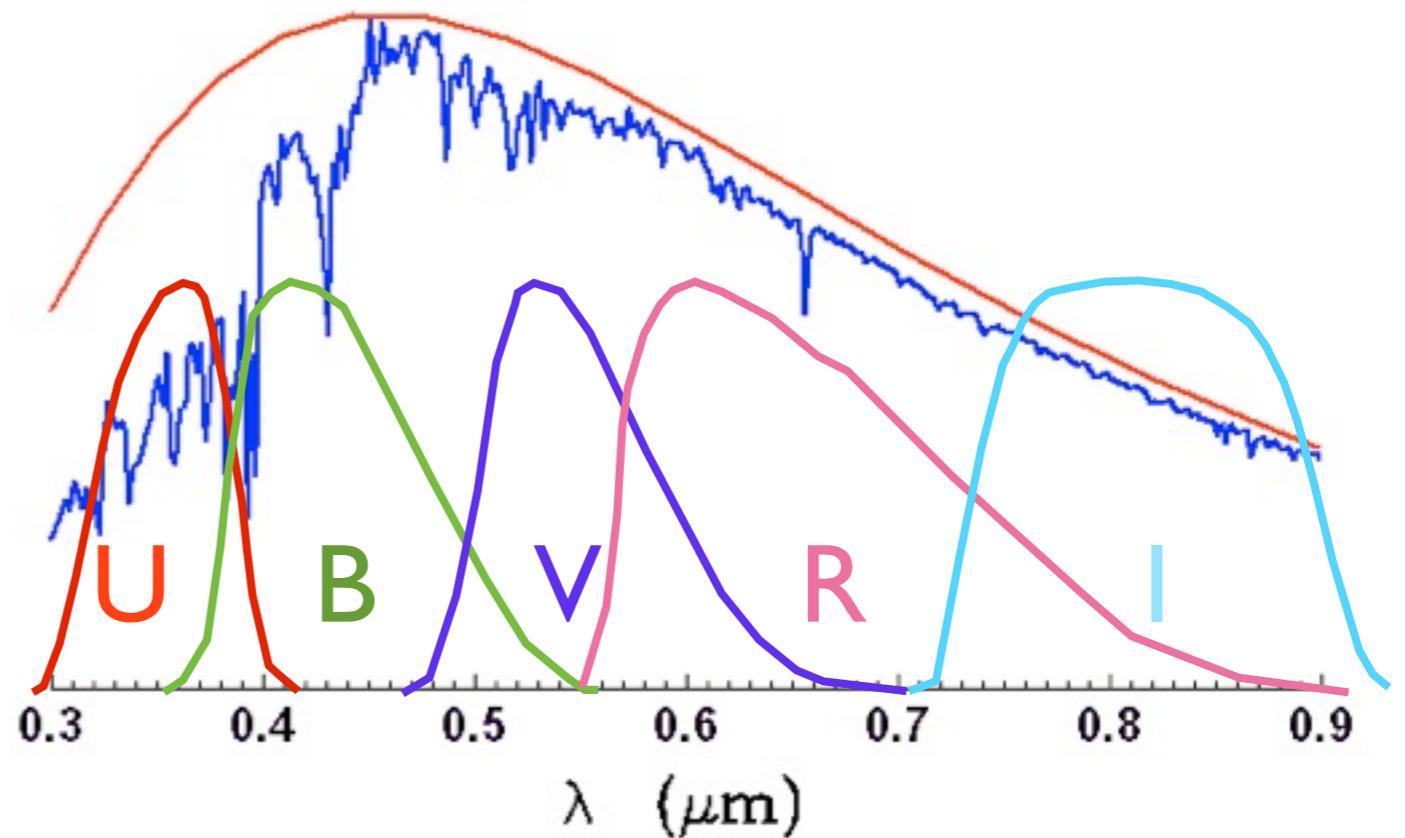
Spectres de corps noirs.

Crédit : [Astrophysique sur Mesure](#)

Les étoiles ne sont pas des corps noirs parfaits donc on parle de leur **température effective  $T_e$**

# Systeme de Johnson

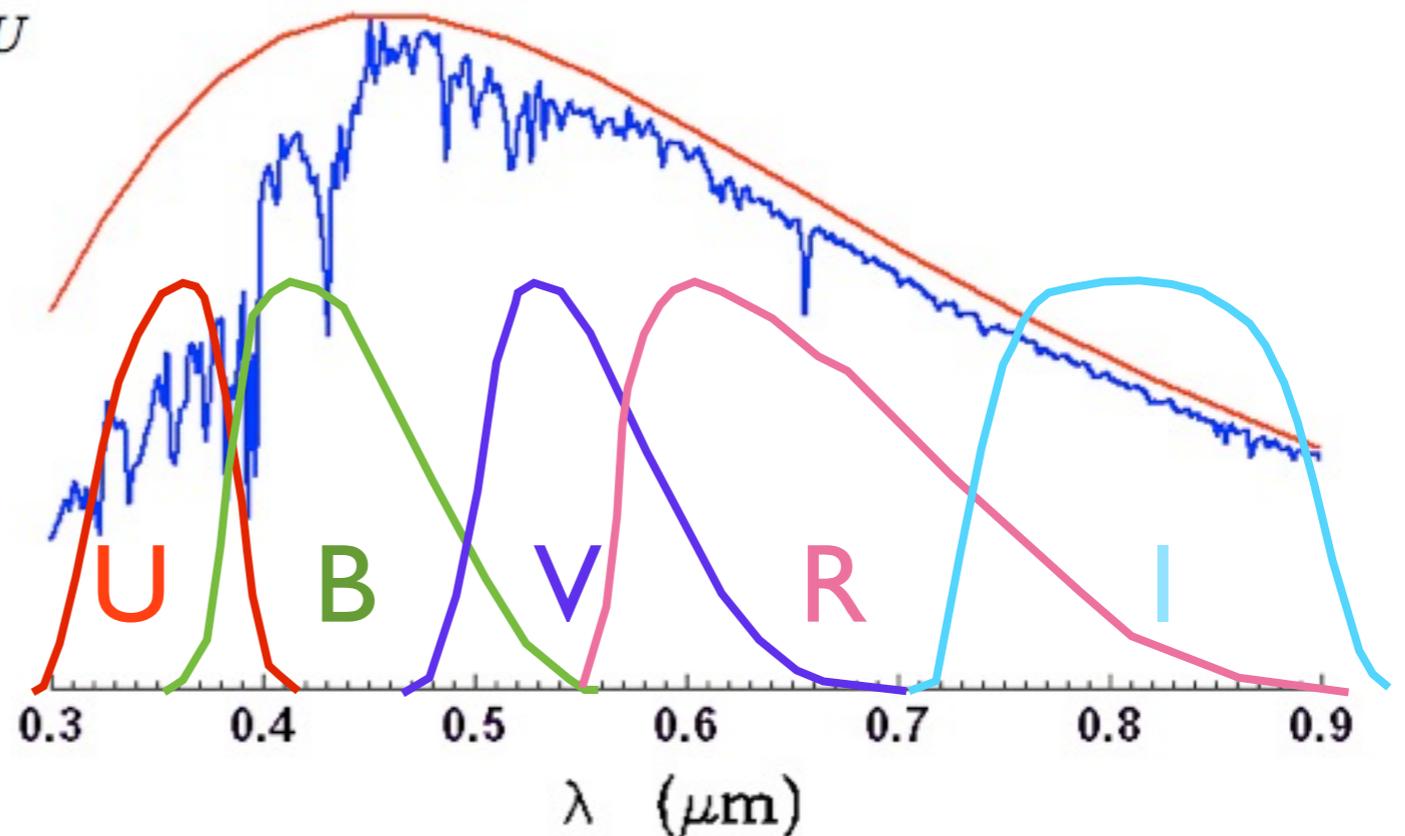
- filtres UBVRI
  - (proche) UV
  - Bleu
  - Vert
  - Rouge
  - transition optique-NIR



# Systemes de magnitudes

$$U = -2.5 \log_{10} \left( \int_0^{\infty} F_{\lambda} S_U d\lambda \right) + C_U$$

- $S_U$ : fonction qui représente la réponse du photomètre, la largeur de bande du filtre, etc.



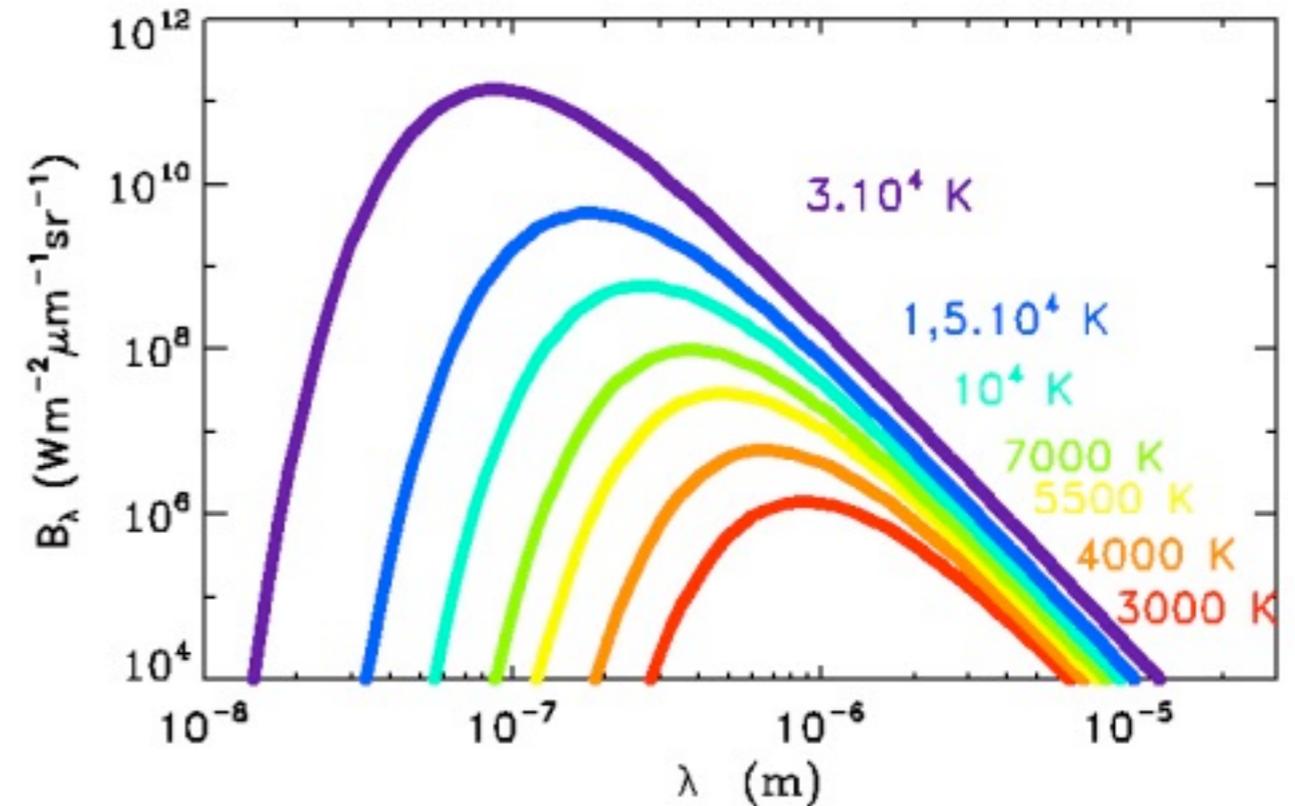
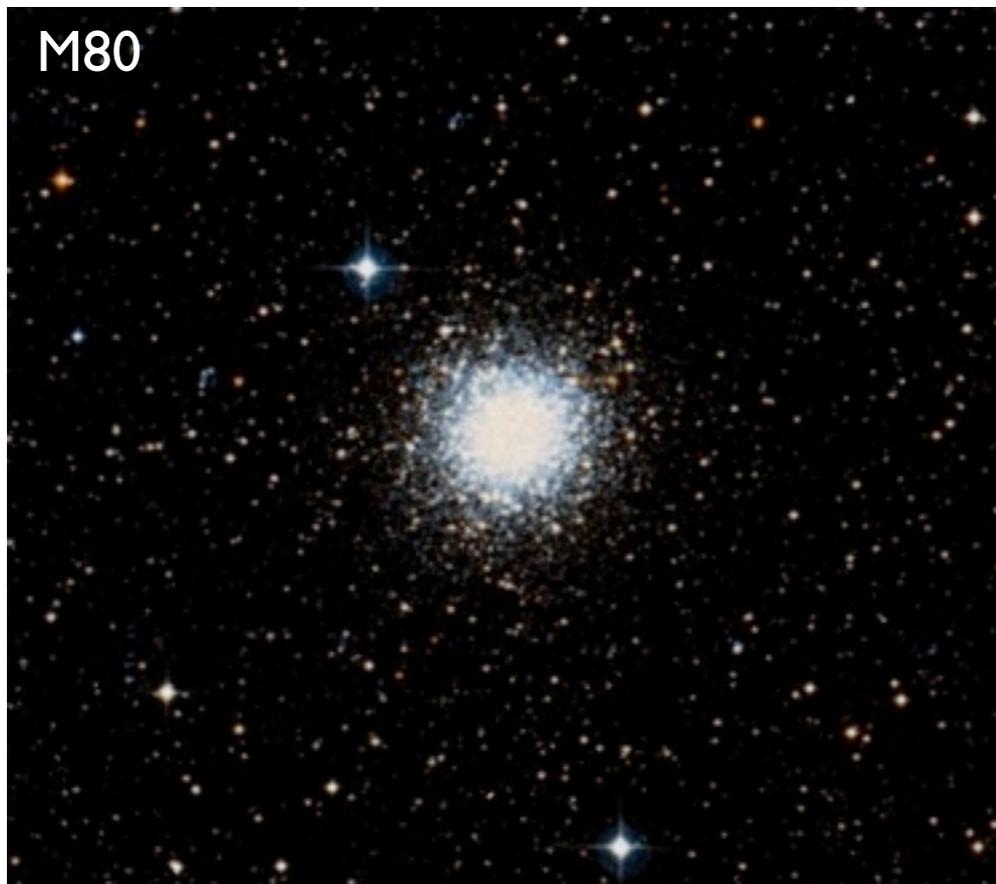
- $C_U$ : constante **point-zéro**

