

Estrelas

Silvia Rossi
CEU 2 - 2010

estrelas.....

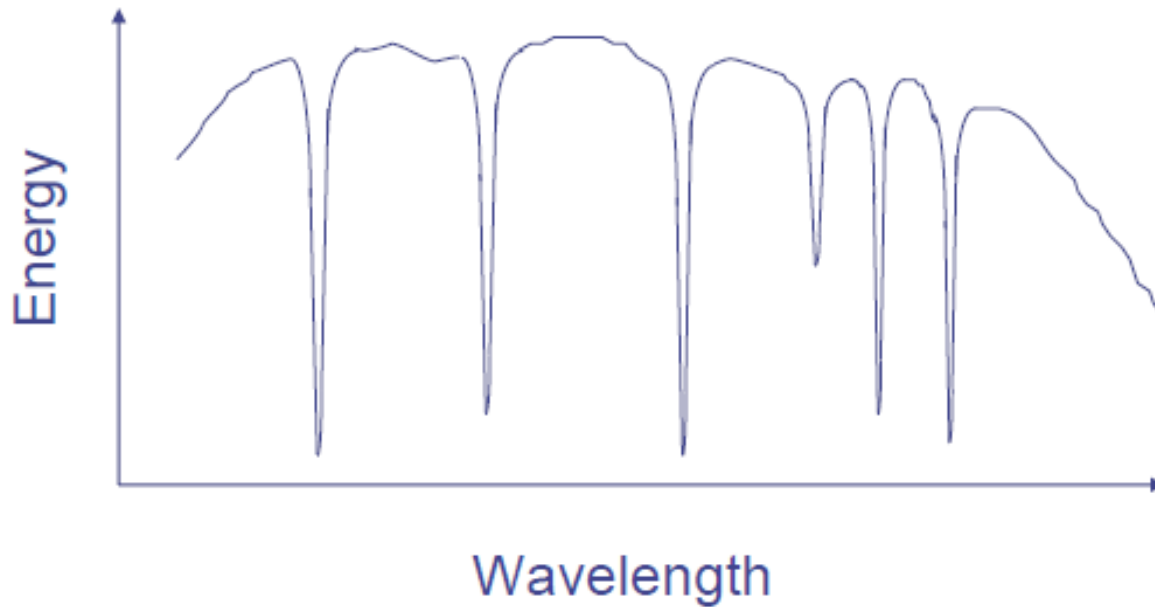


O que é uma estrela?

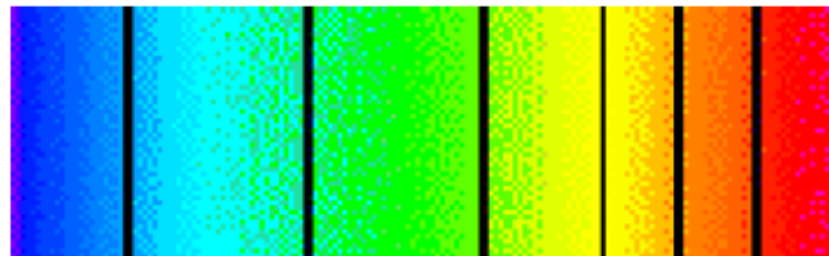
- São objetos que aquecem e iluminam planetas em um sistema.
- Uma estrela é uma “bola” de plasma (gás ionizado) mantida unida por sua própria gravidade.
 - Reações nucleares ocorrem nas estrelas ($H \rightarrow He$)
 - Energia dessas reações é produzida sob forma de radiação eletromagnética (partículas carregadas aceleradas emitem).

- Além disso, um telescópio equipado com um espectrógrafo mede e grava o espectro de uma estrela
- O espectro fornece o brilho da estrela em diferentes comprimentos de onda.
 - Quase todas as estrelas apresentam um espectro contínuo com linhas em absorção.
 - Algumas exibem linhas em emissão
 - As estrelas não tem o mesmo espectro !

- Exemplos de espectros estelares



OR



O que se pode ou não medir?

- O que se mede diretamente:
 - Temperatura superficial e cor
 - Espectro
 - Magnitude aparente , fluxo (brilho)
 - Diâmetro de algumas estrelas próximas
 - Distância às estrelas próximas
- O que geralmente não se mede:
 - Distância à maior parte das estrelas
 - Luminosidade (energia irradiada por segundo)
 - Diâmetro e massa

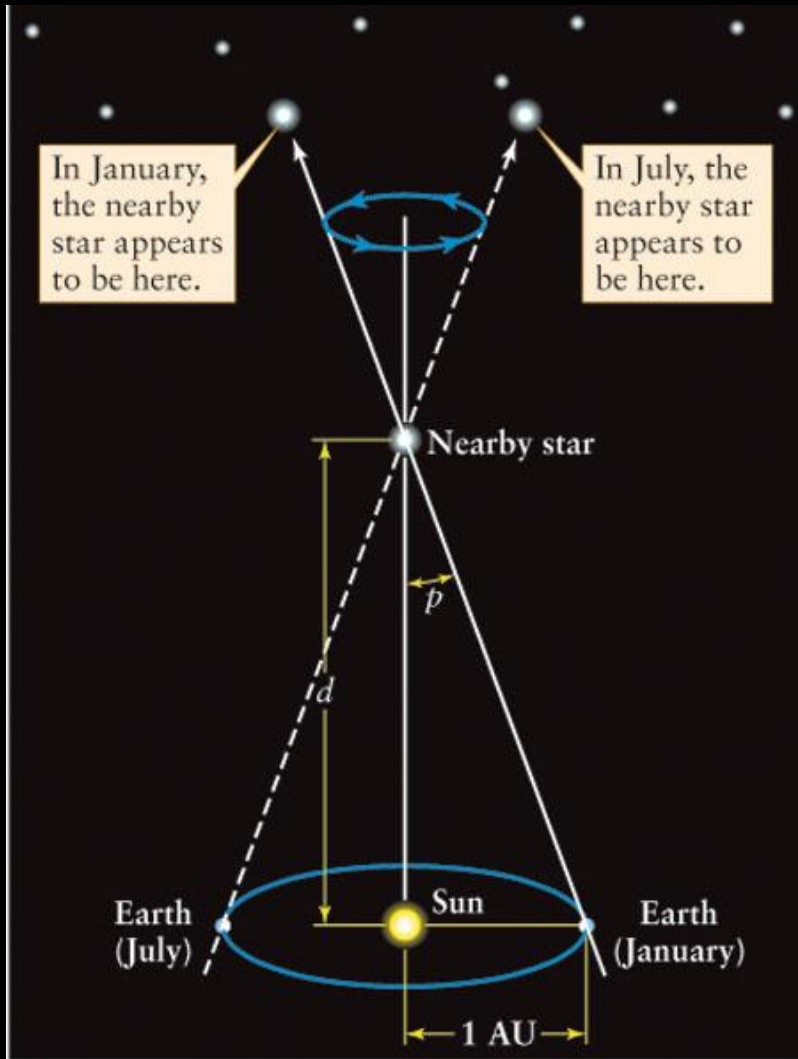
Distâncias Estelares

– Medida em anos-luz (ly ou al)

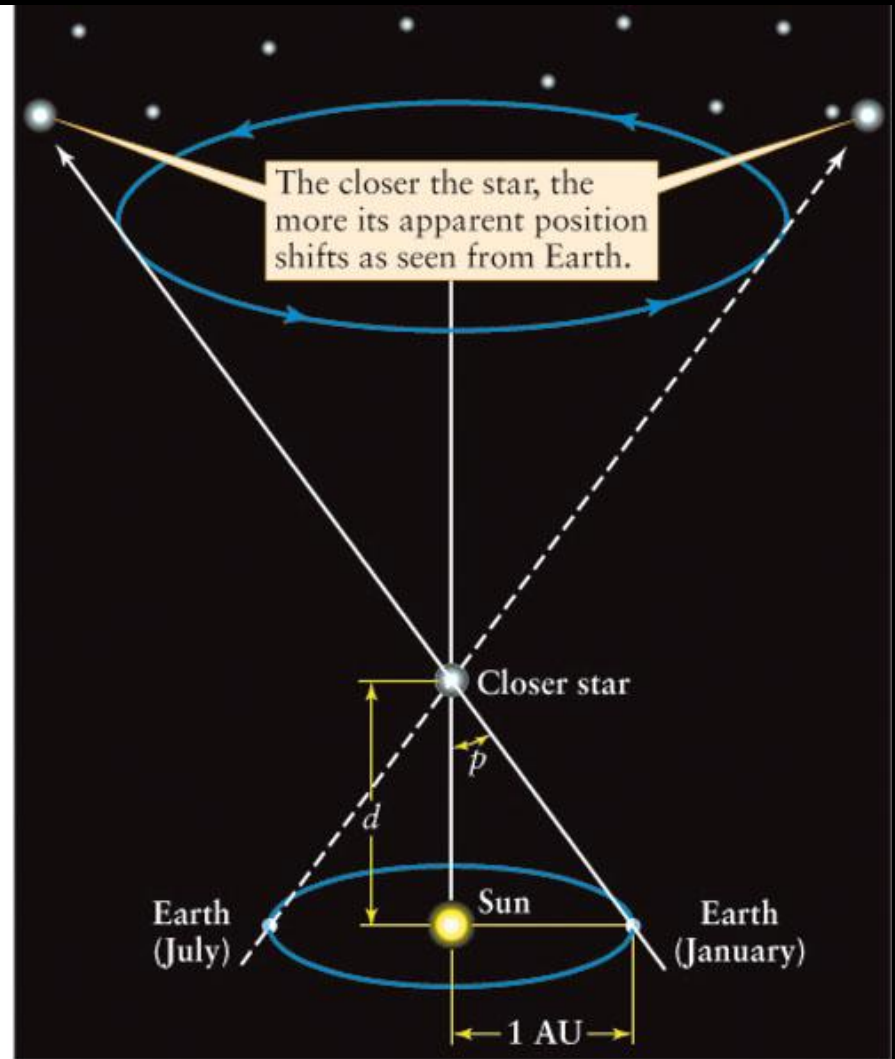
- Distância que um raio de luz viajaria em um ano
- Da ordem de 10^{13} km
- ~ 300.000 km por segundo

– Medida em parsecs (pc)

- Somente para estrelas em um raio de 1500 anos-luz ou 100 pc
- Paralaxe trigonométrica