Dans le **systeme de magnitudes Véga**,  $C_U$ ,  $C_B$ ,  $C_V$  ... sont choisies pour que  $U, B, V \dots (\text{Véga}) = 0$   
*Attention, ça ne veut pas dire que les magnitudes de Véga sont réellement égales dans tous les filtres!!! C'est juste une convention...*

Il existe un autre systeme, le systeme de magnitudes AB

# Couleur et température

Les étoiles ont différentes couleurs qui reflètent leur température



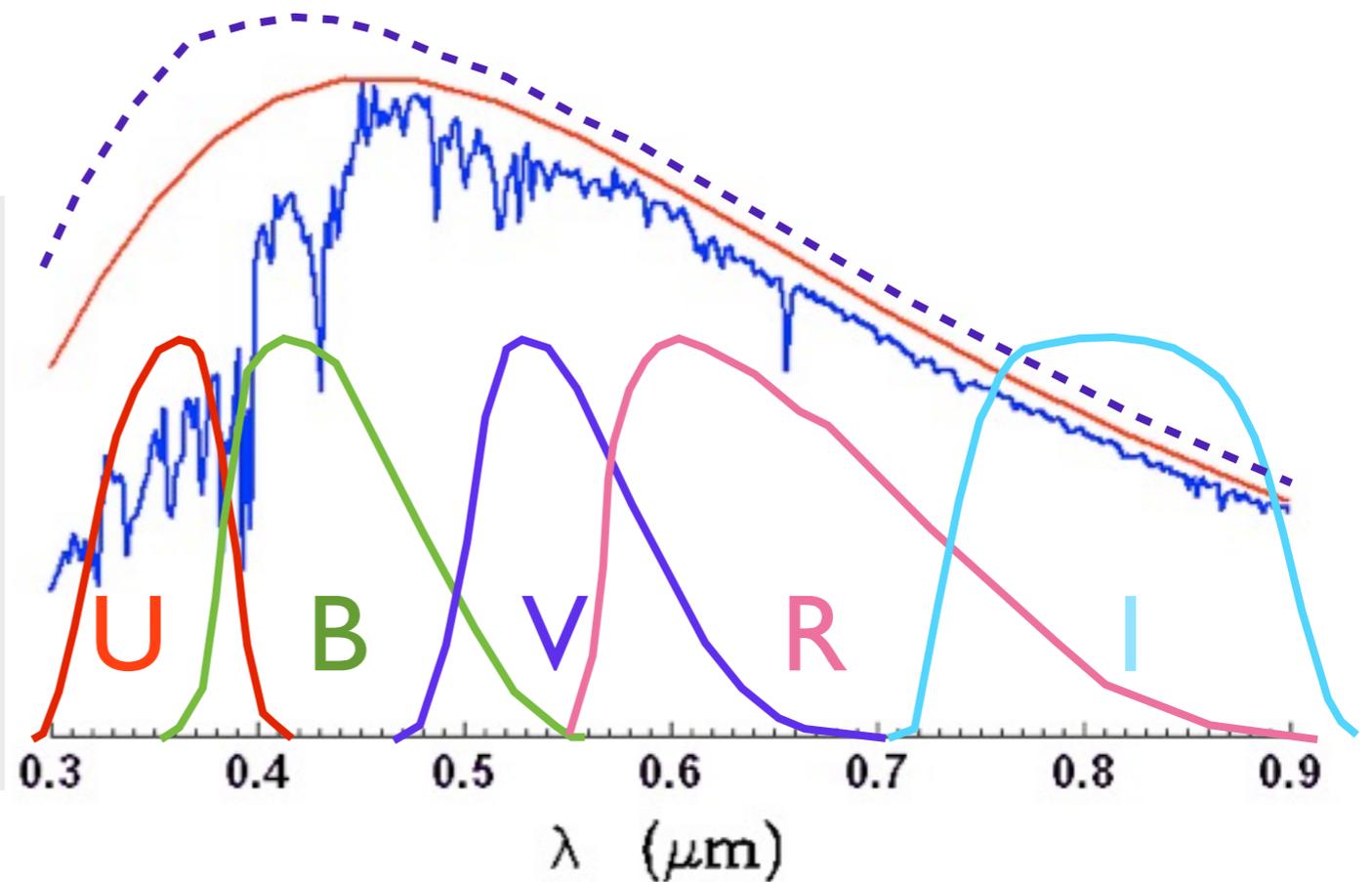
Spectres de corps noirs.

Crédit : [Astrophysique sur Mesure](#)

loi de Wien:  
 $\lambda * T = \text{cst}$

# Indices de couleur

La différence en magnitude entre deux filtre est l'**indice de couleur (color index)** : par exp B-V ou U-B



- note:  $m_B - m_V = M_B - M_V$
- C'est une quantité qui est indépendante de la distance de l'étoile, elle dépend uniquement de la **température de l'étoile** (si il n'y a pas d'extinction)

# Types spectraux

Classe	température <sup>1</sup>	couleur	raies d'absorption
O	> 25 000 K	bleue	azote, carbone, hélium et oxygène
B	10 000 - 25 000 K	bleue-blanche	hélium, hydrogène
A	7 500 - 10 000 K	blanche	hydrogène
F	6 000 - 7 500 K	jaune-blanche	métaux : fer, titane, calcium, strontium et magnésium
G	5 000 - 6 000 K	jaune (comme le Soleil)	calcium, hélium, hydrogène et métaux
K	3 500 - 5 000 K	jaune-orange	métaux et monoxyde de titane
M	< 3 500 K	rouge	métaux et monoxyde de titane

source: wikipedia

- classification de la **couleur/température** des étoiles
- Oh Be A Fine Girl/Guy Kiss Me!
  - classification étendue: W ... LT, étoiles carbonées (C)
- sous-types de 0 à 9 (chaud à froid)  
...O8 O9 B0 B1 B2 ... B9 A0 A1 ...
- early-type ... late-type



Annie Jump Cannon



classification de 200,000  
spectres de 1911 à 1914

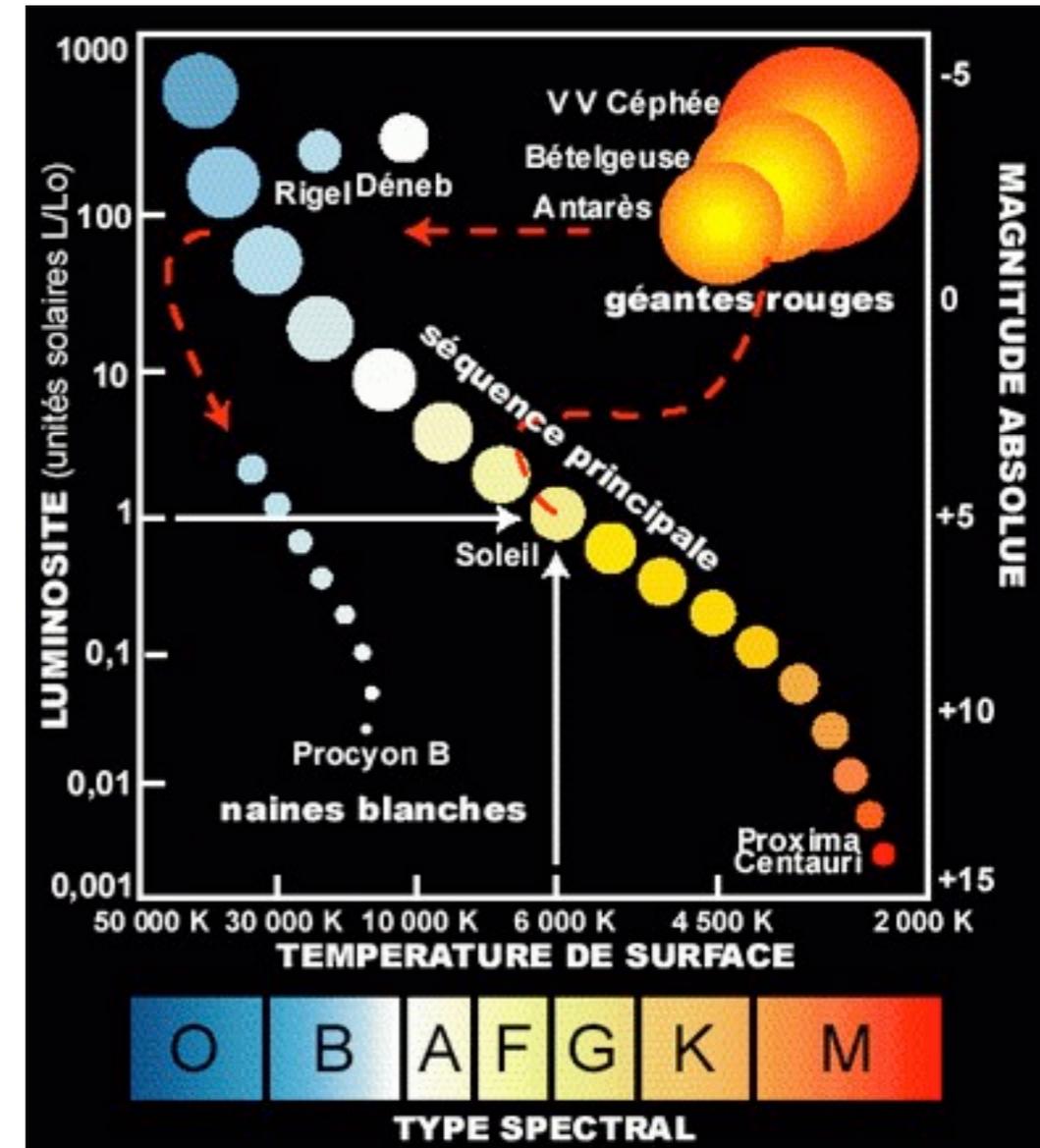
- Harvard “computers” ou le “Harem” de Pickering
- Henry Draper’s catalog of stars (étoiles HD)
- classification spectrale de Harvard (base du système actuel)



# Diagramme de Hertzsprung-Russell



- **Diagramme HR**
- relation entre luminosité et température des étoiles
- ou relation entre magnitude et indice de couleur (par exp  $M_V$  versus  $B-V$ )
- Séquence principale
- Evolution stellaire



crédit: astro-rennes.com

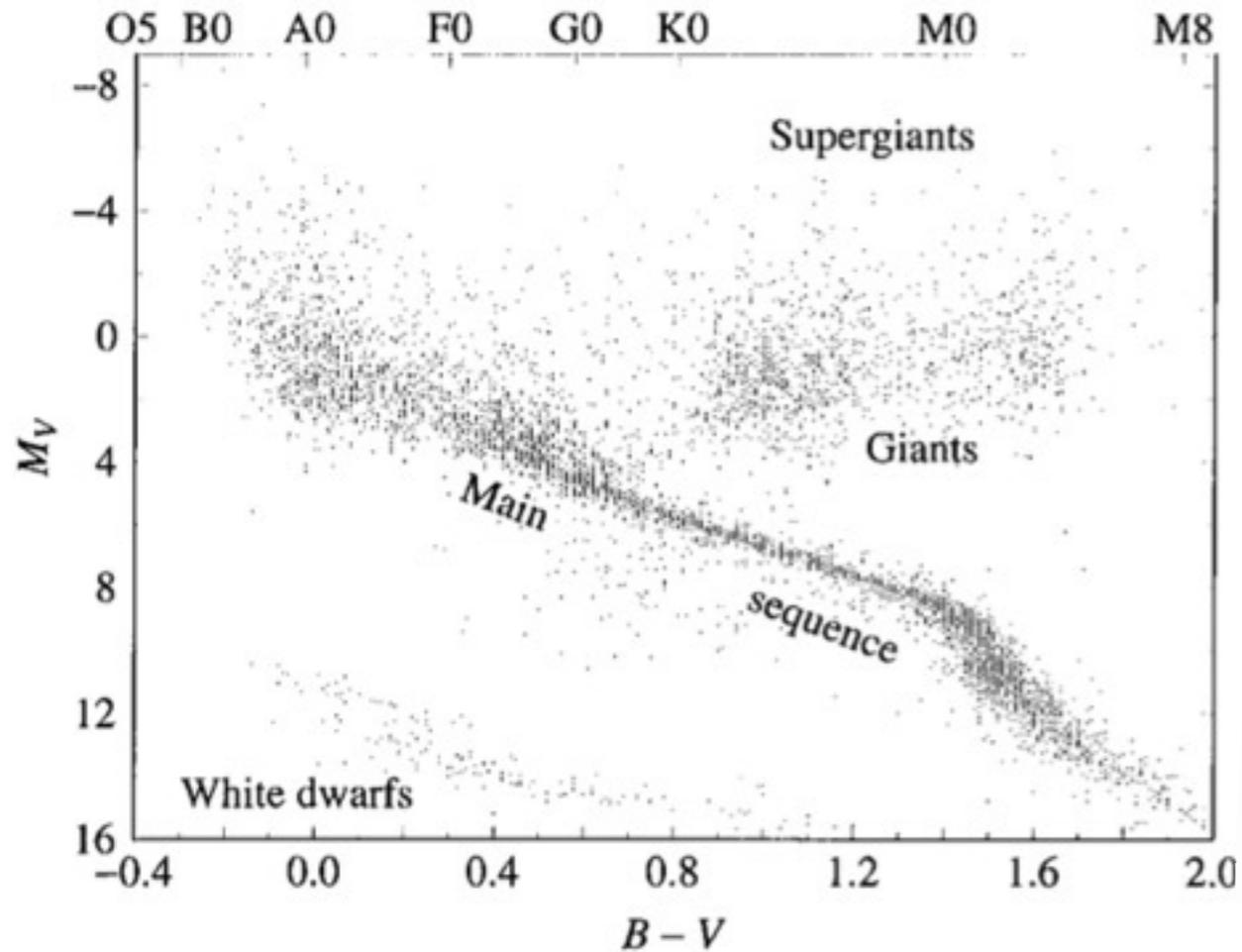


diagramme HR des observateurs

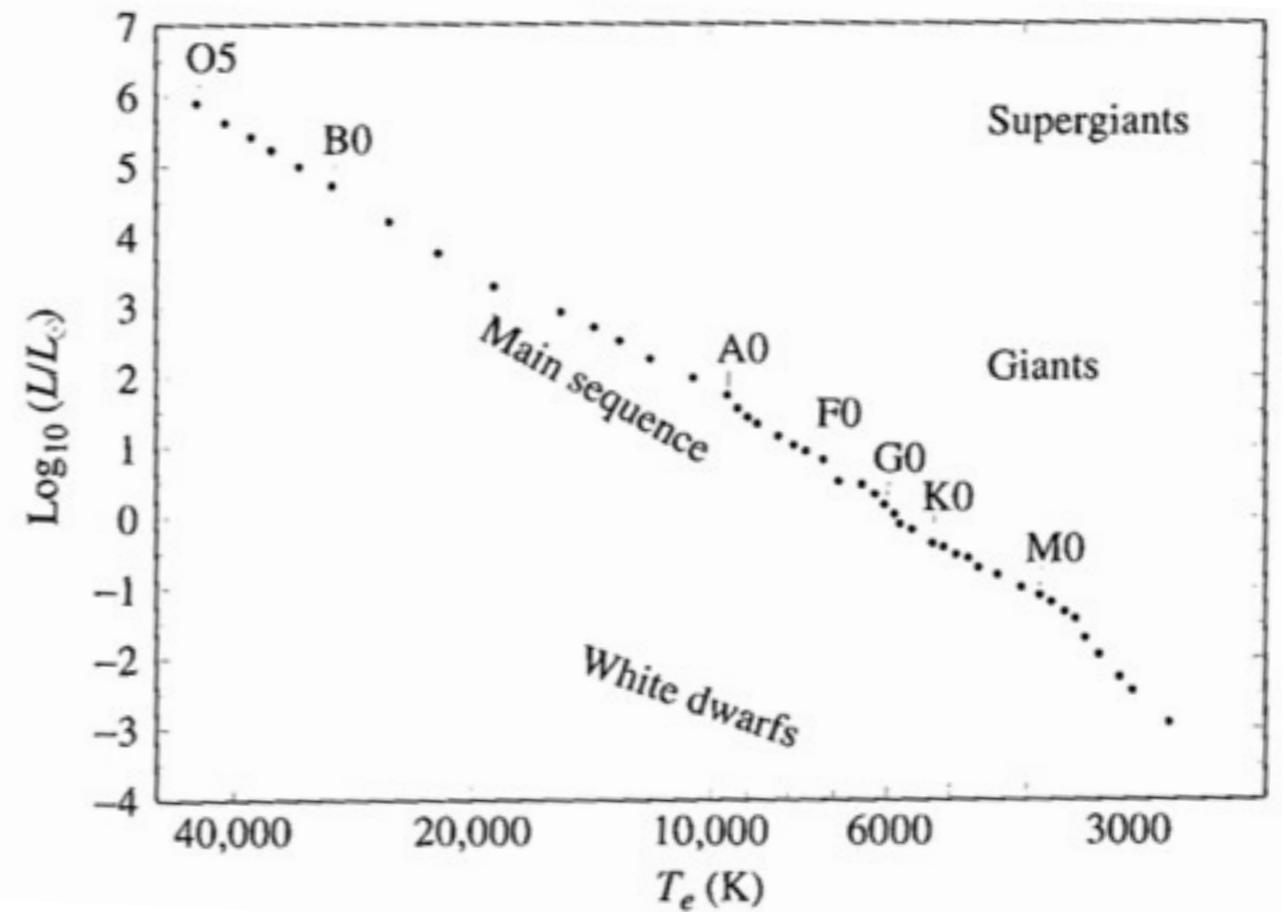
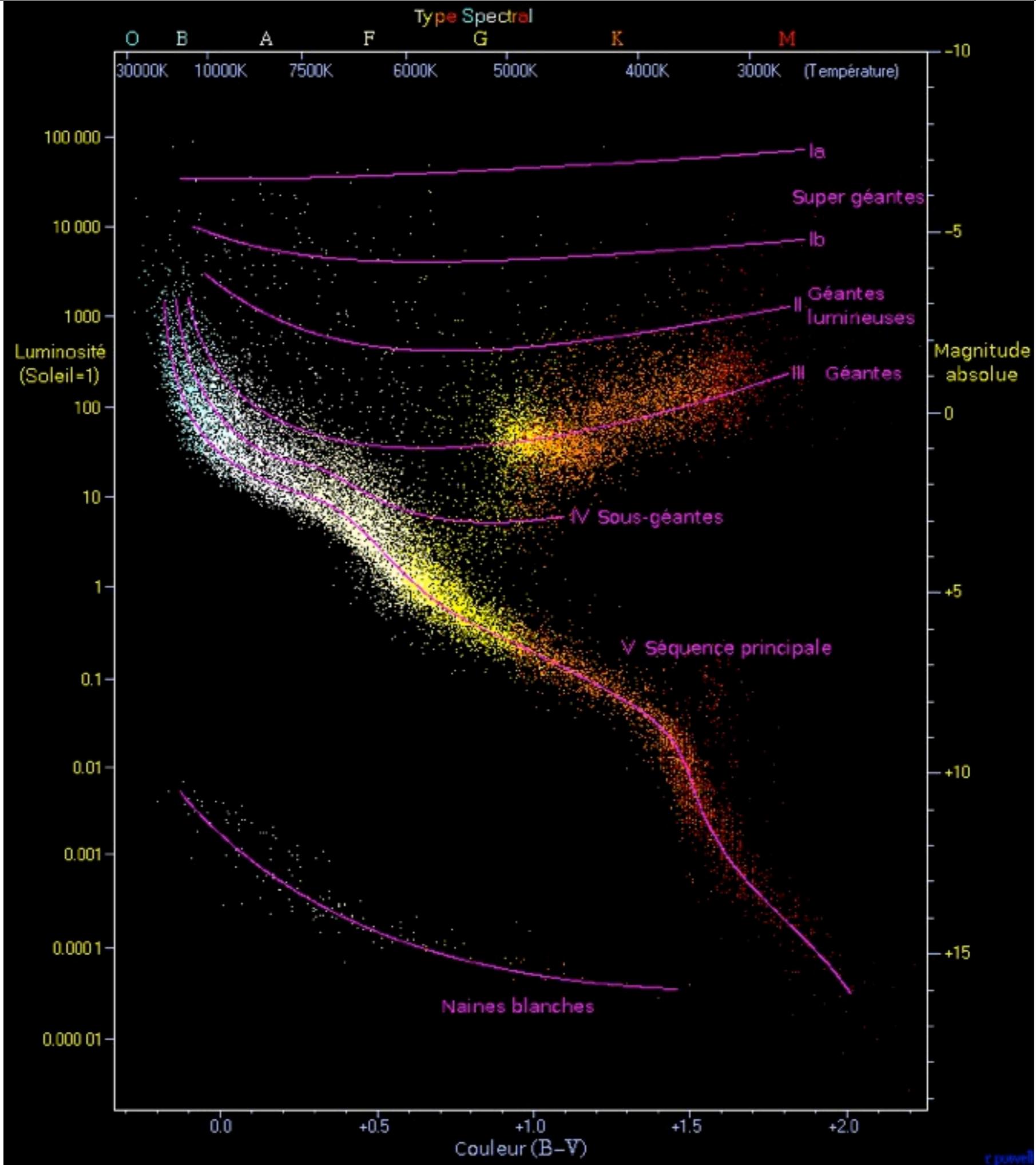