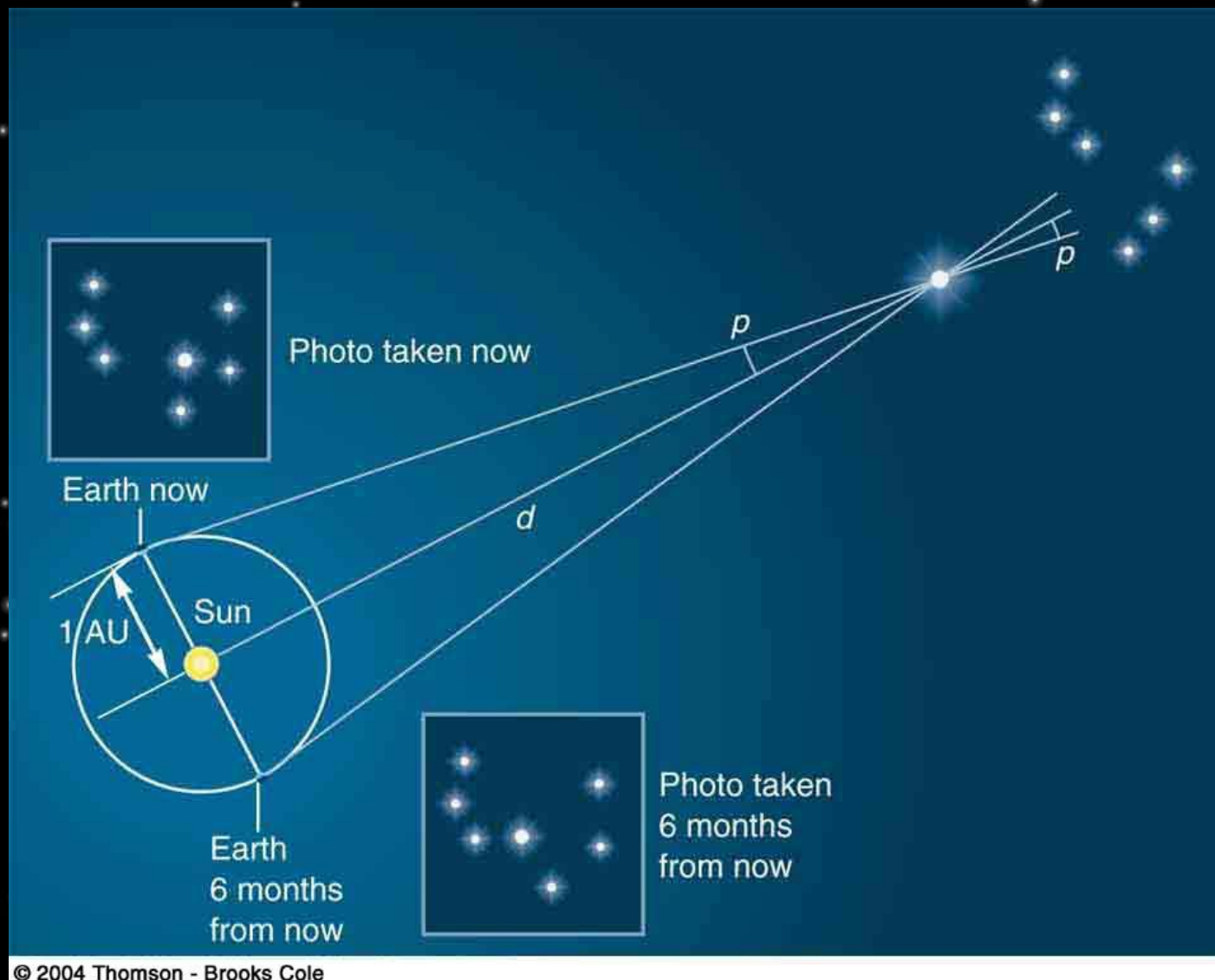


(a) Parallax of a nearby star



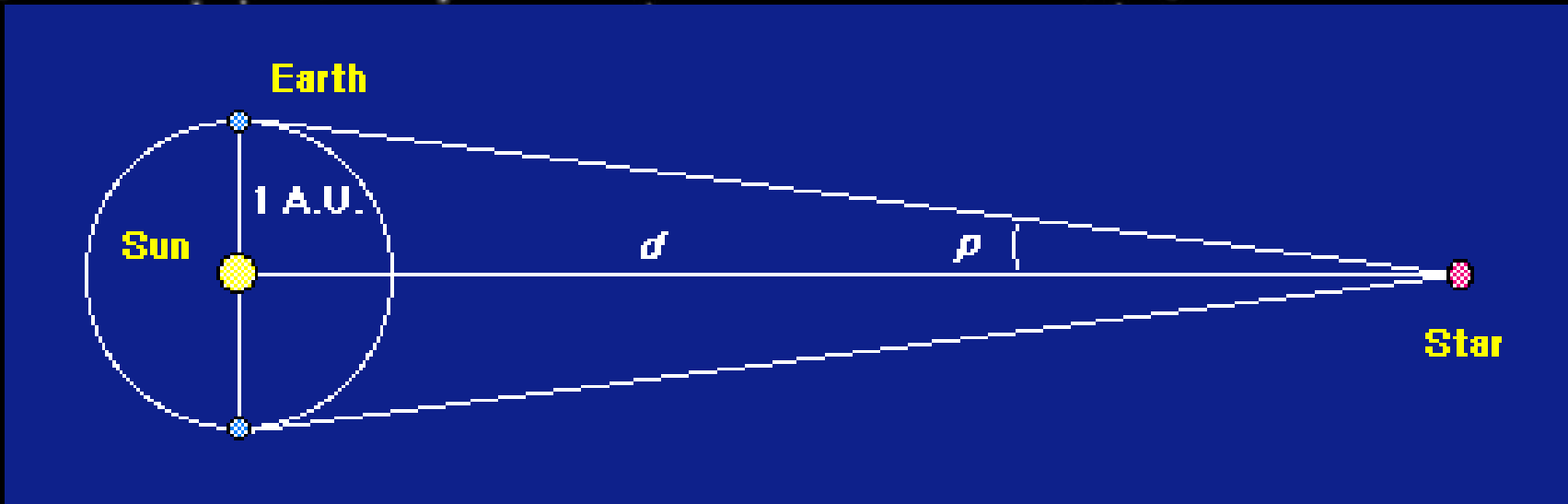
(b) Parallax of an even closer star

- Deslocamento aparente na posição da estrela: efeito de paralaxe



- Metade do deslocamento angular é chamado ângulo paralático e é uma unidade de distância

– O ângulo paralático ρ ou π



Para pequenos ângulos:

$$p(rd) = \pi(rd) = \frac{a}{d} \quad \text{ou} \quad \pi(") = \frac{206265 a}{d}$$

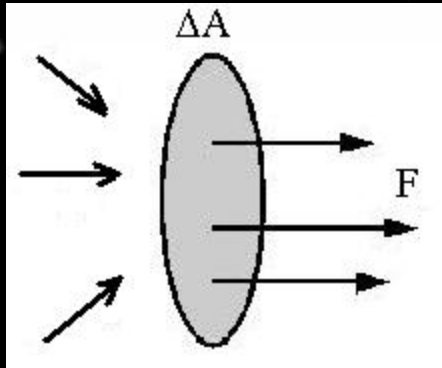
Se medirmos a em UA e

d em parsec – $d = 206265 \text{ UA}$

$$\pi(") = \frac{1}{d(pc)}$$

$$d(\text{in parsecs}) = 1/p$$

Brilho e Distância



$$\text{Fluxo} = \frac{\text{energia}}{\Delta A \Delta t} \left(\frac{\text{ergs}}{\text{cm}^{-2} \text{ s}} \right)$$

- Definição : O fluxo observado de uma estrela é a energia recebida por unidade de tempo por unidade de área (e por unidade de frequência)
- Definição : A luminosidade de uma estrela é a energia por unidade de tempo (ou seja, potência) emitida pela estrela

- Suponha que a estrela emita igualmente em todas as direções (emissão isotrópica) e seja estacionária no tempo. Então, se d é a distância à estrela, o **fluxo observado F** e **luminosidade L** estão relacionados de acordo com:

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

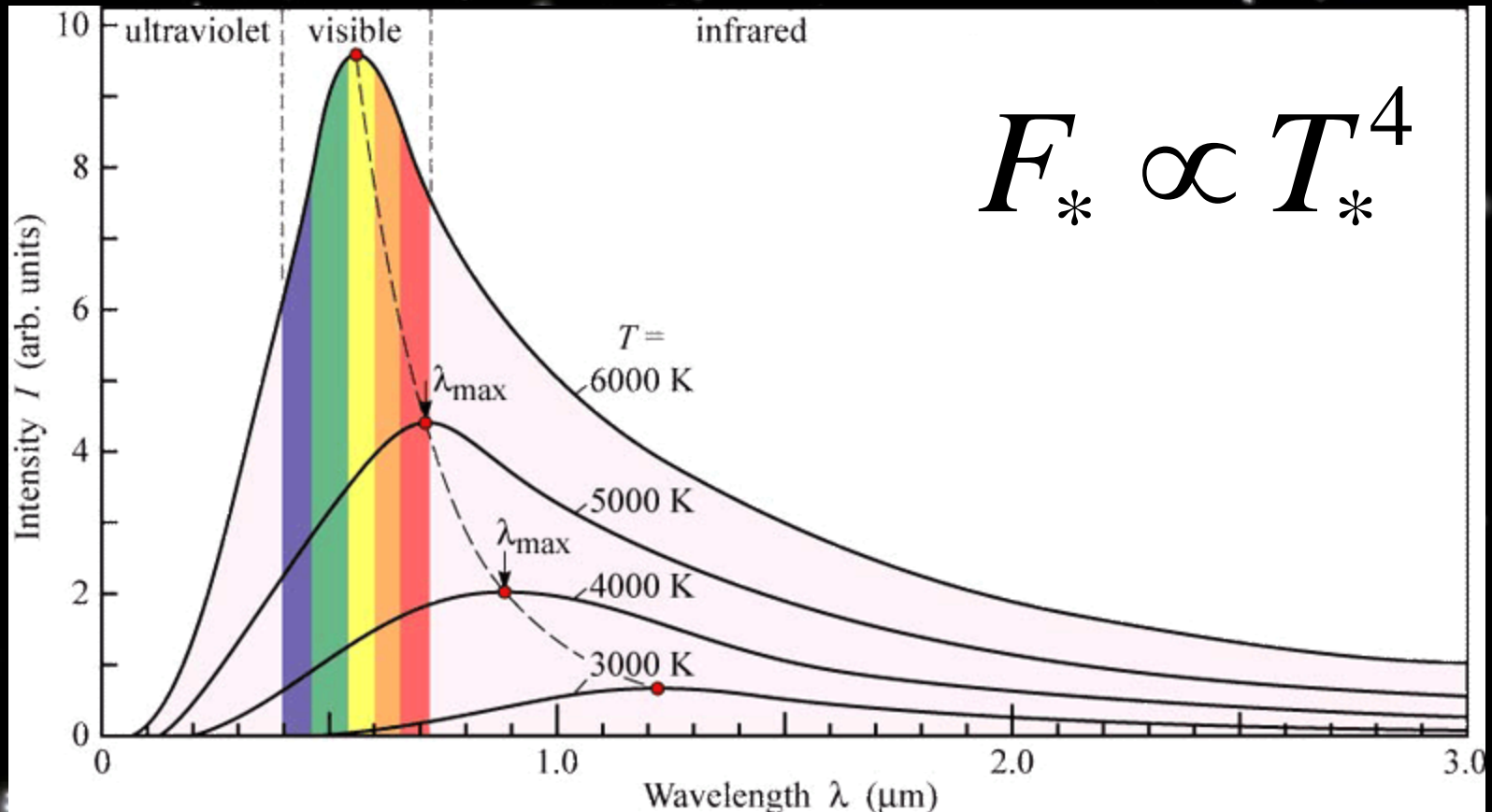
- O fluxo recebido da estrela é proporcional ao seu brilho intrínseco ou luminosidade e inversamente proporcional ao quadrado da distância (d)

- **Fluxo na superfície da estrela**

$$L_* = 4\pi R_*^2 F_*$$

- Note que a luminosidade é uma propriedade intrínseca da estrela e, portanto, não depende da distância da estrela ao observador.

- O fluxo de fótons emitidos depende da temperatura da estrela:



- Assim, a luminosidade de uma estrela depende de seu raio e sua temperatura, ou seja,

$$L_* \propto R_*^2 T_{eff}^4$$

Magnitudes Estelares

- Uma medida do brilho dos objetos
 - Pequenos valores representam objetos mais brilhantes do que valores grandes.
- Magnitude aparente
 - Quanto brilhante uma estrela parece ser vista da Terra
- Magnitude absoluta (luminosidade)
 - Quanto brilhante uma estrela realmente é.

Magnitudes Aparentes

- Hipparchos: primeira escala de magnitudes em ~ 200 a.C.
- Para o olho humano, uma dada razão de brilho corresponde a uma diferença de magnitudes
- Pogson (1856):

$$\text{razão de brilhos aparentes: } \frac{F_m}{F_{m+1}} = \sqrt[5]{100} = 2.512$$

- Definição exata:

$$m - m_0 = -2.5 \log \frac{F}{F_0}$$

$M_0 = 0$,
por definição

onde F = Fluxo da estrela de magnitude m
 F_0 = Fluxo da estrela de magnitude zero

- Definição moderna: Se duas estrelas tem fluxos F_1 and F_2 , então suas magnitudes aparentes m_1 e m_2 são dadas por:

$$m_2 - m_1 = -2.5 \log_{10} \frac{F_2}{F_1} \quad \text{ou} \quad m_2 - m_1 = 2.5 \log_{10} \frac{F_1}{F_2}$$

- Nota:
 - A estrela **Vega** é definida como tendo uma magnitude aparente zero! Isto permite que se fala em magnitude aparente de uma estrela ao invés de somente diferenças em magnitudes aparentes.

$$m = k - 2.5 \log F$$

Valor da constante k faz referência a Vega

- Definição: A magnitude absoluta (M) de uma estrela é sua magnitude aparente se ela fosse colocada a uma distância de 10pc.

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

• Se

$$m_2 - m_1 = -2.5 \log_{10} \frac{F_2}{F_1} \quad \Rightarrow \quad \text{e } m_2 = M$$

$$M - m = -5 \log d + 5$$

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

$$M - m = -5 \log d + 5 \quad \text{ou} \quad M - m = -5 \log \left(\frac{d}{10 \text{ pc}} \right)$$

- A quantidade $M-m$ é chamada **módulo de distância**
- Lembre-se que :
 - Magnitude aparente \leftrightarrow fluxo
 - Magnitude absoluta \leftrightarrow luminosidade
 - Módulo de distância \leftrightarrow distância

Temperaturas estelares

- A radiação contínua de uma estrela pode ser bem representada por uma função de Planck (corpo negro).
- A **temperatura efetiva** é definida como a temperatura do Corpo Negro que irradia o mesmo fluxo que o da estrela:

$$F_* = \sigma T_{eff}^4$$

- Na superfície da estrela : Fluxo F_*
- À uma distância d : F_d

$$F_d = \frac{L}{4\pi d^2} = \frac{(4\pi R_*^2)(\sigma T_{eff}^4)}{4\pi d^2} \Rightarrow F_d = \left(\frac{R_*}{d}\right)^2 \sigma T_{eff}^4 = \left(\frac{\alpha}{2}\right)^2 \sigma T_{eff}^4$$

onde $\alpha = 2R/d =$ diâmetro angular da estrela

- Exemplo:

- Ex. Arcturus (alpha Bootis)

Fluxo observado = $F' = 4.5 \times 10^{-8} \text{ W m}^{-2}$

Interferometria: $\alpha = 0.020'' \Rightarrow \alpha/2 = 4.85 \times 10^{-8} \text{ rd}$

$$\Rightarrow T_e = \left[\frac{4.5 \times 10^{-8}}{(4.85 \times 10^{-8})^2 (5.669 \times 10^{-8})} \right]^{1/4} = 4300 \text{ K}$$