diagramme HR des théoriciens

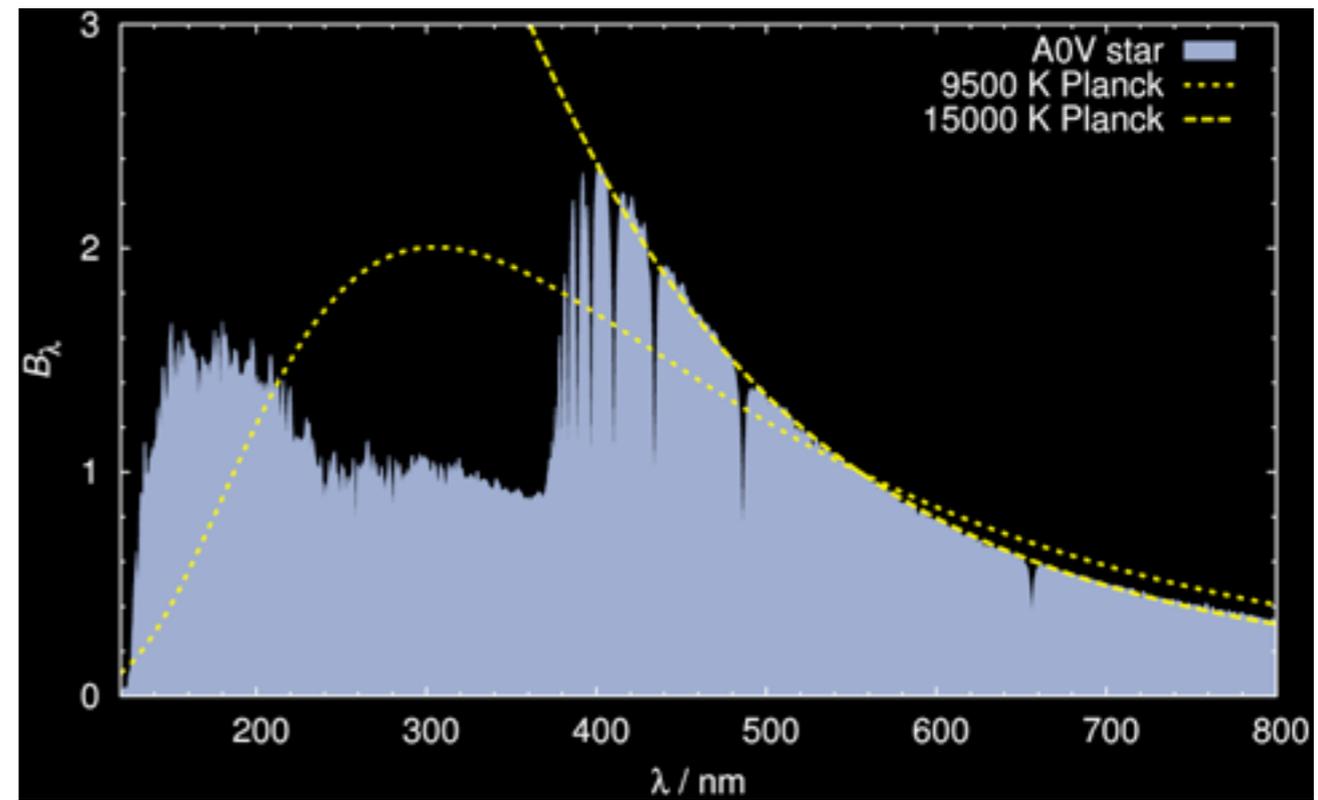
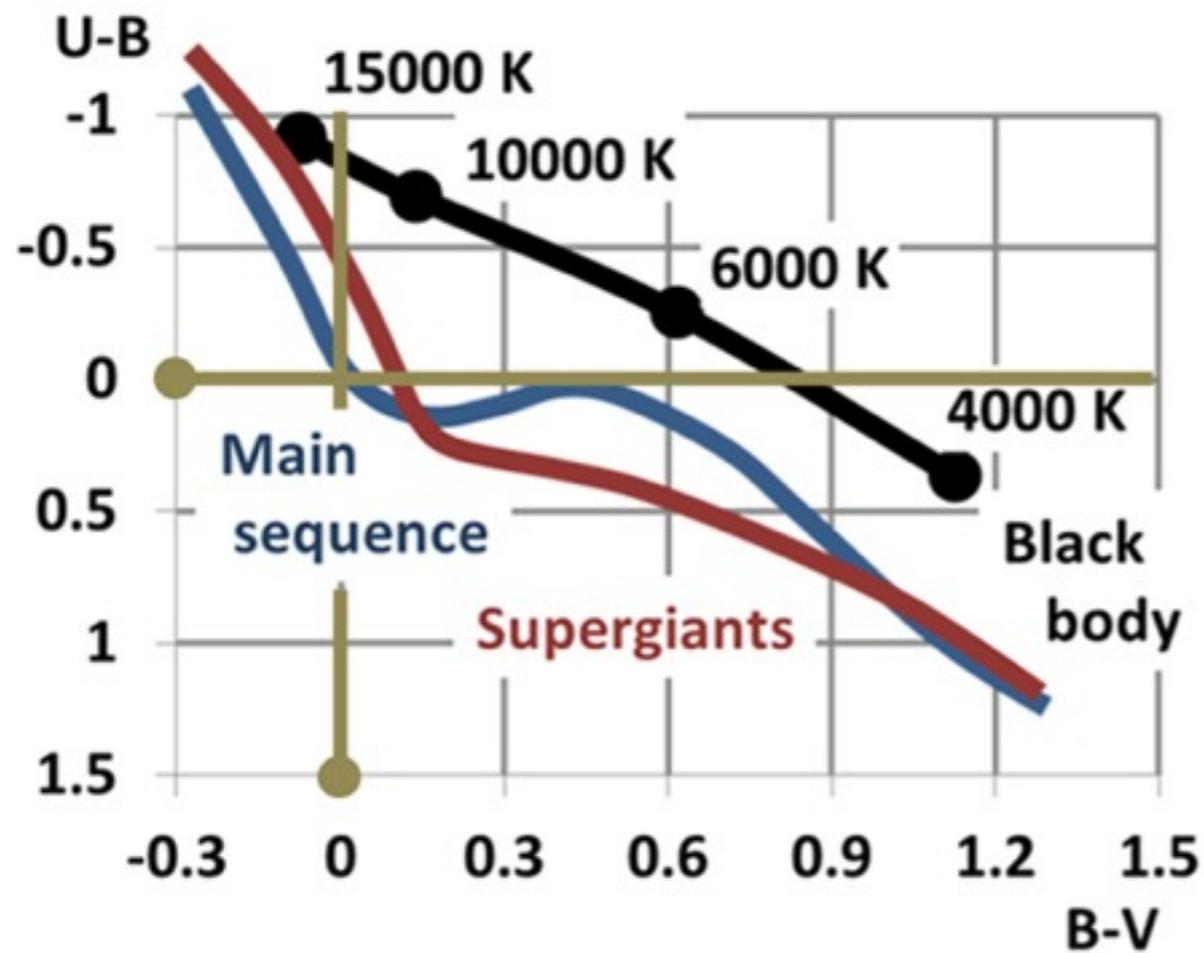
- loi de Stefan-Boltzmann:
  - $L=4\pi R^2\sigma T_e^4$
  - géantes, supergéantes

# Classes de luminosité

- 1943: MKK Atlas (W. Morgan, P. Keenan, E. Kellman) -> système de classification spectrale M-K
- la classe de luminosité est ajoutée au type spectral de Harvard
  - I (sous-divisé en Ia et Ib) -> supergéantes
  - II et III -> géantes
  - IV -> sous-géantes
  - V -> étoiles de la séquence principale
  - VI -> sous-naines



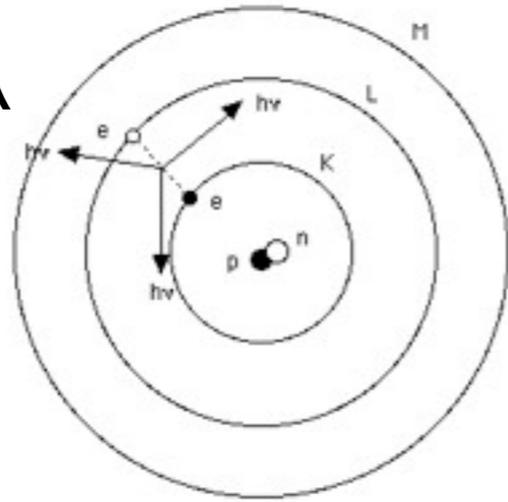
# mais les étoiles ne sont pas tout à fait des corps noirs....