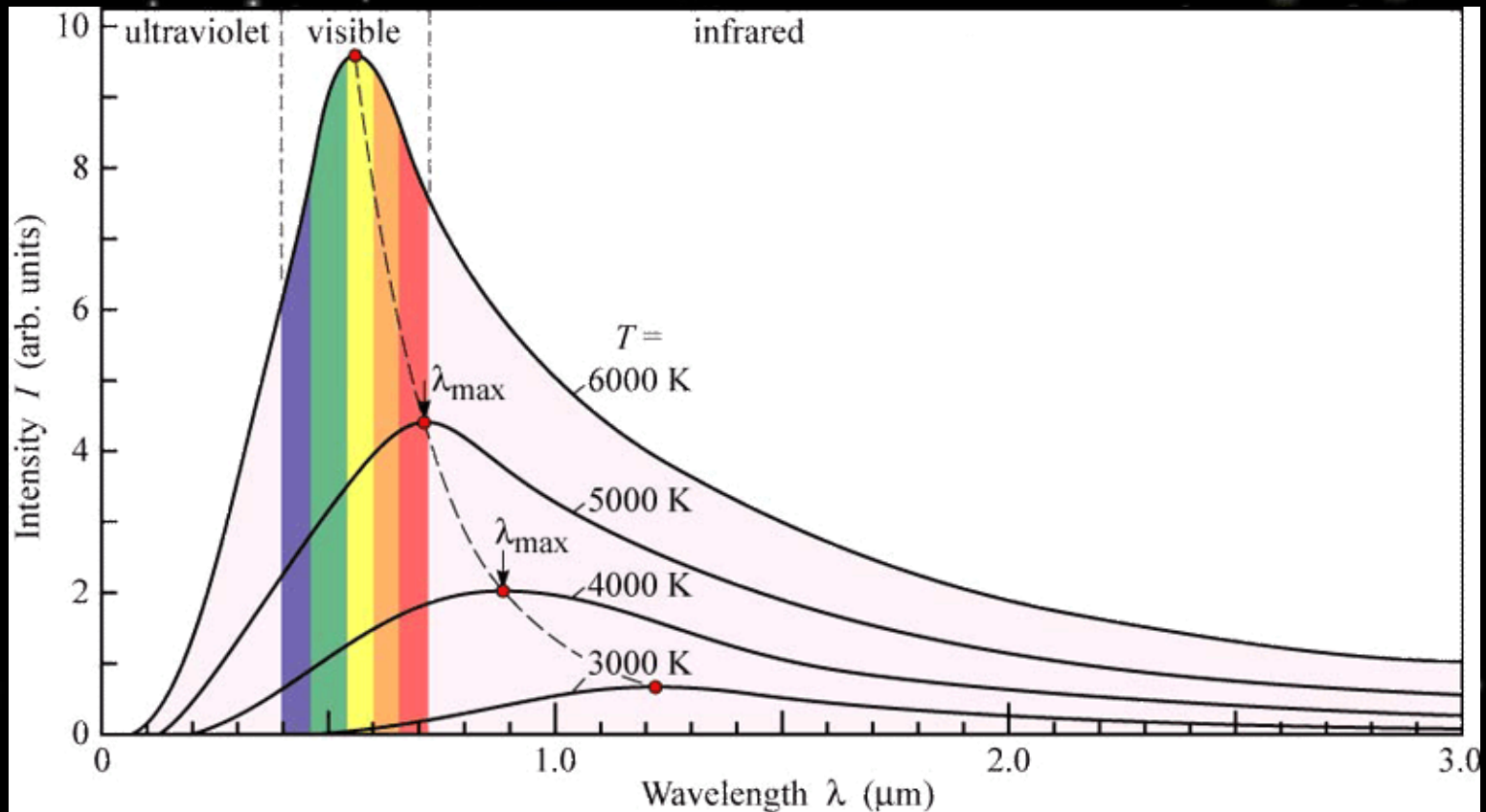
1'' = 0.000005 rd

- Temperaturas estelares superficiais
 - As fotosferas das estrelas irradiam aproximadamente como corpos negros
 - estrelas seguem a lei de Wien.

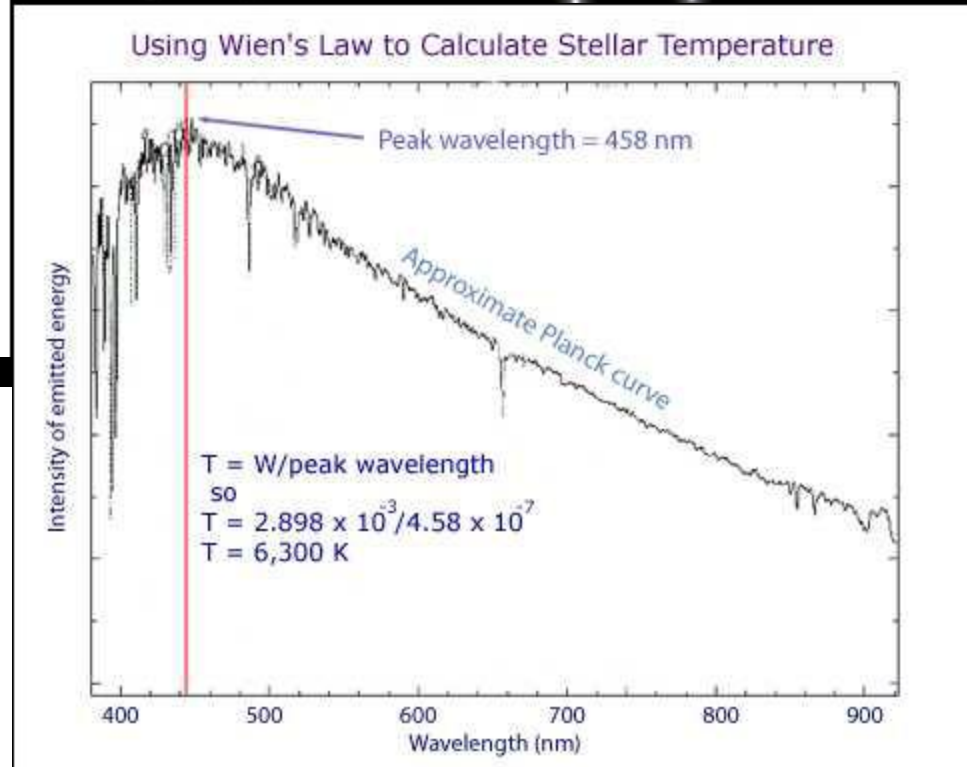
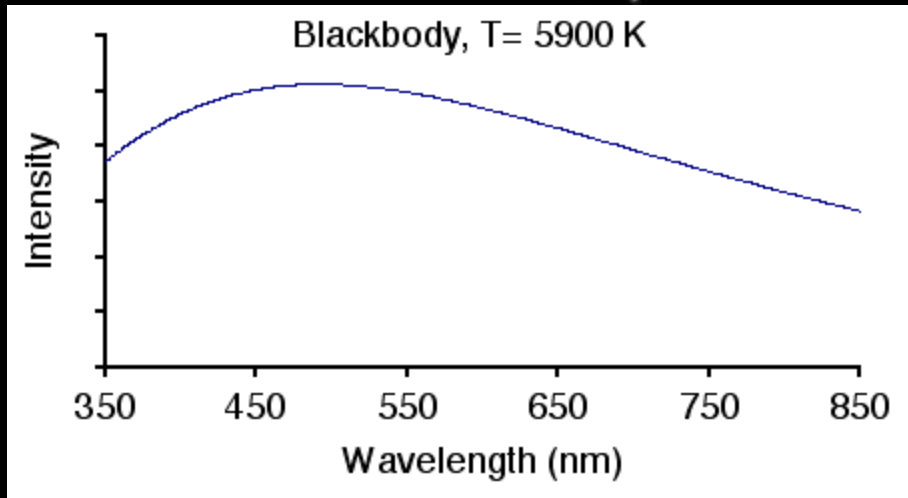
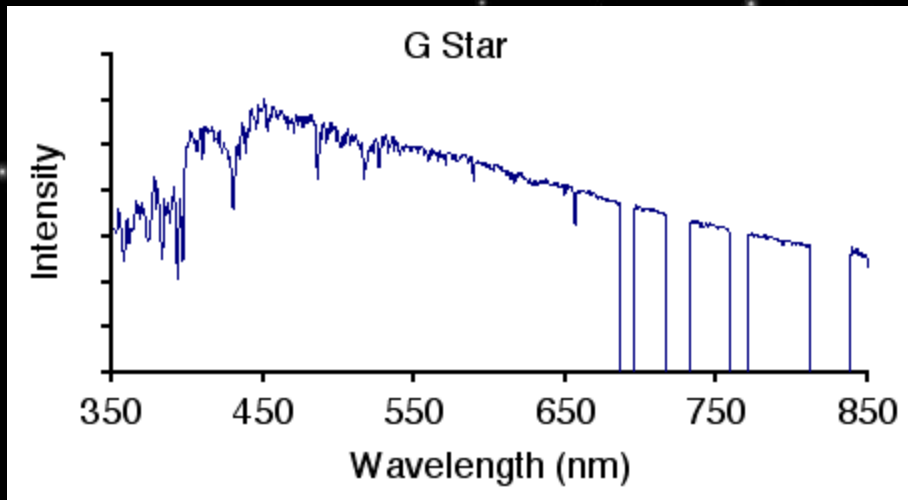
$$\lambda_{\max} (cm) T (K) = 0,29$$

- Estrelas mais quentes (azuladas): **menor** λ_{\max}
- Estrelas mais frias (avermelhadas): **maior** λ_{\max}

- Curvas de Corpo negro (Planck)

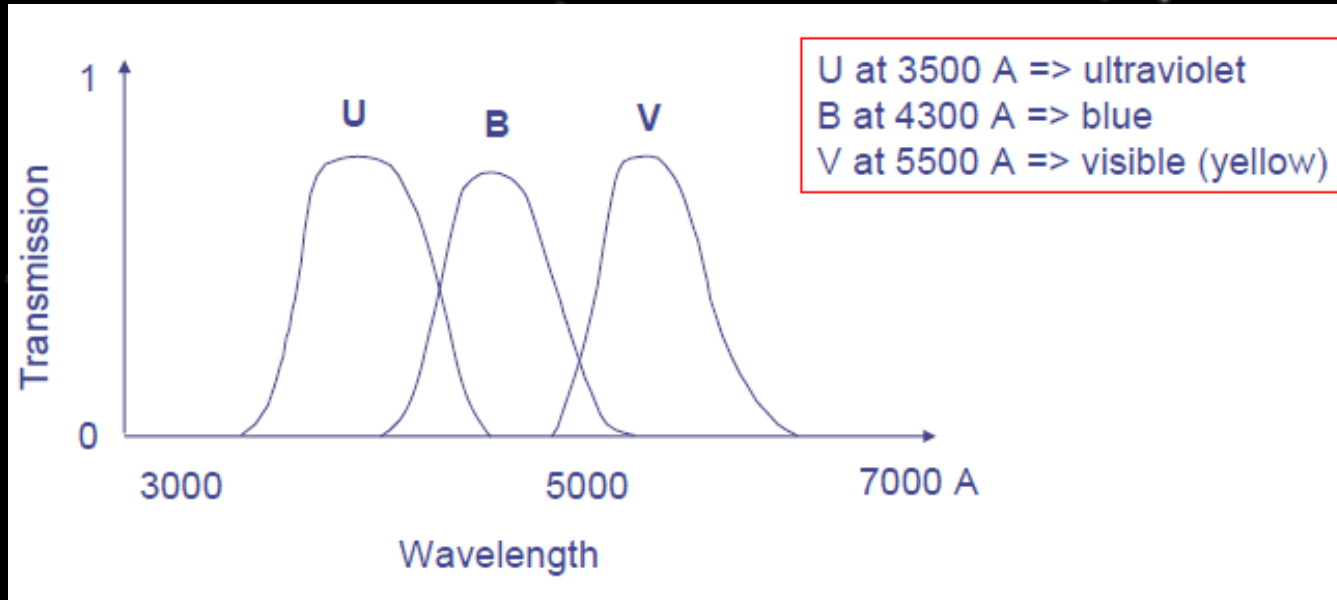


- Exemplos de espectros estelares
(note a semelhança com a função de Planck)



- Não é necessário medir o espectro inteiro para determinar o pico espectral de uma estrela.
- Pode-se usar filtros para se determinar as “cores” de uma estrela.
 - Isso significa quanto fluxo é visto em cada filtro de cor.
 - Um filtro verde transmite somente ftons verdes. photons.

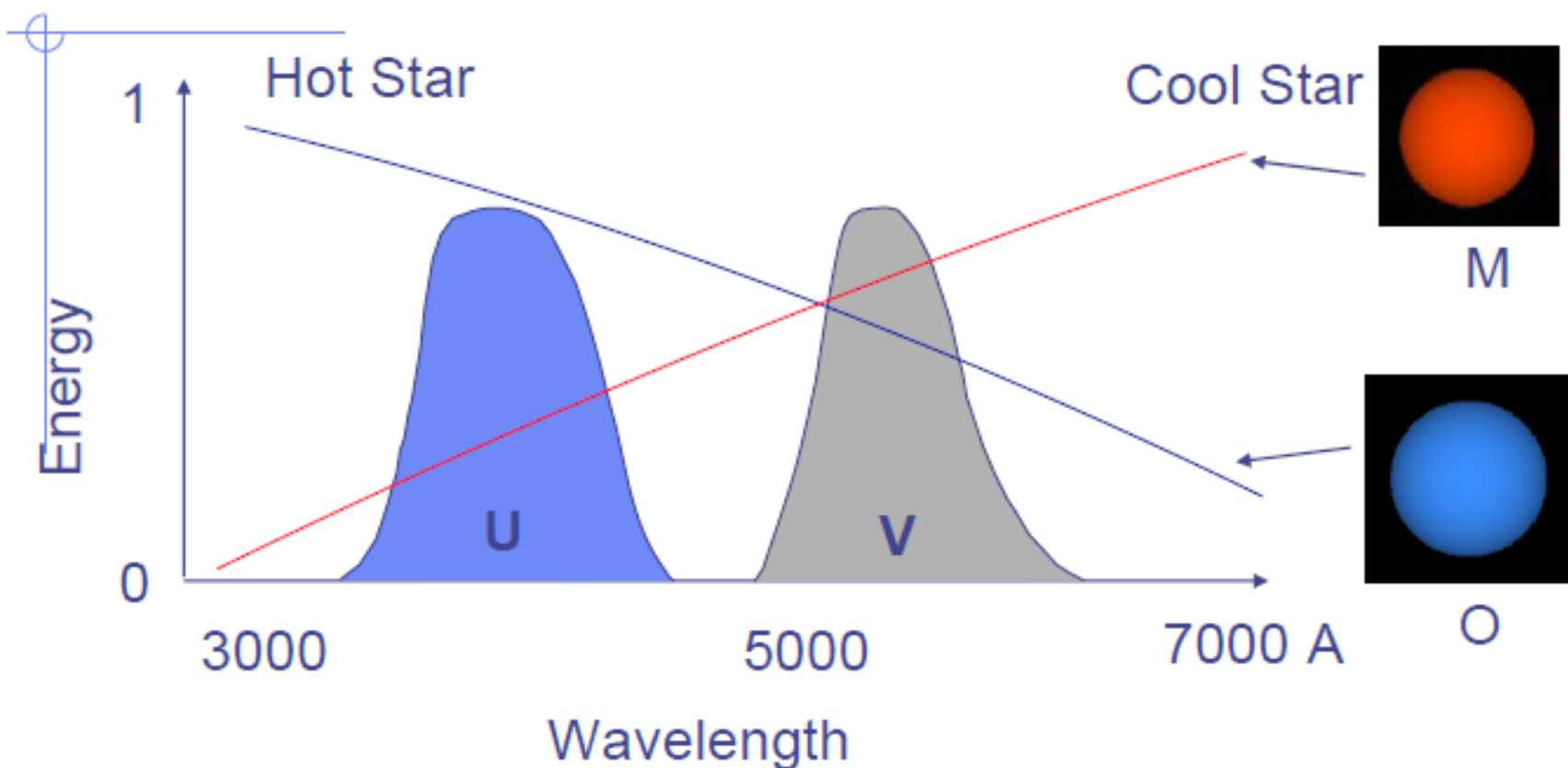
O sistema de filtros UBV



- É uma série de filtros coloridos que dão informação espectral gorsseira.
- Uma estrela quente terá mais fluxo no filtro U do que no filtro V comparada a uma estrela fria.