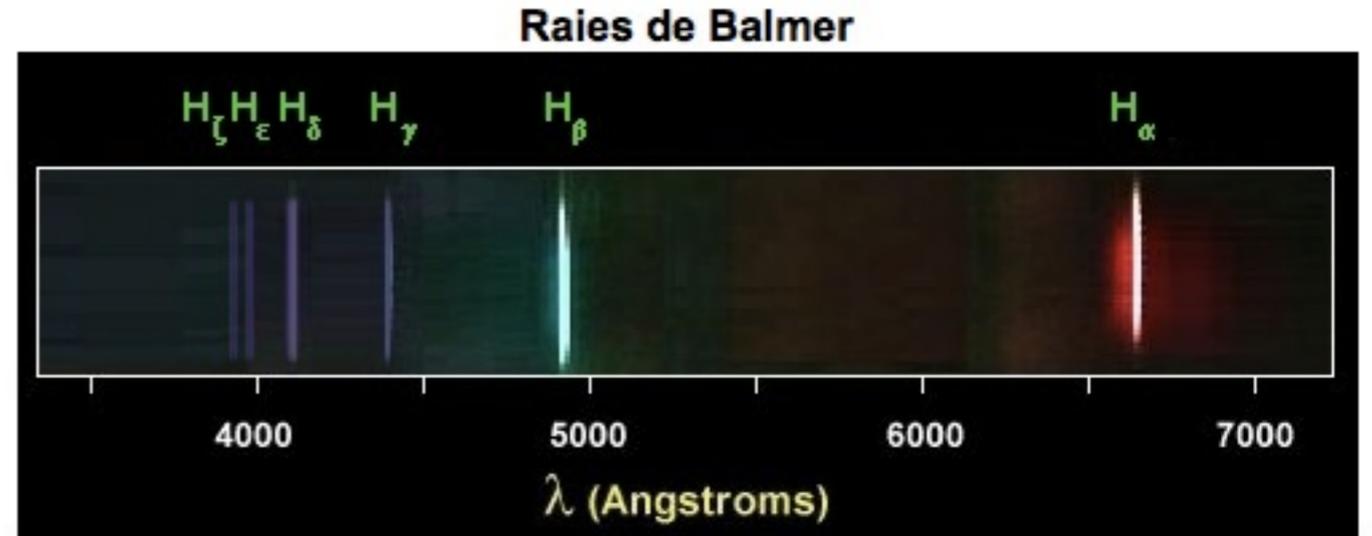
# atmosphère des étoiles

# Raies spectrales

$$E=h\nu=hc/\lambda$$

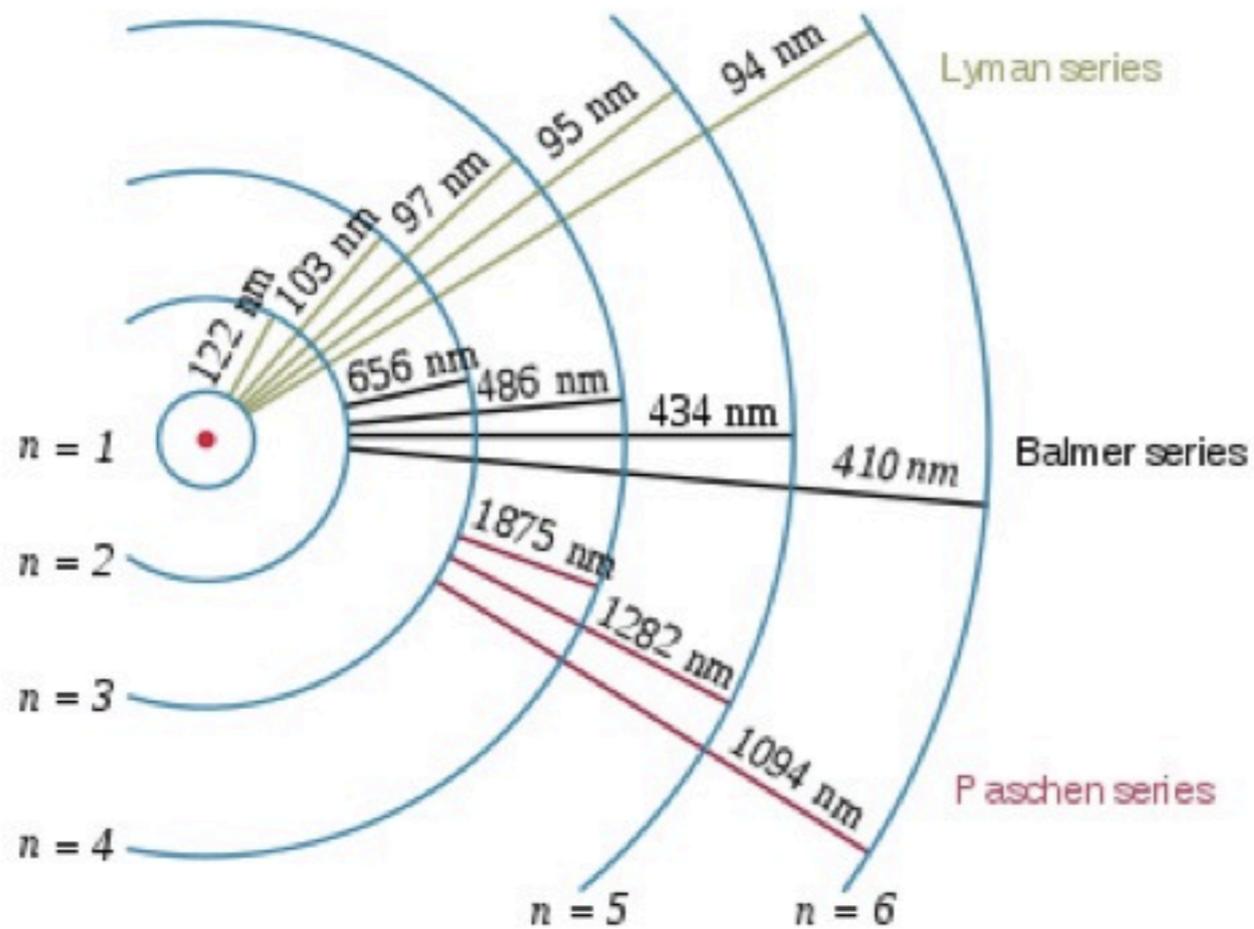


l'atome  
d'hydrogène

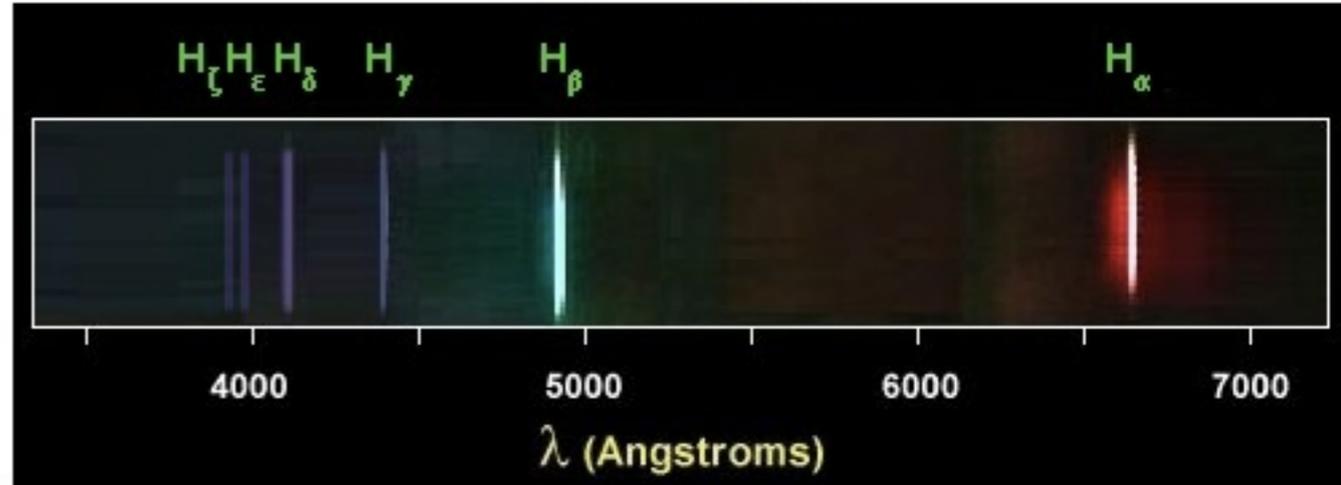


Les raies de Balmer observées en laboratoire.

- **Raie d'absorption**: un atome absorbe un photon qui a exactement l'énergie nécessaire pour qu'un électron puisse passer à une plus grande orbite (un plus grand niveau d'énergie)
- **Raie d'émission**: processus inverse. Un électron passe à un niveau inférieur et émet un photon qui porte l'énergie perdue par l'électron

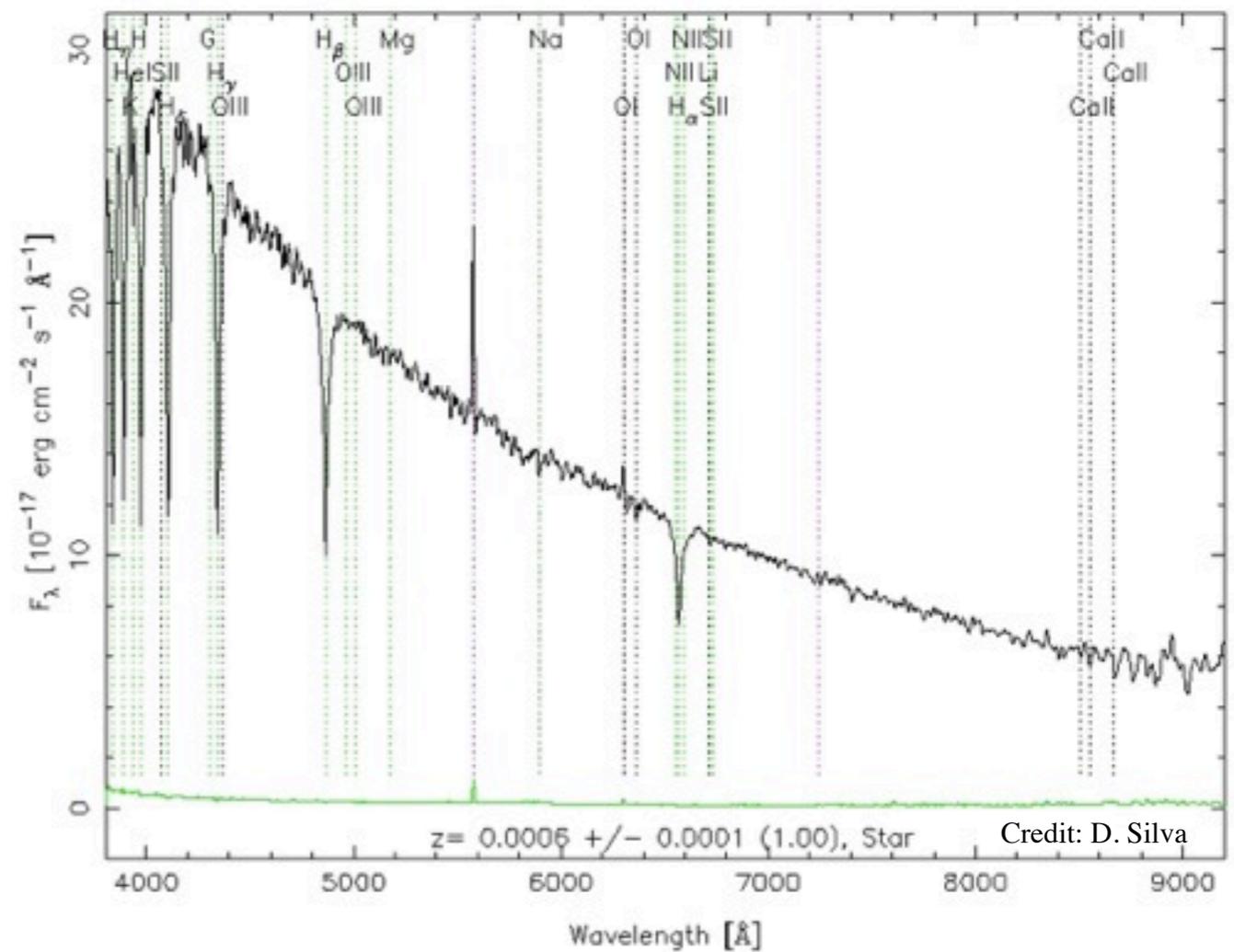


### Raies de Balmer



Les raies de Balmer observées en laboratoire.

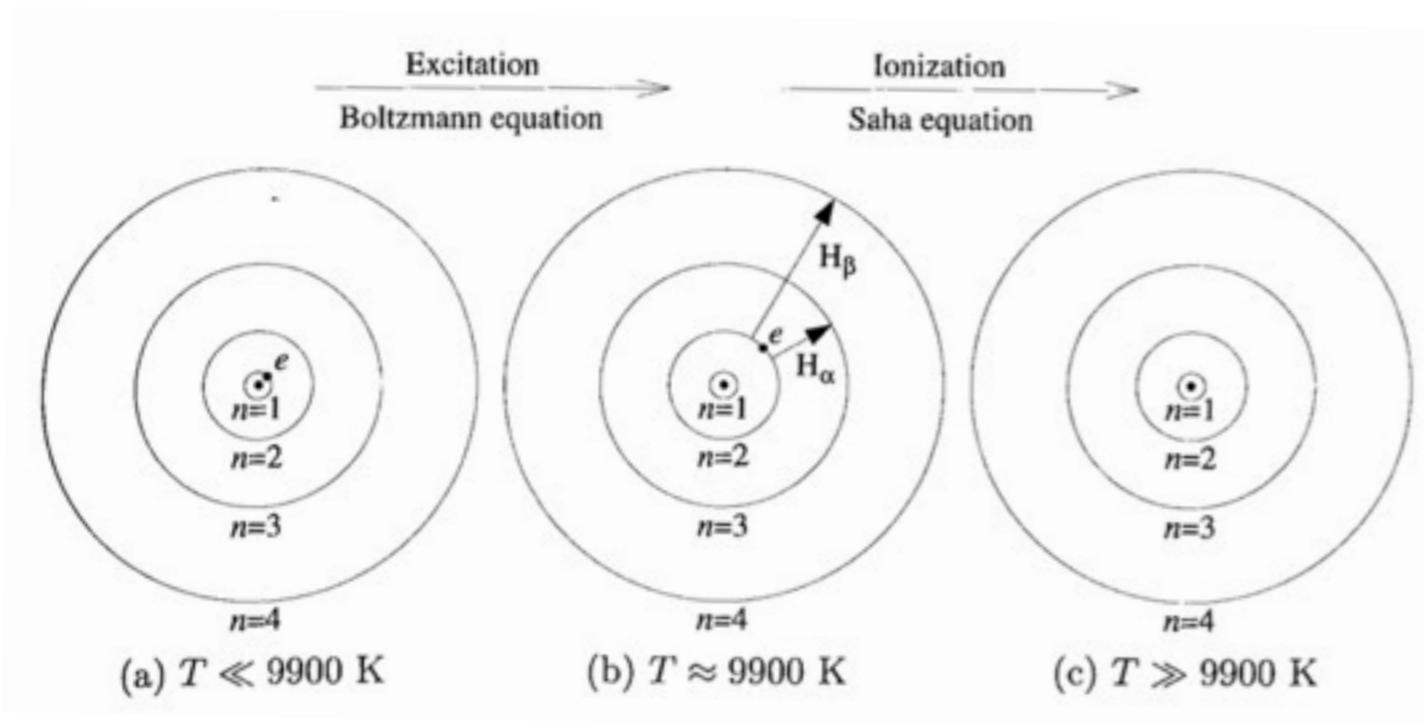
RA=146.91375, DEC=-0.64448, MJD=51630, Plate= 266, Fiber= 15



NGC6992 dans la raie H $\alpha$

# Ionisation/recombinaison

- Si les photons ont une énergie  $>$  seuil critique, il y aura ionisation.
- Inversement, si un atome ionisé “absorbe” un électron pour se recombiner, un rayonnement correspondant à l'énergie de liaison sera émit



*Notation des états  
d'ionisation:*

$H_I$  : Hydrogène neutre

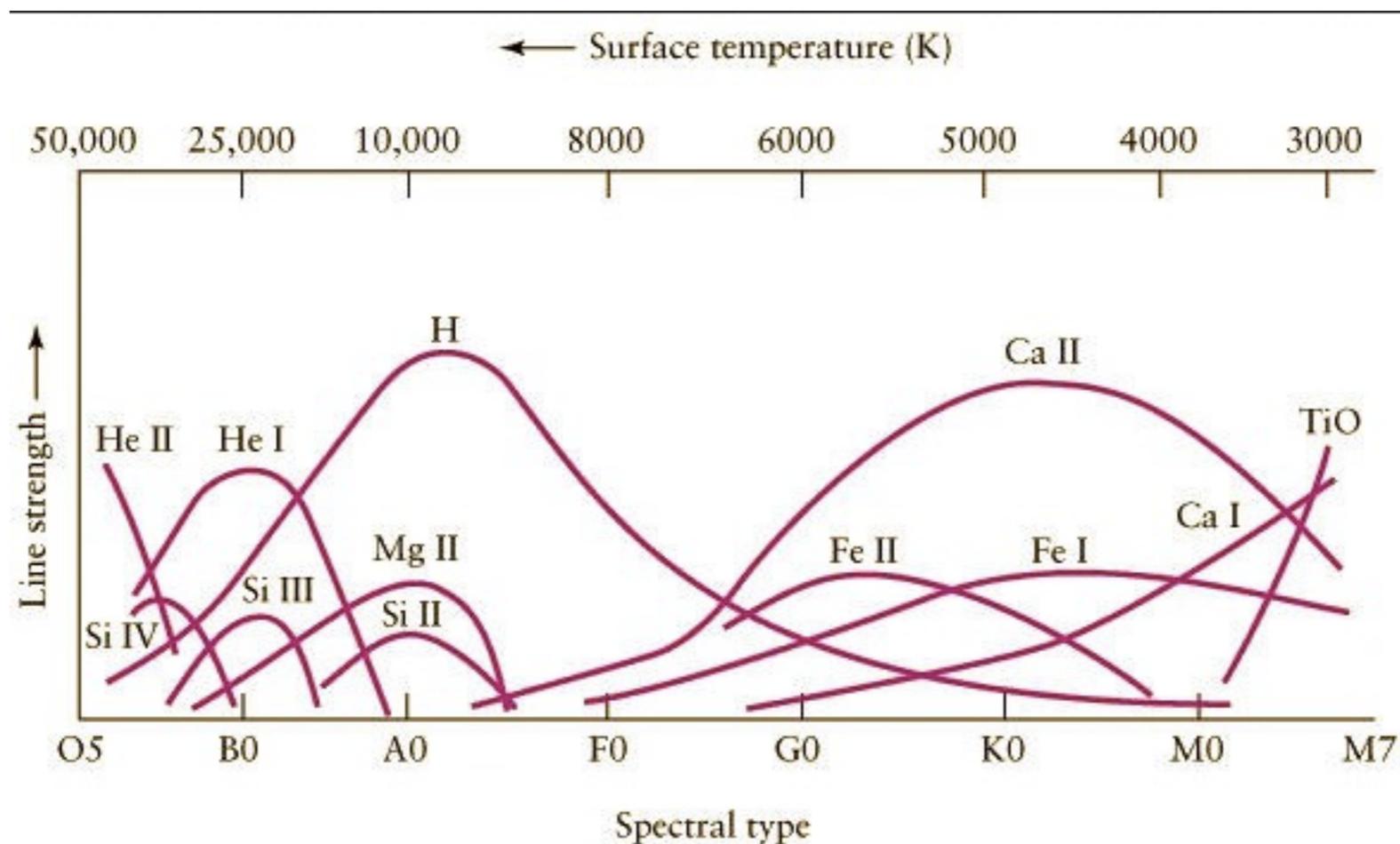
$He_I$  : Hélium neutre

$H_{II}$  : Hydrogène ionisé une fois

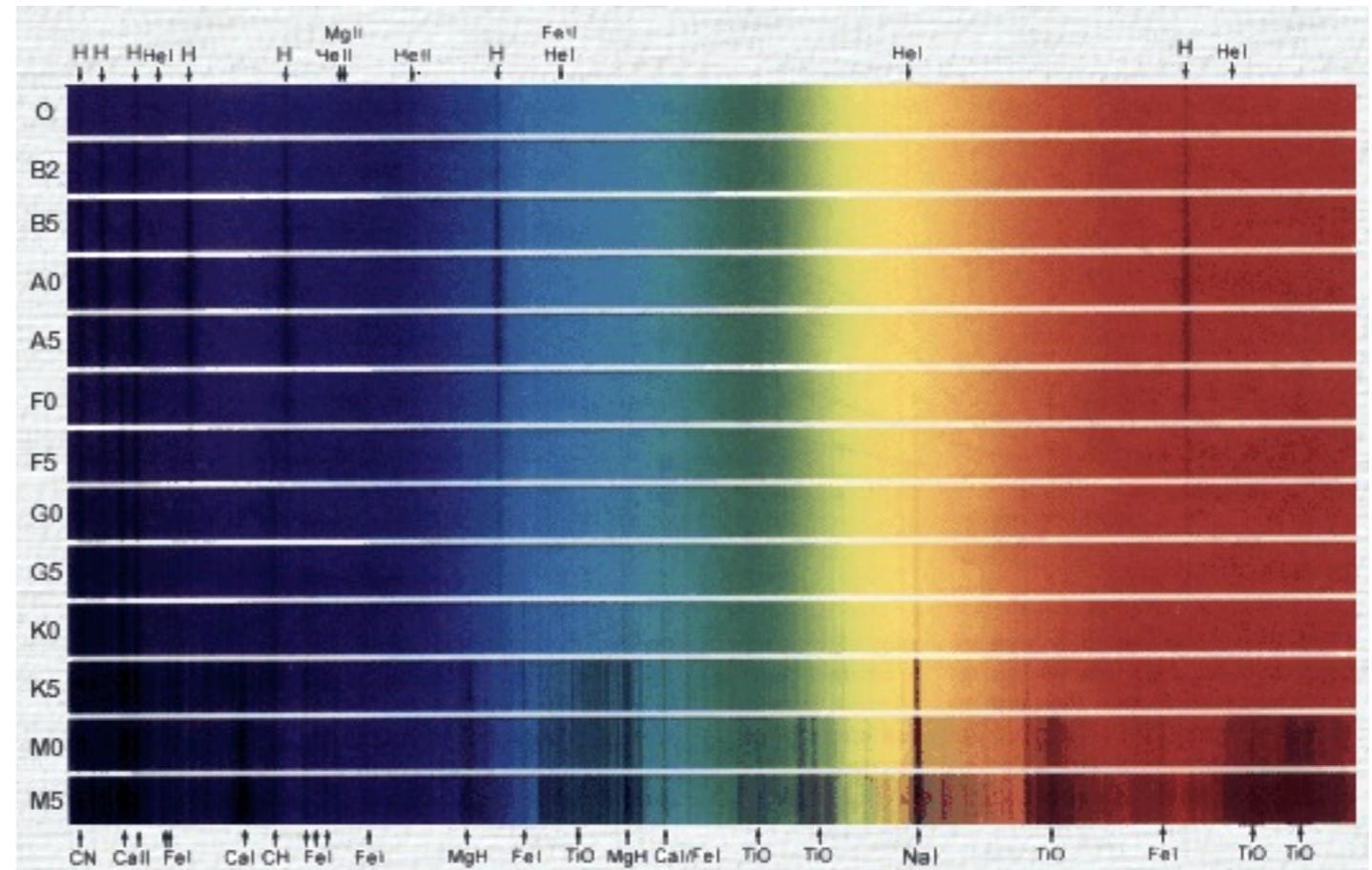
$Si_{III}$  : Silicium ionisé deux fois

$Si_{IV}$  : Silicium ionisé trois fois...

- Dans l'atmosphère des étoiles:
- Les e- occupent des orbitales atomiques différentes (= des états d'énergie différents)
- Les atomes peuvent être trouvés dans des états d'ionisation différents



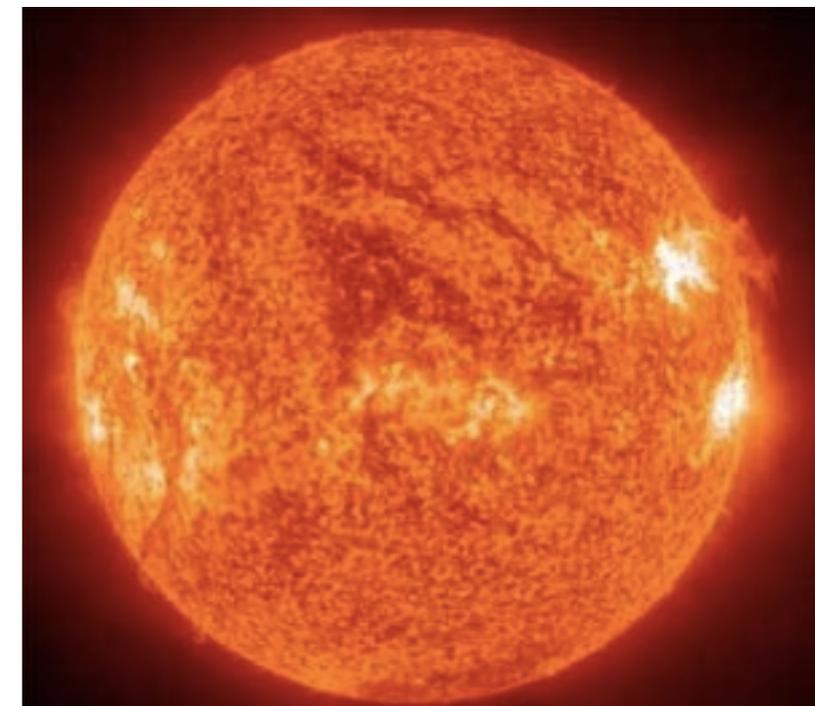
- Classification de Harvard
- température
- raies spectrales de l'atmosphère



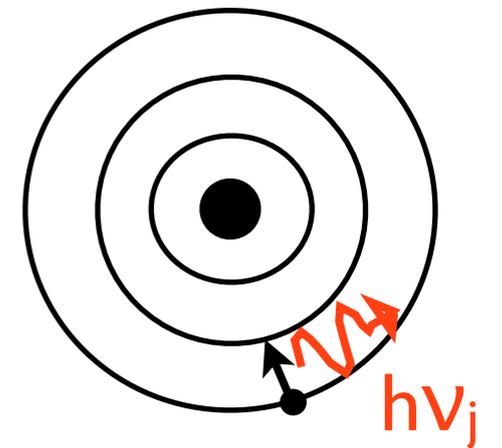
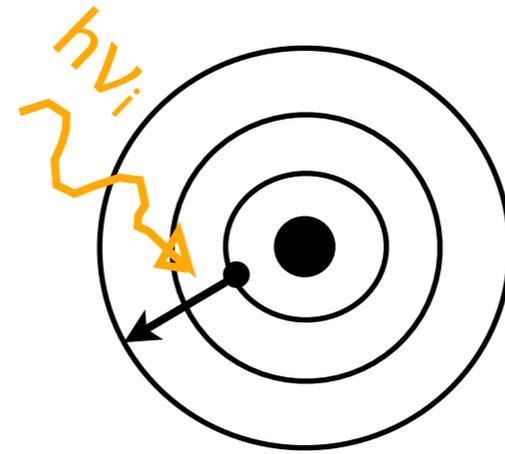
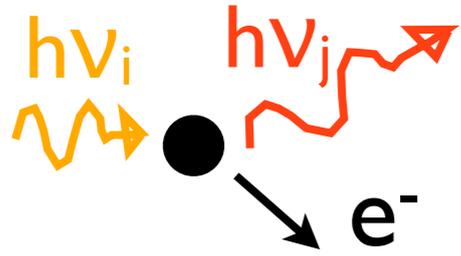
Spectral Type	Color	Temperature (K)*	Spectral Features
O		28,000-50,000	Ionized helium, especially helium
B		10,000-28,000	Helium, some hydrogen
A		7,500-10,000	Strong hydrogen, some ionized metals**
F		6,000-7,500	Hydrogen and ionized metals such as calcium and iron
G		5,000-6,000	Both metals and ionized metals, especially ionized calcium
K		3,500-5,000	Metals
M		2,500-3,500	Strong titanium oxide and some calcium