Colors of a hot star vs. a cool star



$$\left[\frac{\text{flux at U}}{\text{flux at V}} \right]_{\text{Hot Star}} > \left[\frac{\text{flux at U}}{\text{flux at V}} \right]_{\text{Cool Star}}$$

- Pode-se quantificar a magnitude aparente de uma estrela em diferentes filtros, determinando-se a **COR** via:

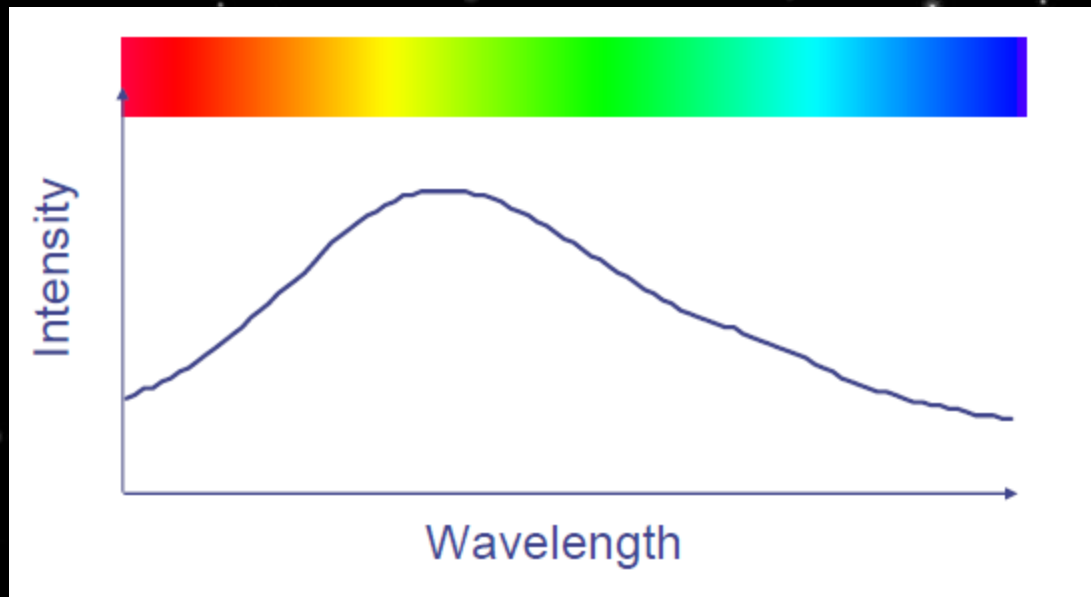
$$(B - V) = m_B - m_V = const. + 2.5 \log \left(\frac{F_V}{F_B} \right)$$

- Se $(B-V) < 0$  estrela é mais brilhante no filtro B que no filtro V
- Se $(B-V) > 0$  estrela é mais brilhante no filtro V que no filtro B

- As linhas espectrais (absorção) que se vê em estrelas são muito importantes.
- Os ftons que “faltam” fornecem informação sobre:
 - Química
 - Temperatura
 - Densidade
- As leis de Kirchhoff se aplicam à região que dá origem ao espectro:

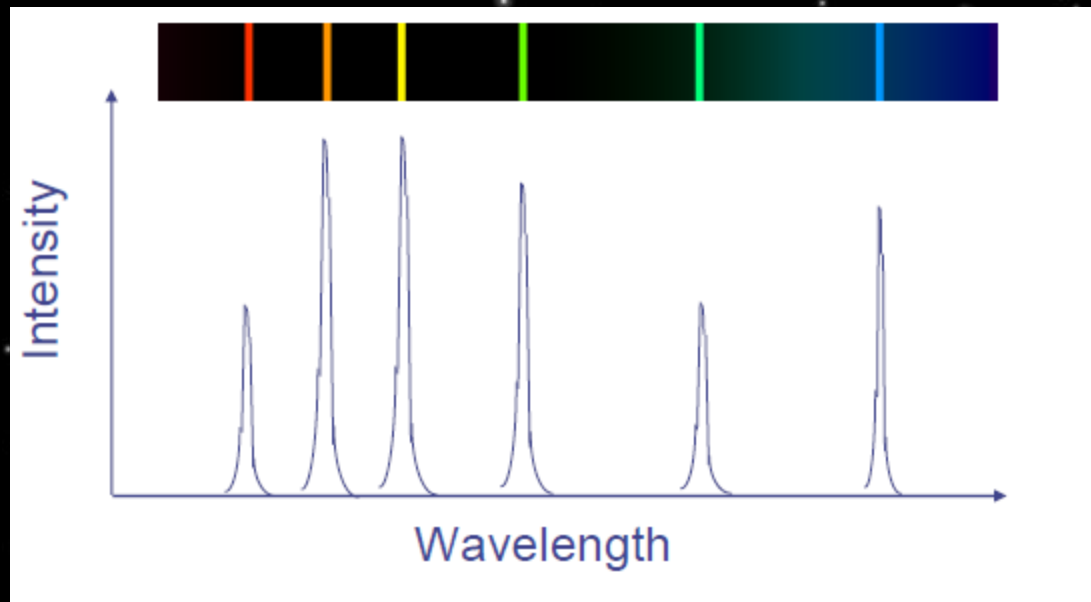
Leis de Kirchhoff

1. Um sólido, líquido ou gás quente sob alta pressão tem um espectro contínuo.



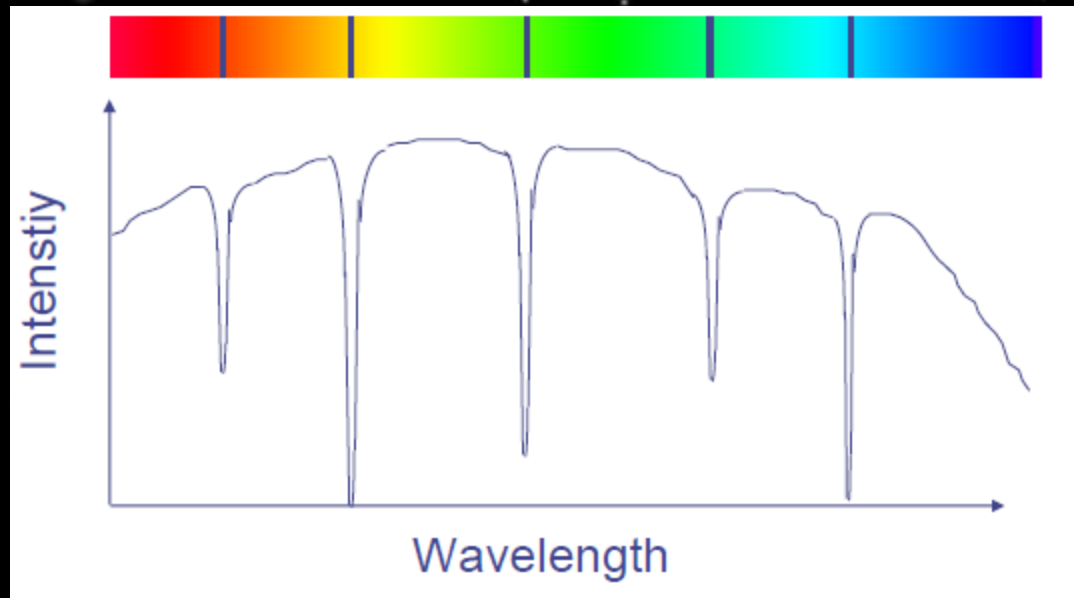
Há energia em todos os comprimentos de onda

2. Um gás a alta pressão e alta temperatura produz linhas em emissão.



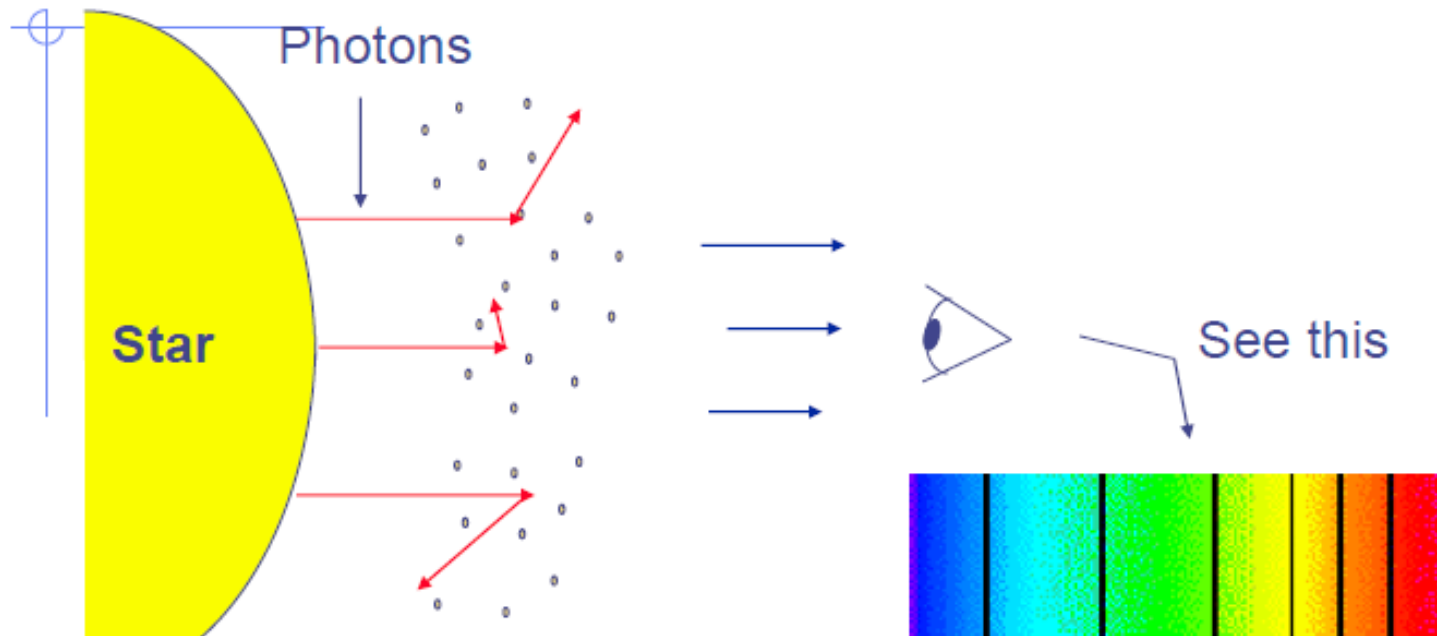
Energia somente em alguns comprimentos de onda

3. Um gás a baixa pressão em frente a um contínuo quente causa linhas em absorção.



Linhas escuras aparecem sobre o contínuo

Formação de linhas de absorção em uma estrela

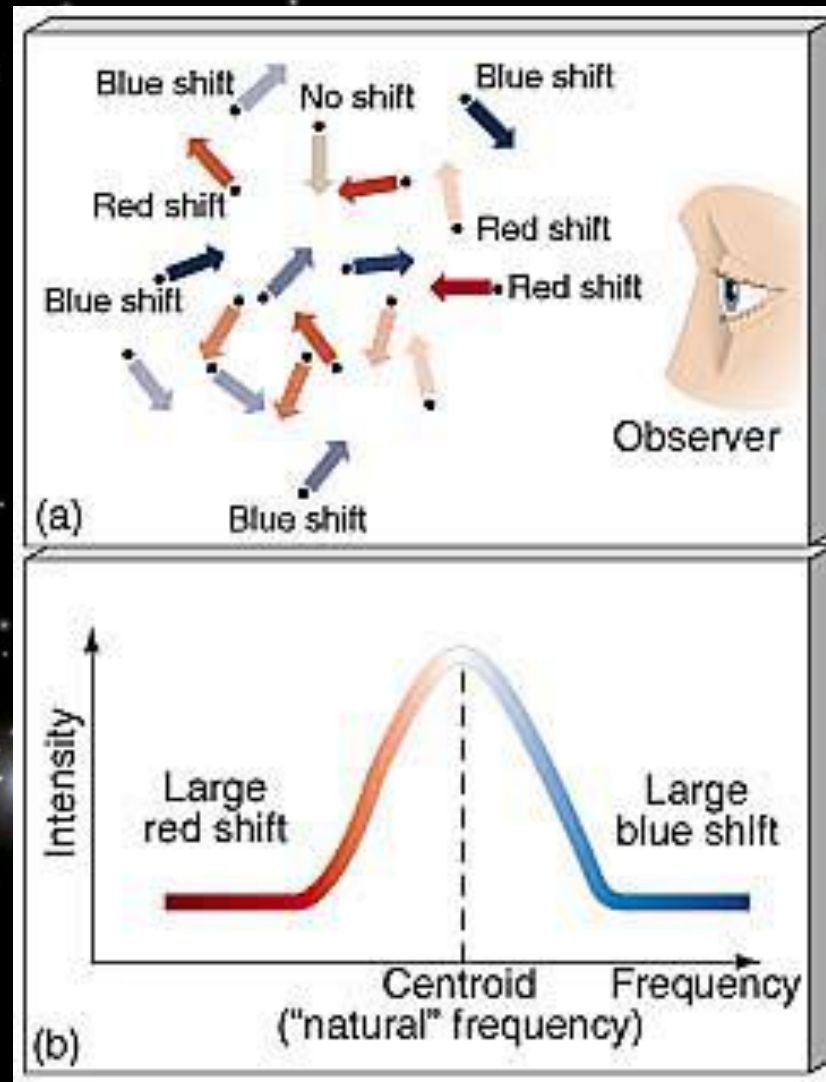


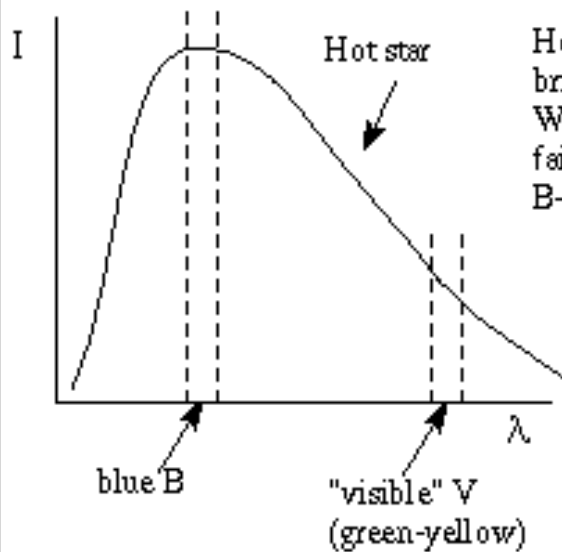
Photosphere:
"Continuum
Source"

Outer layers are
Cooler -- Absorb
Photons

Like Kirchhoff's
3rd law

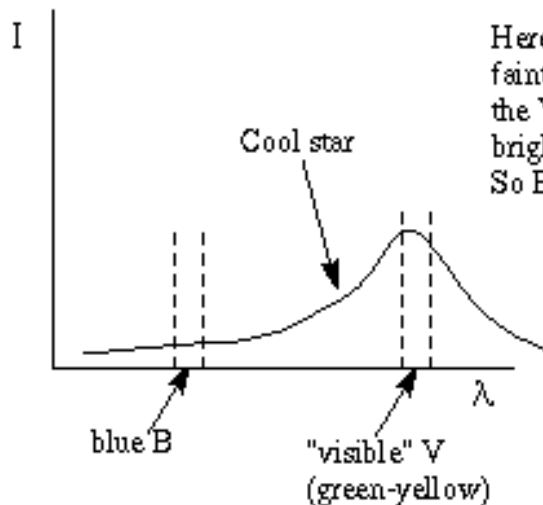
Perfil de uma linha espectral





Here with the Blue (B) filter, the star will appear brighter \rightarrow smaller, more negative magnitude. With the Visible (V) filter, the star will appear fainter \rightarrow larger, more positive magnitude. So $B-V = \text{small \#} - \text{large \#} = \text{negative number}$.

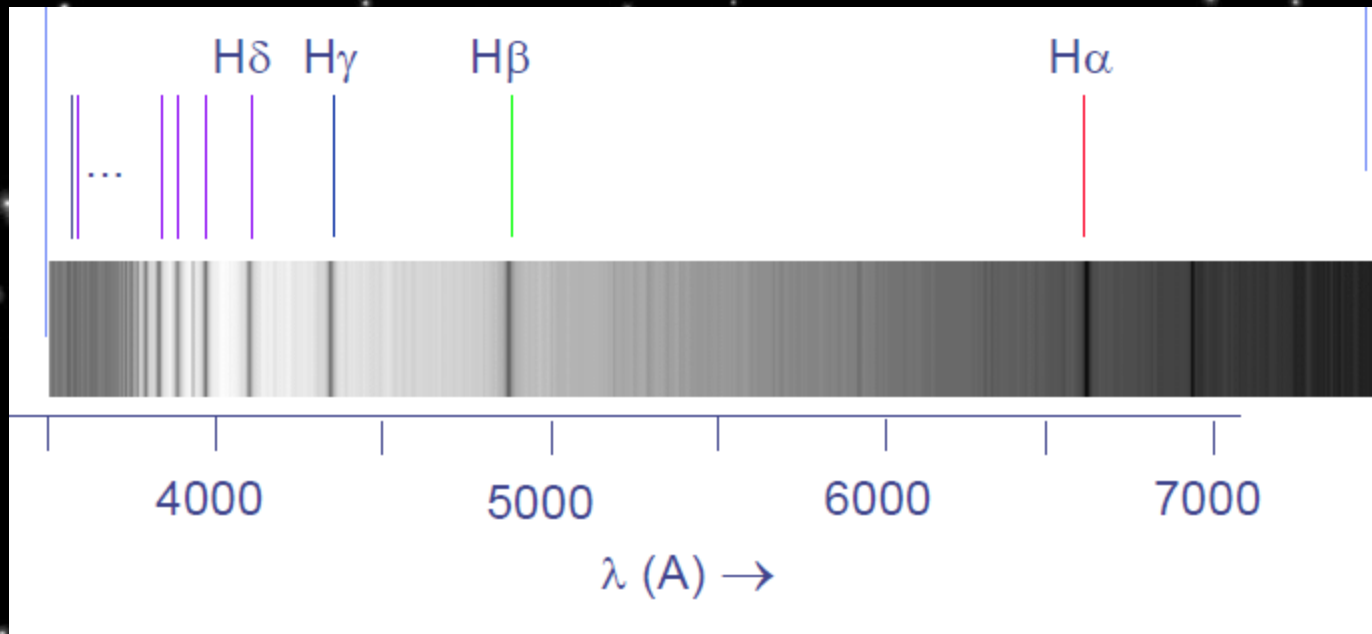
$I_B > I_V$
 Como $I \uparrow$ mag \downarrow
 $\Rightarrow B < V$
 $B - V < 0$
 estrela quente



Here with the Blue (B) filter, the star will appear fainter \rightarrow larger, more positive magnitude. With the Visible (V) filter, the star will appear brighter \rightarrow smaller, more negative magnitude. So $B-V = \text{large \#} - \text{small \#} = \text{positive number}$.

$I_B < I_V$
 Como $I \uparrow$ mag \downarrow
 $\Rightarrow B > V$
 $B - V > 0$
 estrela fria

- Exemplo de espectro estelar



O espectro de Balmer do hidrogênio (no visível) está presente na maior parte das estrelas

Classes Espectrais

Annie Jump Cannon

1901- Descobriu que estrelas se apresentam em uma ordem natural, com base em seus espectros.



- Previamente, Williamina Fleming classificou os espectros com base nas forças das linhas de H.
 - A** - linhas de H mais fortes
 - B** - linhas de H um pouco menos fortes
 - C** - linhas de H um pouco menos fortes ainda (etc., até a letra **O**).
- Cannon descobriu que existia uma ordem diferente que fazia mais sentido e limitava a classificação à sete **classes espectrais**:
O B A F G K M, com subdivisões de 1-9 (**O1, O2, ..., O9, B1, B2...**)
- Sol é uma estrela G2

Estrelas classificadas pela T

Descrescente com T (+ brilhante \longrightarrow + fraca)

O, B, A, F, G, K, M [*Oh Be A Fine Girl,
Kiss Me*]

Spectral Class Types for Stars

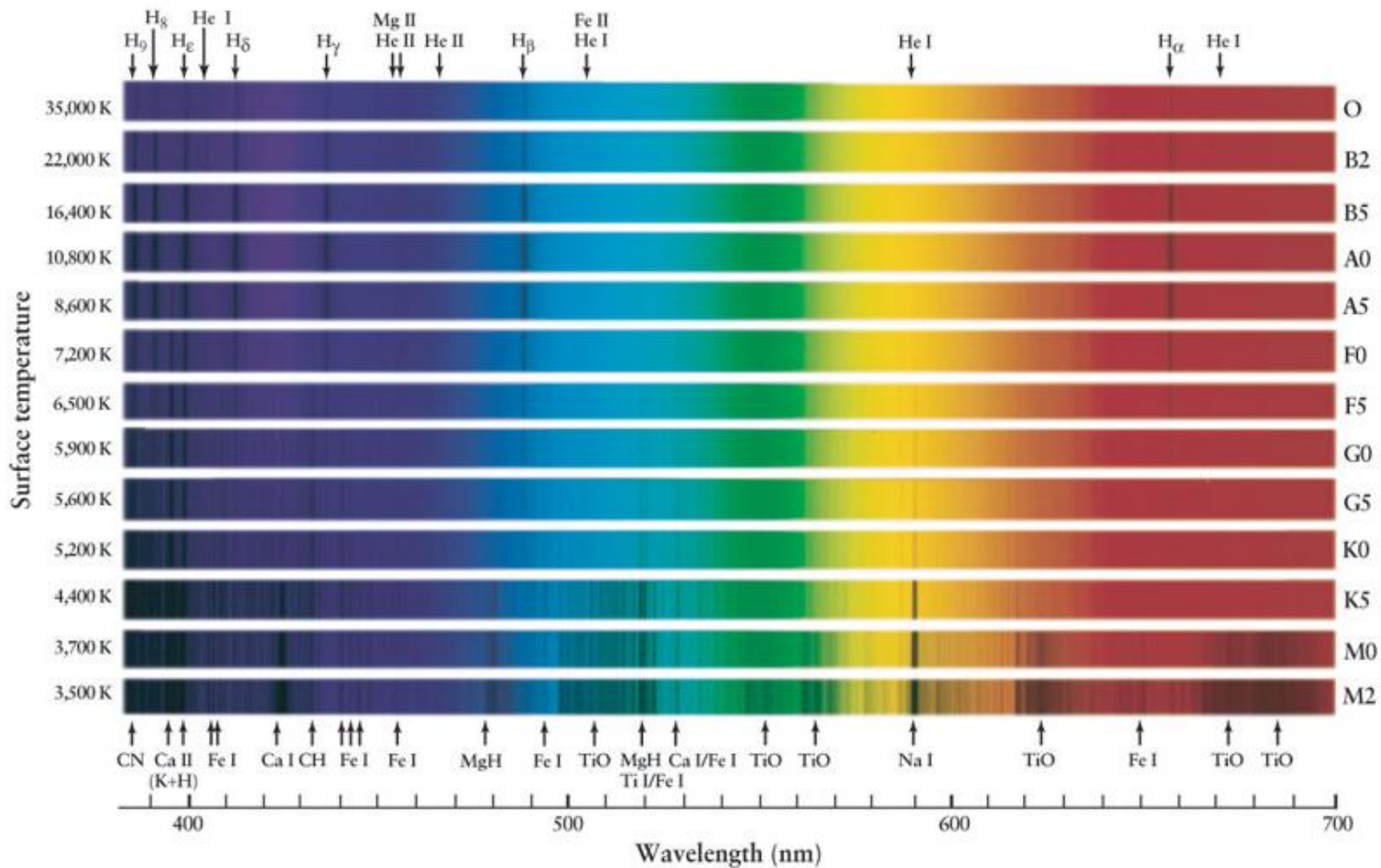


- 1921

Cecilia Payne mostrou que todas as estrelas são compostas basicamente de H e He.

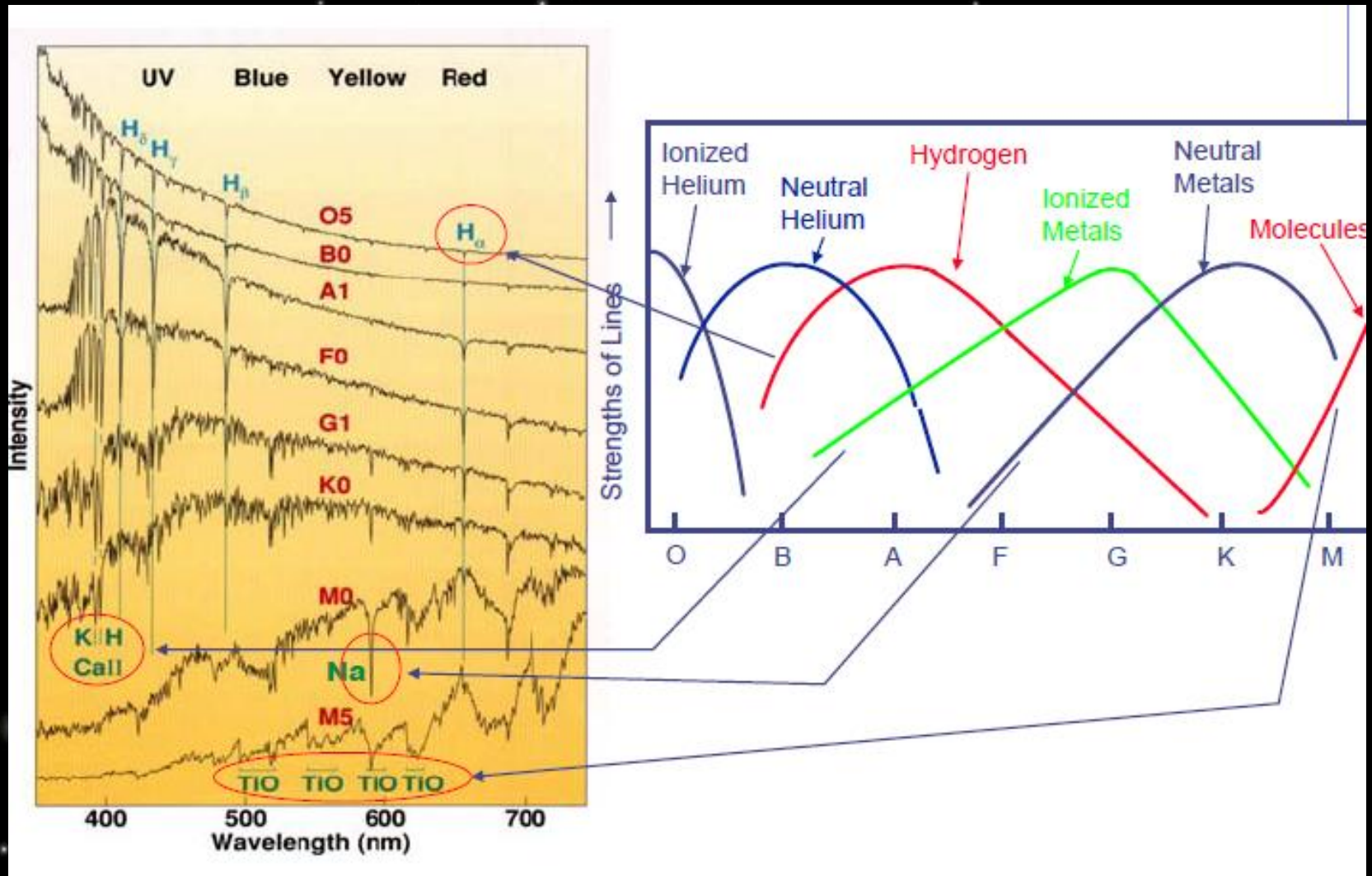
Diferenças espectrais refletem diferenças de temperatura, não de composição