# Atmosphères stellaires

- la lumière que l'on recoit provient de l'atmosphère stellaire = les couches de gaz qui recouvrent l'intérieur opaque
- Une grande quantité de photons sort de ces couches, relâchant l'énergie produite par les réactions thermonucléaires du centre
- La température des couches atmosphériques va déterminer les caractéristiques du spectre de l'étoile

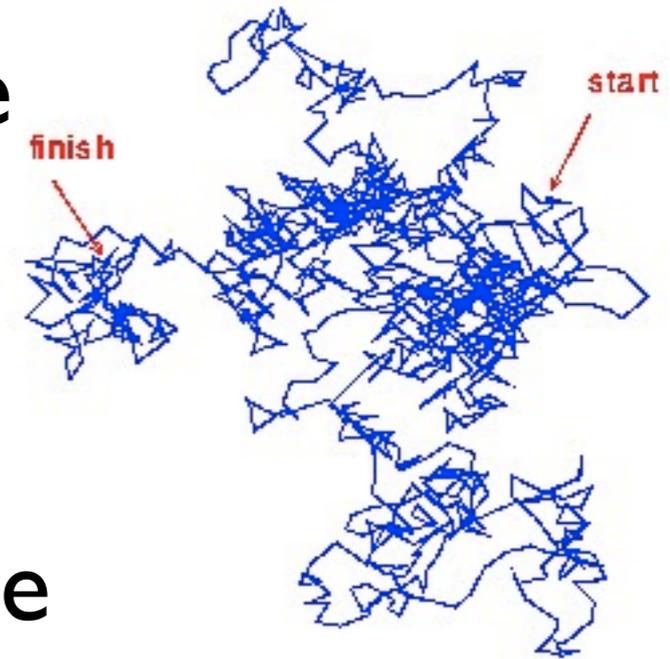


# emission/absorption des photons



dispersion de Compton

- Les processus d'absorption et d'émission des photons dans l'atmosphère de l'étoile empêchent leur propagation
- marche aléatoire des photons
- Les photons "avancent" vers l'extérieur de l'étoile parce que l'intérieur de l'étoile est plus chaud que l'extérieur
- transfert radiatif



- variation d'intensité:

- $dI_\lambda = -\kappa_\lambda * \rho * I_\lambda * ds$

coefficient  
d'absorption  
ou **opacité**

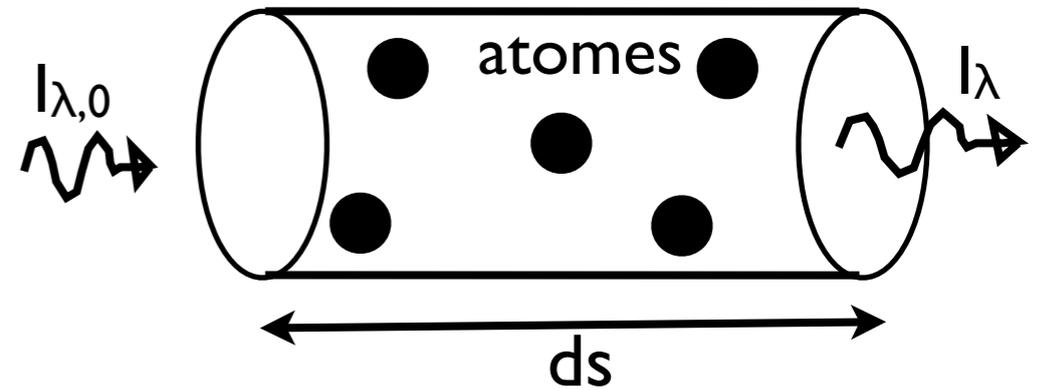
- **profondeur optique:**  $\tau_\lambda = \int \kappa_\lambda * \rho * ds$

- $I_\lambda = I_{\lambda,0} * e^{-\tau_\lambda}$

- si  $\tau_\lambda \gg 1$ , le gaz est dit **optiquement épais**
  - si  $\tau_\lambda \ll 1$ , le gaz est dit **optiquement mince**

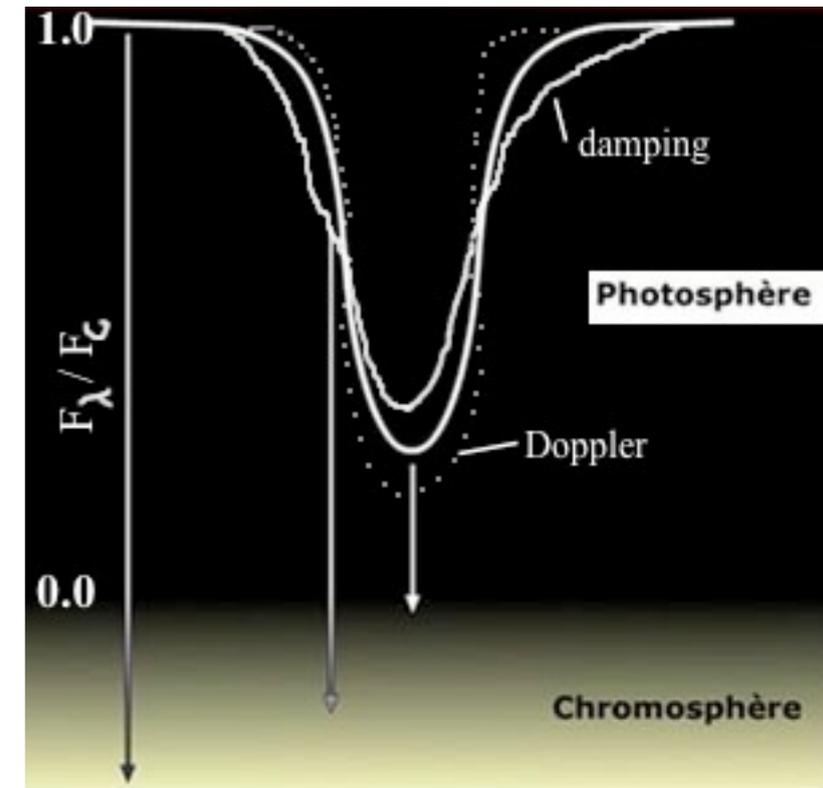
- Comme  $\tau$  varie avec  $\lambda$ , un gaz peut être optiquement épais à une longueur d'onde et optiquement mince à une autre

- **Photosphère** = couche visible des étoiles =  $\tau_\lambda \sim 2/3$



# Structure des raies spectrales

- Le **profile total d'une raie** (profile de Voigt) est du aux contributions de:
  - l'élargissement des raies par effet Doppler (turbulence du gaz et/ou mouvement des atomes)
  - et à élargissement du à la pression (et aux collisions)="damping"
- On peut remonter à des informations sur les densités et les abondances des différents éléments dans l'atmosphère des étoiles



Element	Atomic Number	Log Relative Abundance	Column Density (g cm <sup>-2</sup> )
Hydrogen	1	12.00	1.1
Helium	2	10.99	4.3 × 10 <sup>-1</sup>
Oxygen	8	8.93	1.5 × 10 <sup>-2</sup>
Carbon	6	8.60	5.3 × 10 <sup>-3</sup>
Neon	10	8.09	2.7 × 10 <sup>-3</sup>
Nitrogen	7	8.00	1.5 × 10 <sup>-3</sup>
Iron	26	7.67	2.9 × 10 <sup>-3</sup>
Magnesium	12	7.58	1.0 × 10 <sup>-3</sup>
Silicon	14	7.55	1.1 × 10 <sup>-3</sup>
Sulfur	16	7.21	5.7 × 10 <sup>-4</sup>

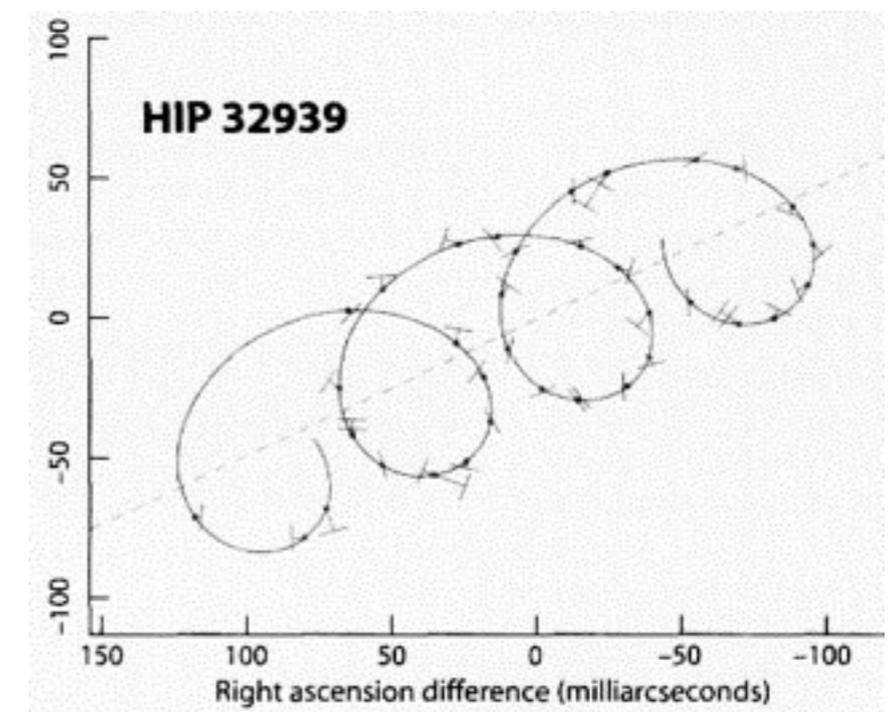
**Table 9.2** The Most Abundant Elements in the Solar Photosphere. The relative abundance of an element is given by  $\log_{10}(N_{el}/N_H) + 12$ , and the column density is based on a value of 1.1 g cm<sup>-2</sup> for hydrogen. (Data from Grevesse and Anders, *Solar Atmosphere and Interior*, A. N. Cox, W. C. Livingston, and M. S. Matthews (eds.), The University of Arizona Press, Tucson, AZ, 1991.)

Cette connaissance des “ingrédients” de l’univers donne des contraintes importantes sur les théories astrophysiques comme la nucléosynthèse des éléments, la production des éléments lourds dans les SNe, ...