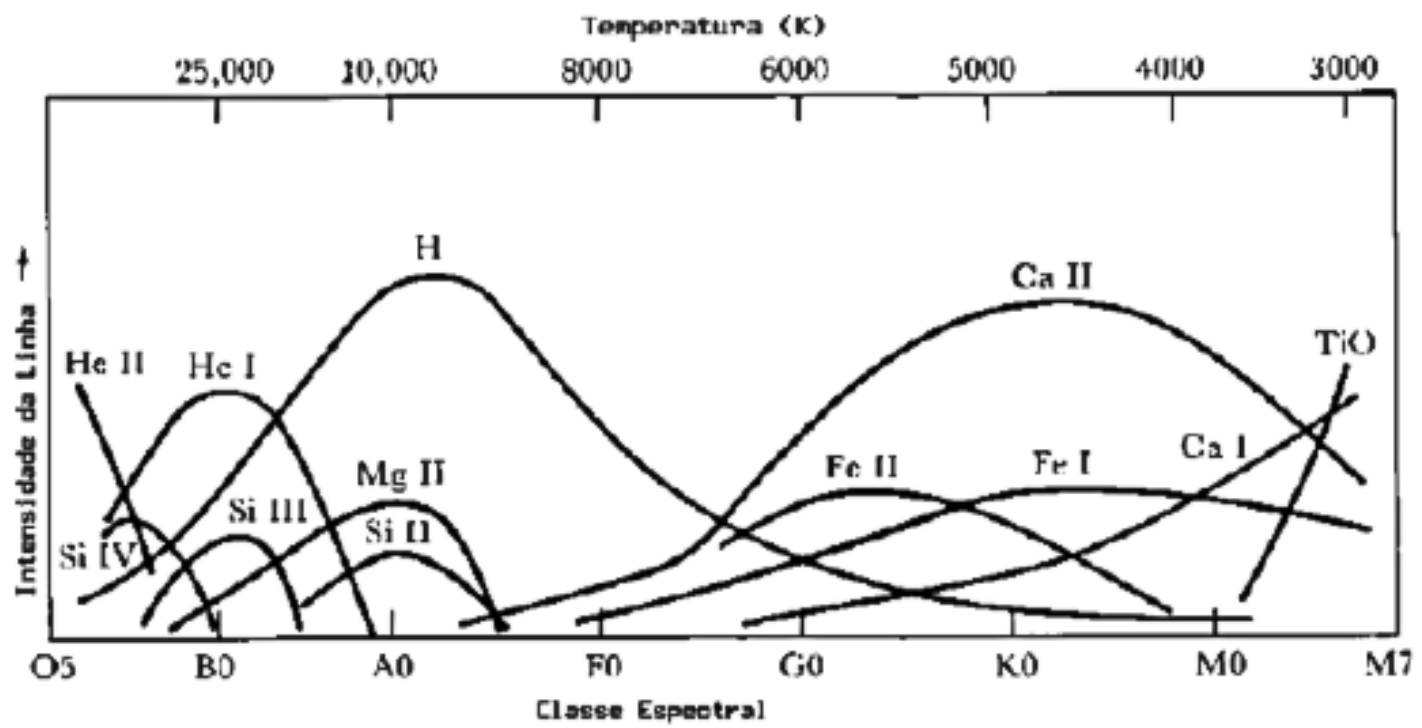




Tipo	Cor	T(K)	Linhas proeminentes de absorção	Exemplos
O	Azul	30000	He ionizado (fortes), elementos pesados ionizados (OIII, NIII, SiIV), fracas linhas de H	
B	Azulada	20000	He neutro (moderadas), elementos pesados 1 vez ionizados	Rigel (B8)
A	Branca	10000	He neutro (muito fracas), H (fortes)	Vega (A0) Sirius (A1)
F	Amarelada	7000	elementos pesados 1 vez ionizados, metais neutros (FeI, CaI), H (moderadas)	Canopus (F0)
G	Amarela	6000	elementos pesados 1 vez ionizados, metais neutros, H (relativamente fracas)	Sol (G2) Alfa Cen (G2)
K	Laranja	4000	elementos pesados 1 vez ionizados, metais neutros, H (fracas)	Aldebaran (K5) Arcturos (K2)
M	Vermelha	3000	Átomos neutros (fortes), moleculares (moderadas), H (muito fracas)	Betelgeuse (M2)

Força das linhas vs. Classe espectral





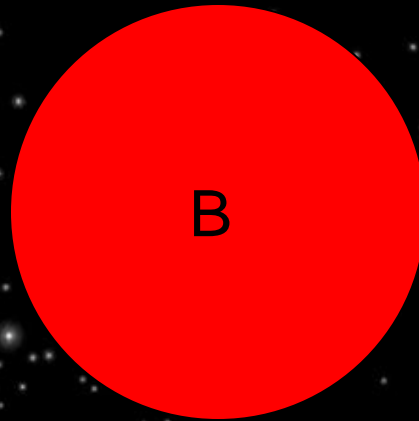
= C } estrelas carbonadas
 R - N } séries secundárias
 S }
 P
 W - O - B - A - F - G - K - M séries principais
 Q

Organizando a família de Estrelas

- Sabemos como caracterizar estrelas com muitos parâmetros diferentes
- Existe alguma outra **correlação** entre luminosidades, raios, temperaturas e massas estelares??????????

Raios Estelares

- Já sabemos que o fluxo cresce com a temperatura superficial ($\sim T^4$); estrelas mais quentes são mais brilhantes.
- Mas a luminosidade também cresce com o tamanho:



Estrela B será mais brilhante que estrela A

- Luminosidade proporcional a R^2

$$L = \underbrace{4 \pi R^2}_{\text{área superficial da estrela}} \underbrace{\sigma T^4}_{\text{fluxo superficial devido ao CN}}$$

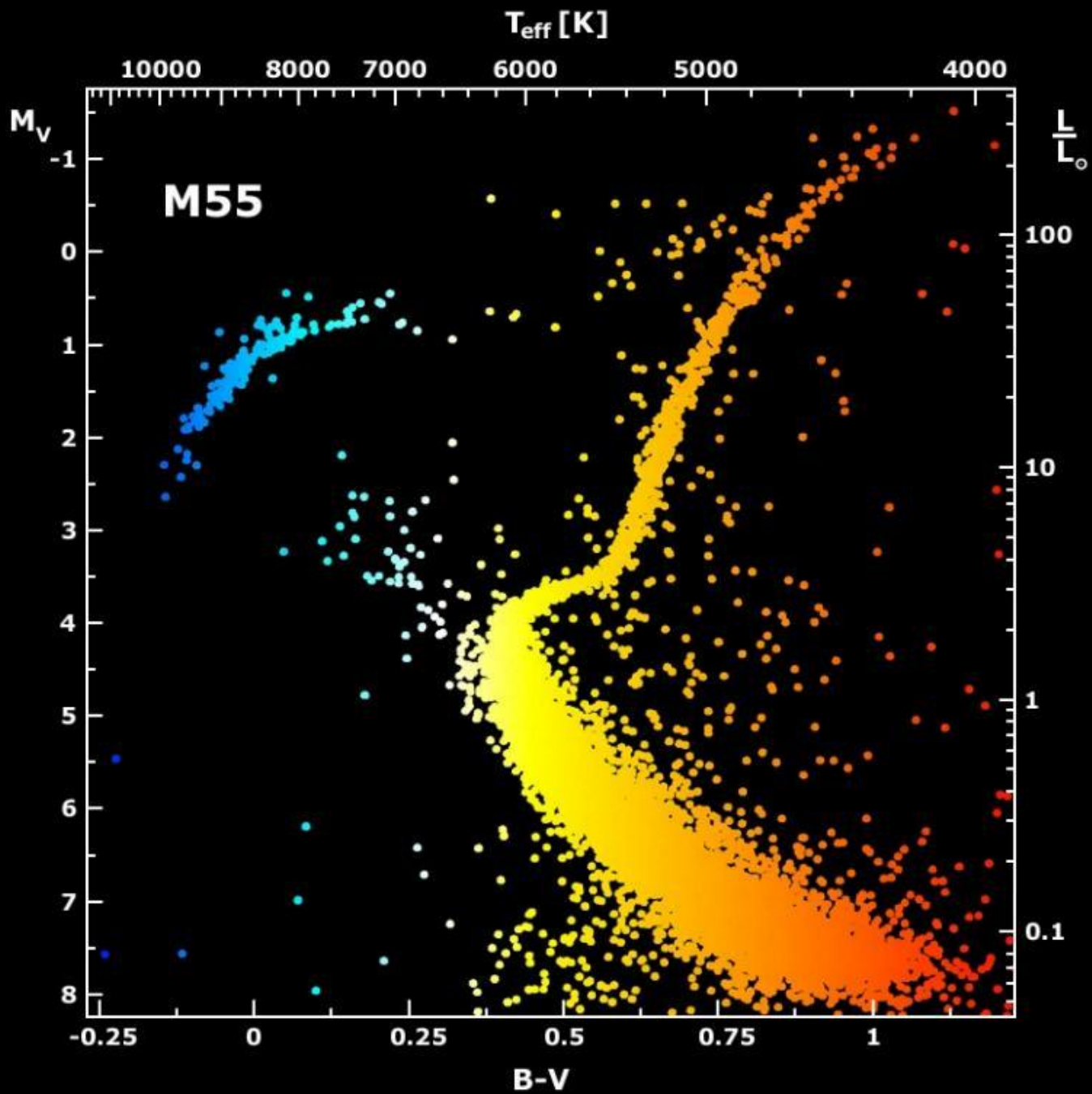
área superficial da estrela

fluxo superficial devido ao CN

- Entretanto, o raio estelar não é um parâmetro conveniente para ser usado e mclassificação, porque não é diretamente medido.
- Temperatura superficial, ou **classe espectral**, é mais conveniente!

Padrão de organização

- Considere o seguinte experimento:
 - Encontre um aglomerado de estrelas de modo que todas as estrelas estejam mais ou menos à mesma distância da Terra.
 - Meça a magnitude aparente e cores das estrelas
 - Grafique essas duas quantidades uma versus a outra.
 - Isso é um diagrama Hertzsprung-Russell
 - O que voce esperaria encontrar?



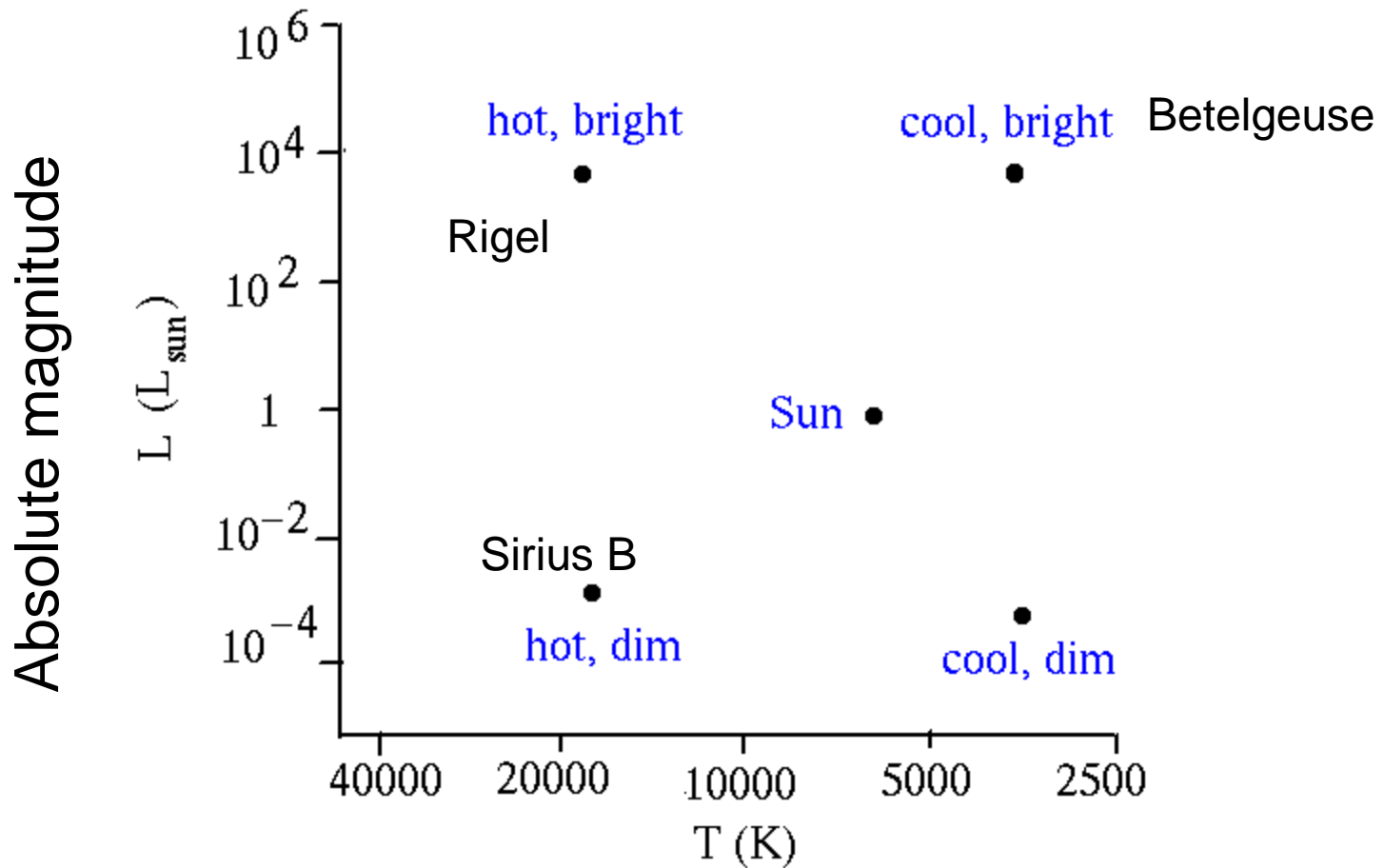
- A despeito das potenciais complexidades, a maior parte das estrelas cai em uma simples linha nesse diagrama. O resto habita regiões/linhas muito específicas.
 - O que está por trás dessa simplicidade?
 - Todas as estrelas tem basicamente a mesma composição:
 - 75% H, 24% He, 1% todo o resto da tabela periódica
 - Uma vez nascidas, as estrelas esquecem o meio a partir do qual elas vieram.
 - Assim, **somente massa e idade importam**