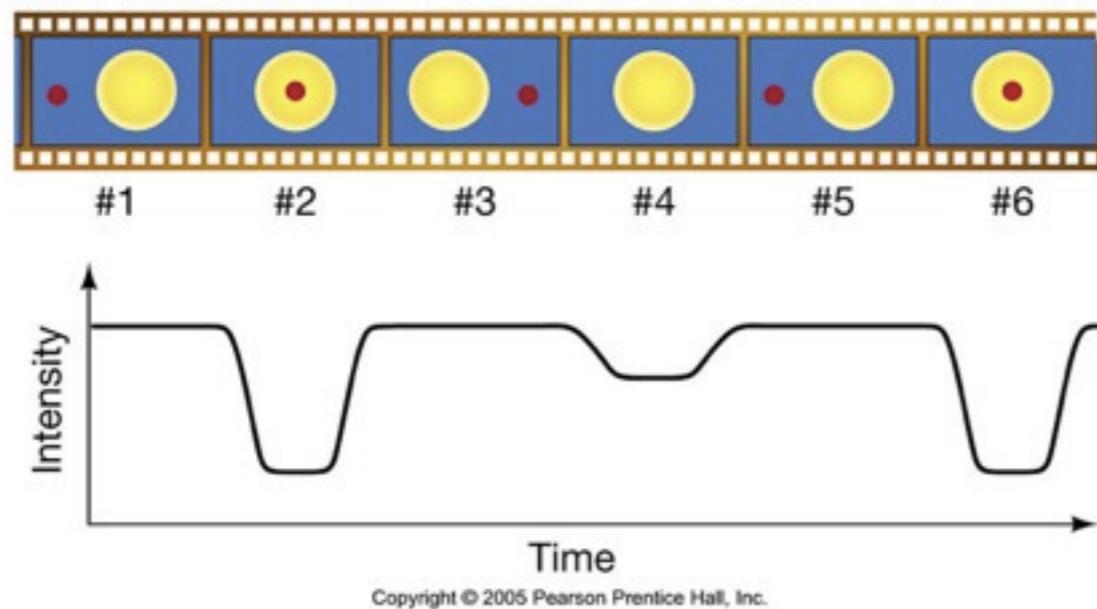
# Masse des étoiles et étoiles binaires

# Etoiles binaires et masses

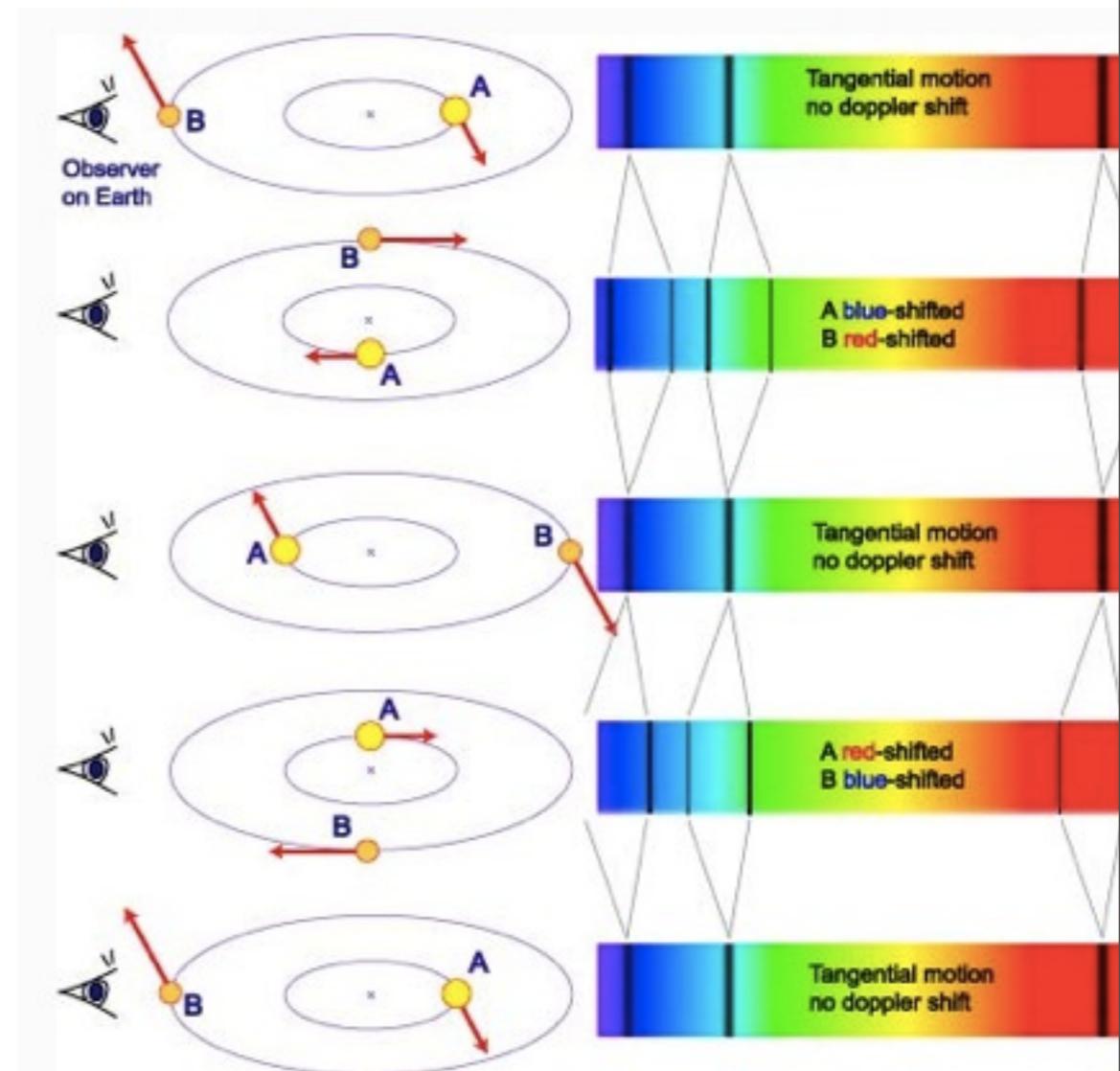
- au moins la moitié des étoiles sont binaires
- permet de déterminer la **masse des étoiles** (lois de Newton)
- *binaires visuelles*: les 2 étoiles sont résolues et on peut suivre le mouvement des deux étoiles séparément
- *binaires astrométriques*: une des 2 étoiles est nettement plus brillante et l'étoile "non-vue" fait osciller l'étoile visible



- *binaires à éclipses*: le plan orbital est le long de la ligne de visée et une étoile passe devant l'autre, changeant la courbe de lumière

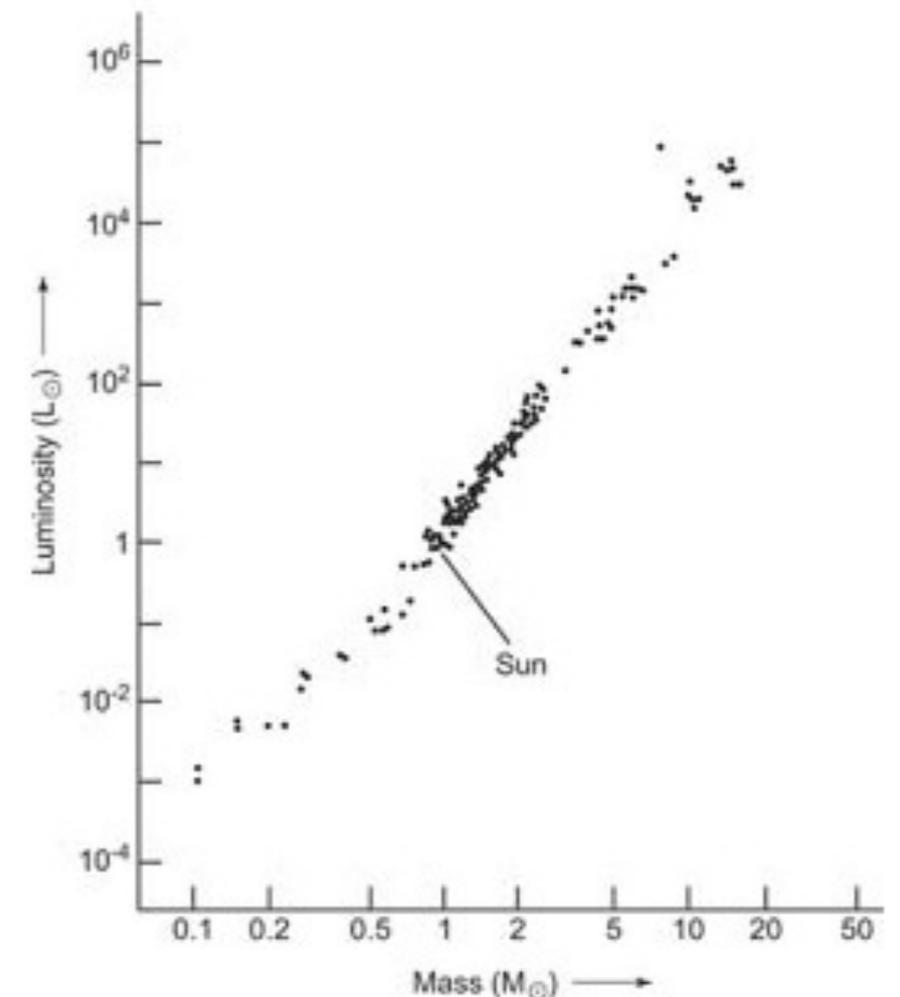


- *binaires spectroscopiques*: les raies des étoiles sont décalées vers le rouge puis vers le bleu par effet Doppler. Ces décalages sont périodiques

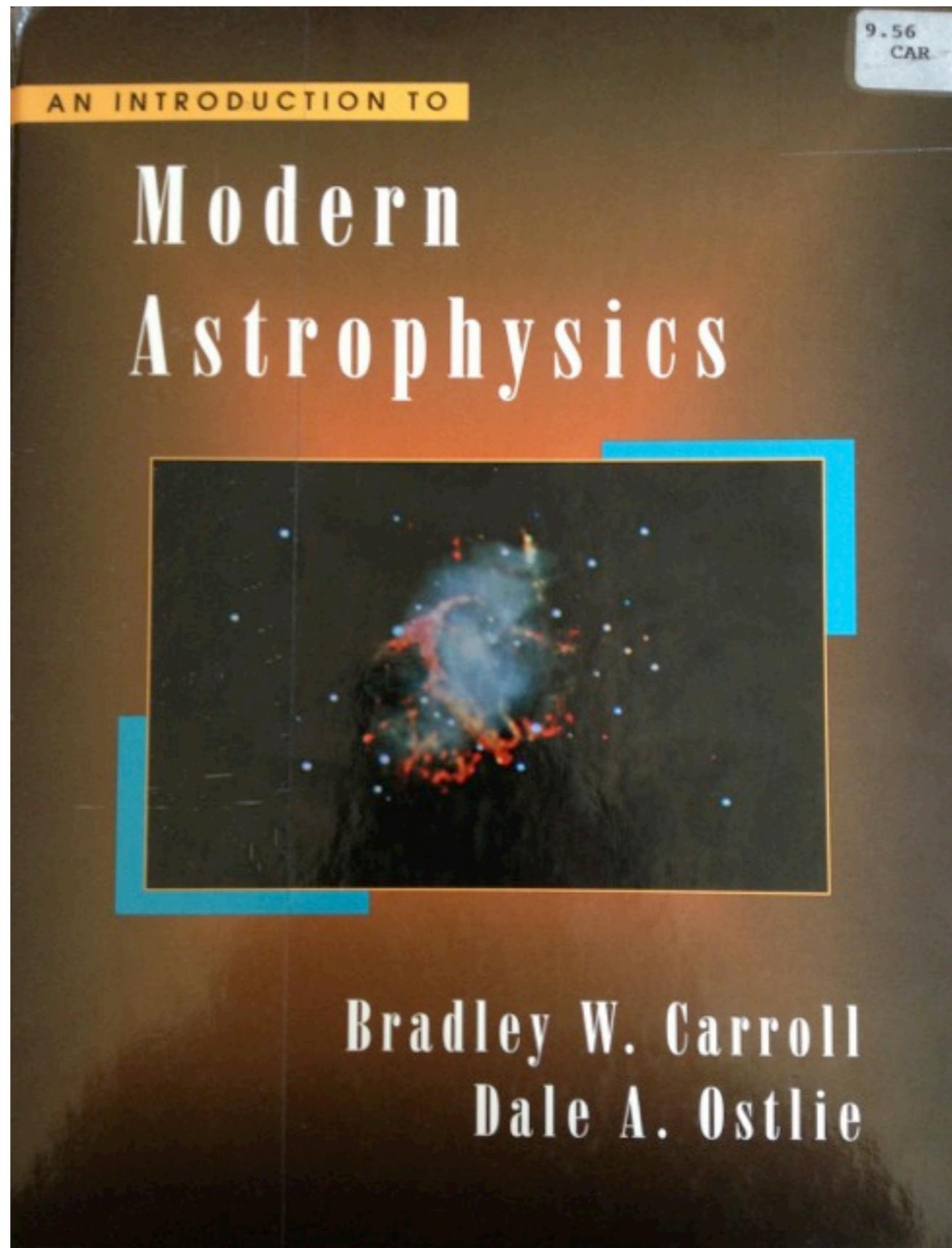


# Relation masse-luminosité

- L'évaluation de la masse des étoiles binaires a mis en évidence l'existence d'une **relation** bien définie **entre la masse et la luminosité des étoiles** pour la majorité des étoiles sur la séquence principale
- $L \propto M^{3.5}$
- une étoile de  $30 M_{\text{soleil}}$  est  $10^5$  fois plus lumineuse que le soleil
- Pourquoi??



Ce cours a été en grande partie inspiré par le livre:



**A suivre?**