- Sabemos que estrelas tem diferentes temperaturas, diferentes luminosidades e diferentes tamanhos.
- Assim, para organizar o zoo dos diferentes tipos de estrelas : organizá-las em um diagrama de

Luminosidade versus Temperatura (tipo espectral)

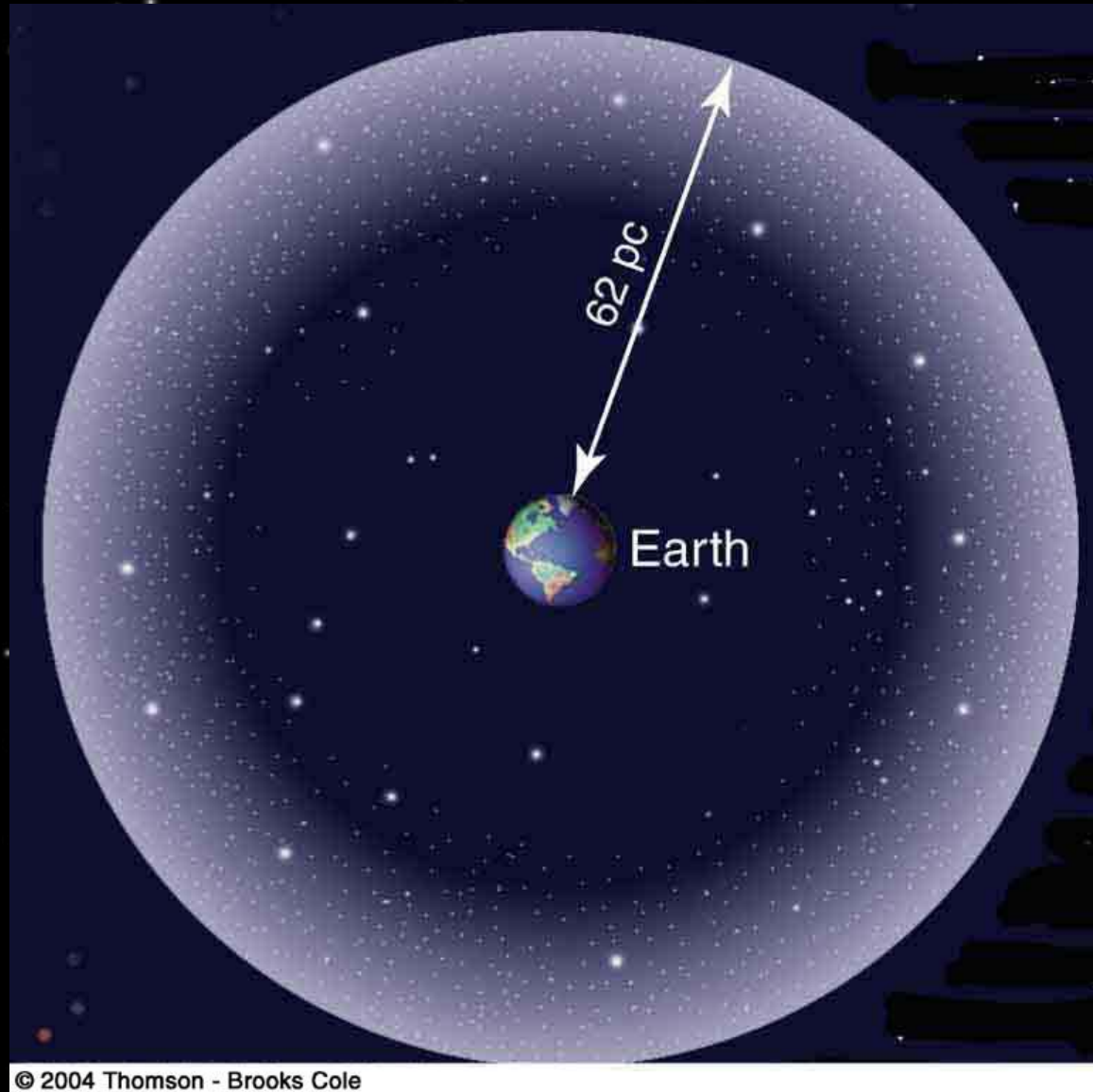


Diagrama Hertzsprung-Russell (1911) (1913)

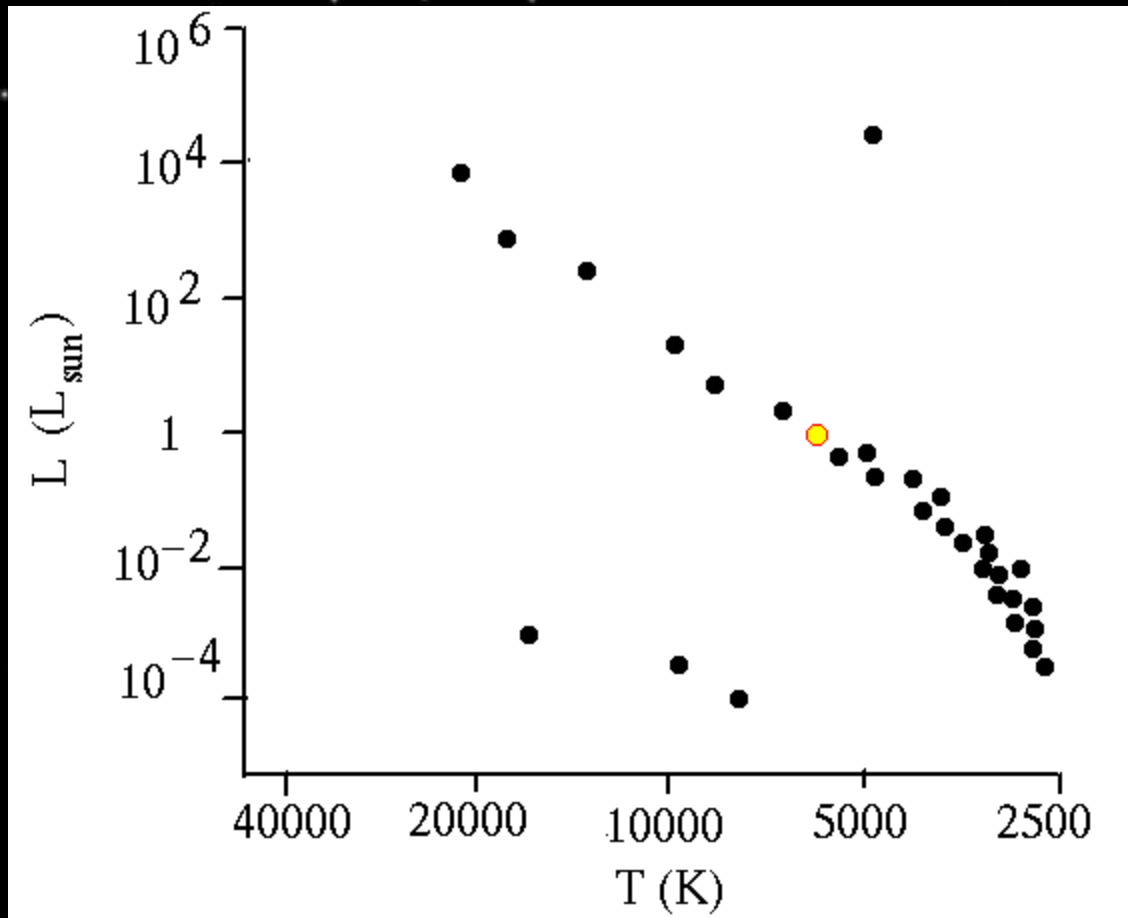


Índice de cor ou classe espectral

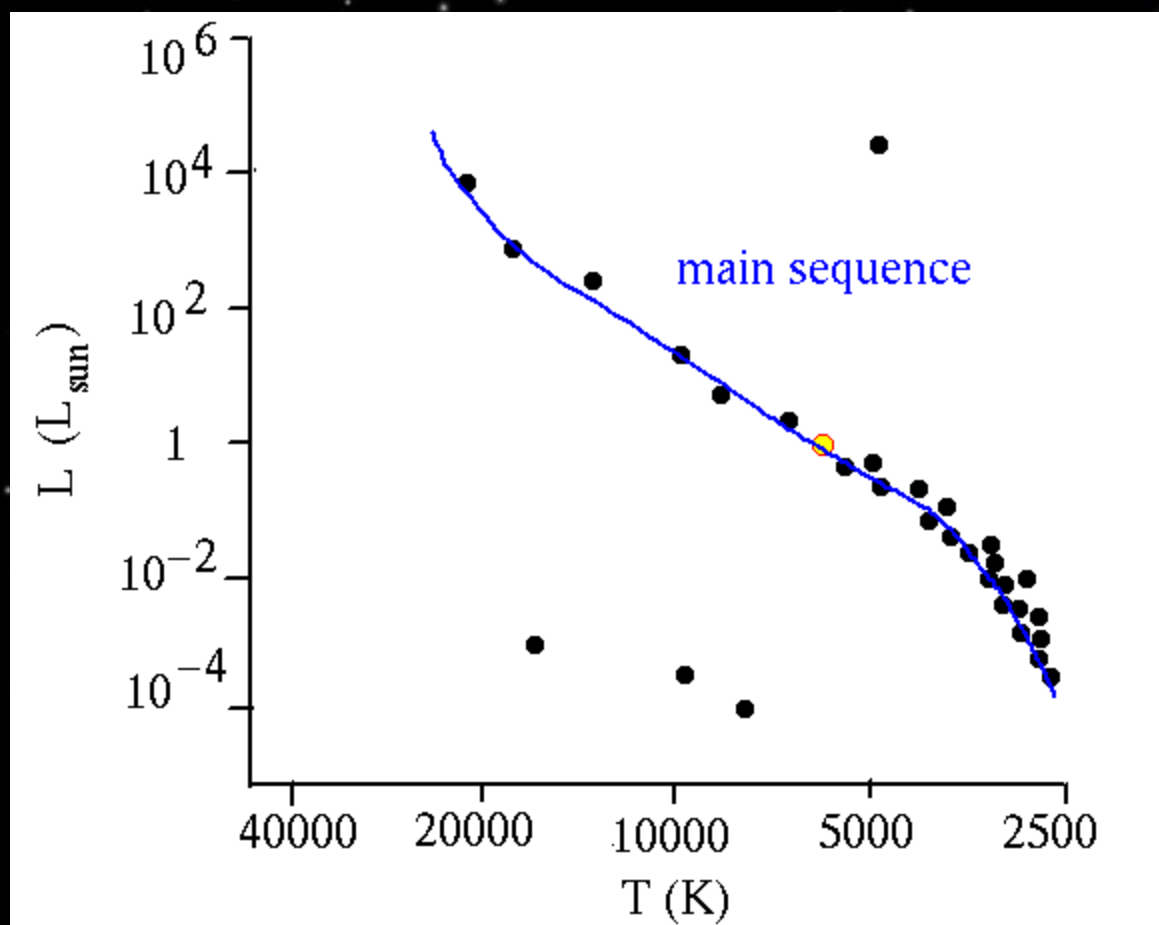
Estrelas nas vizinhanças do Sol



Estrelas nas vizinhanças do Sol

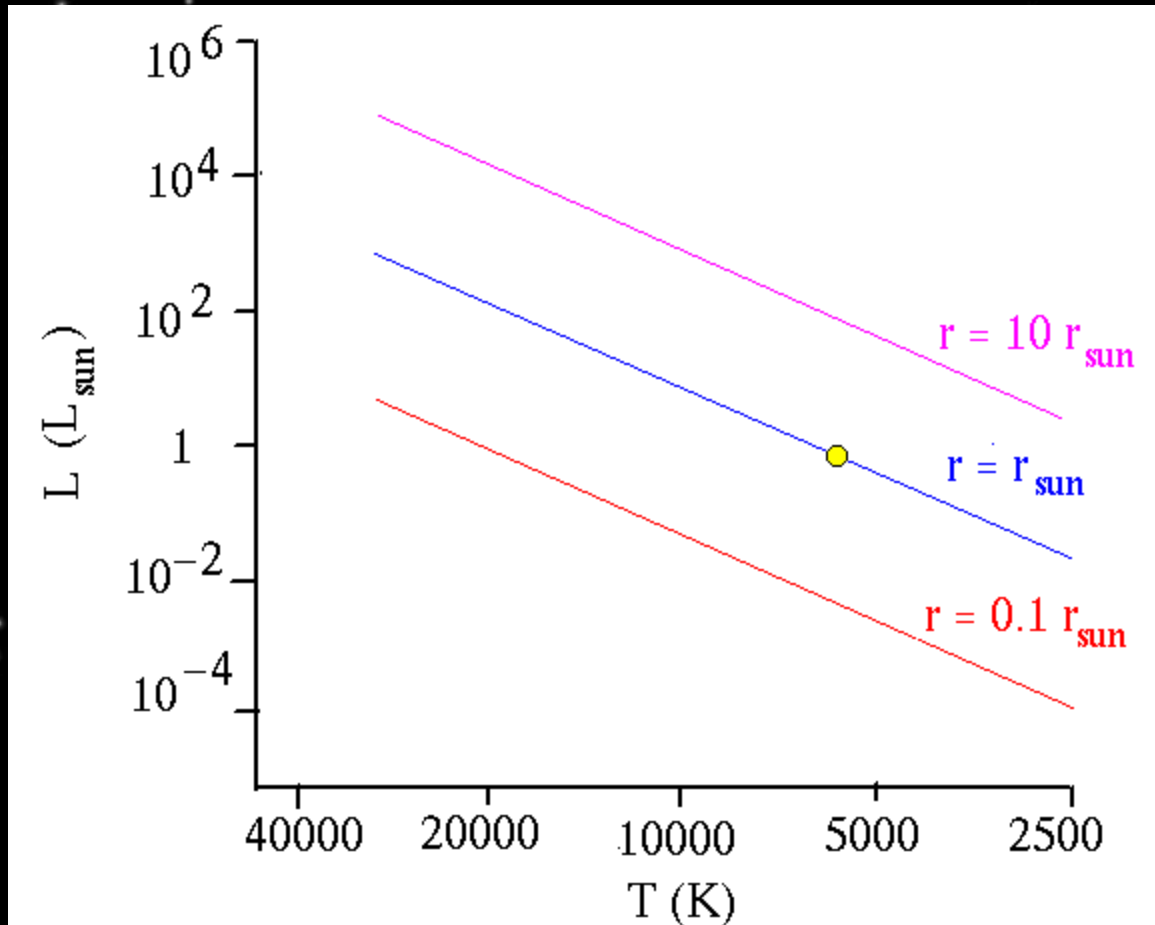


- 90% das estrelas estão na Sequência Principal



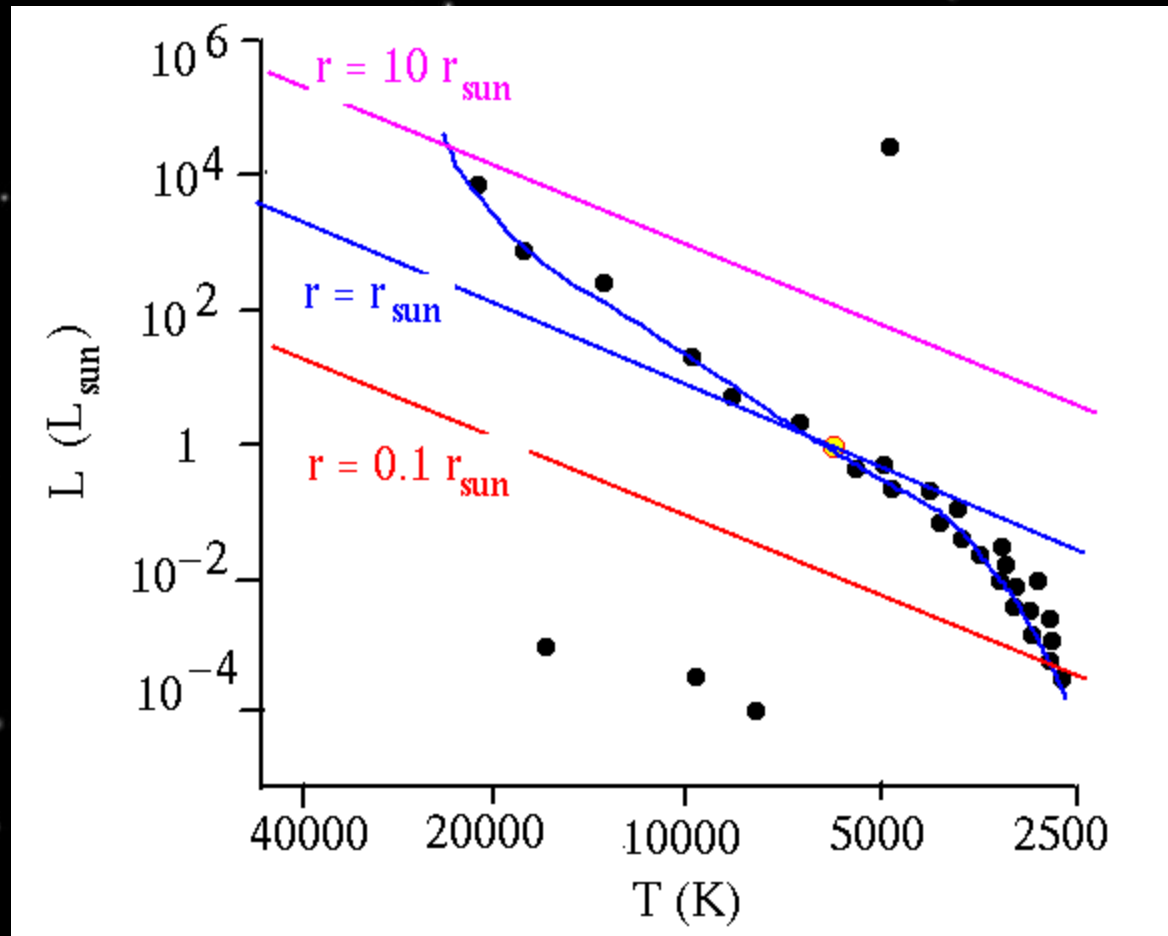
- Potência total irradiada (luminosidade)

$$L = \sigma T^4 4\pi R^2 \text{ ergs/s}$$

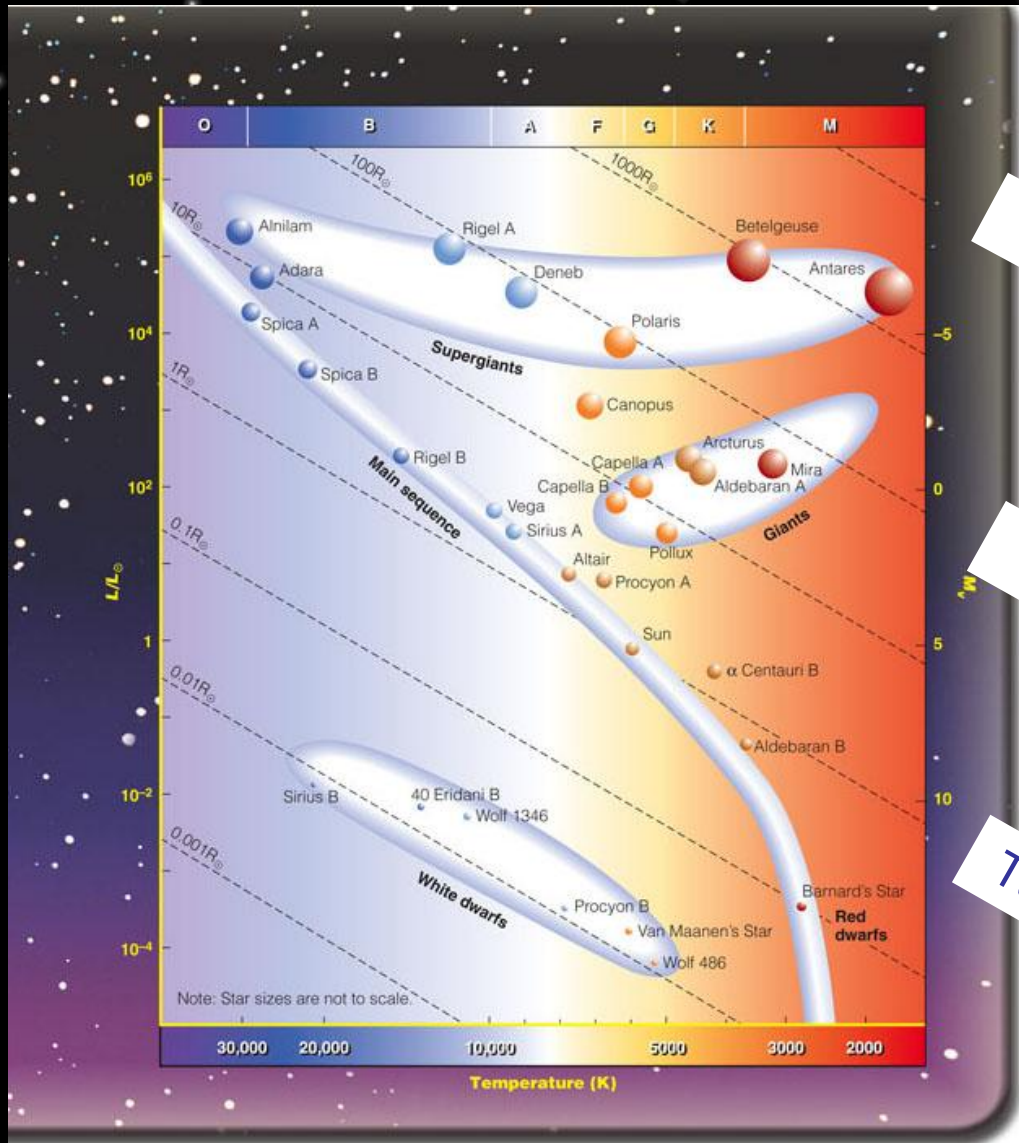


- Todas as estrelas são de mesmo raio?

- Não, não são de mesmo raio



Os raios das estreeelas no HR

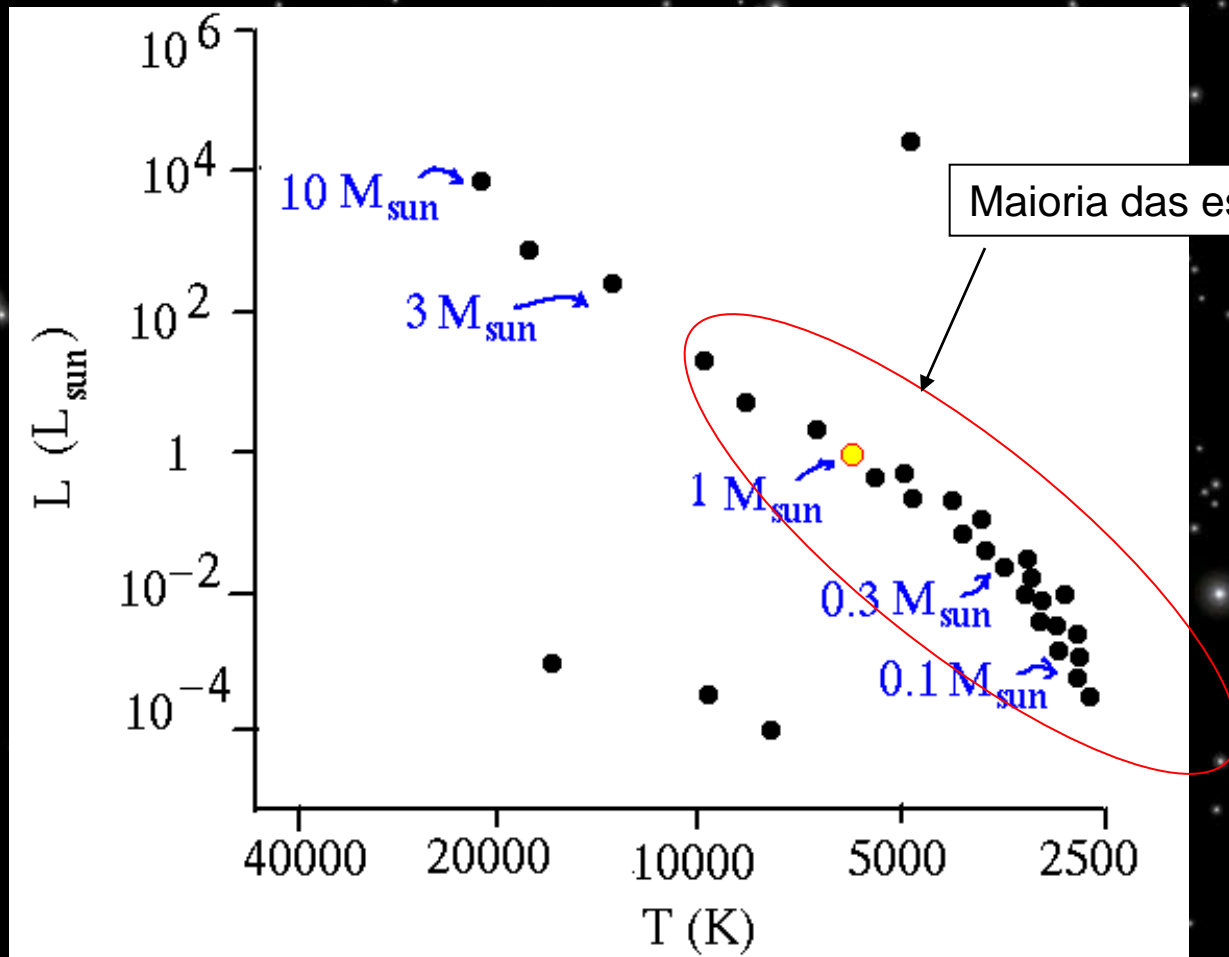


10,000 vezes o raio do Sol

100 vezes o raio do Sol

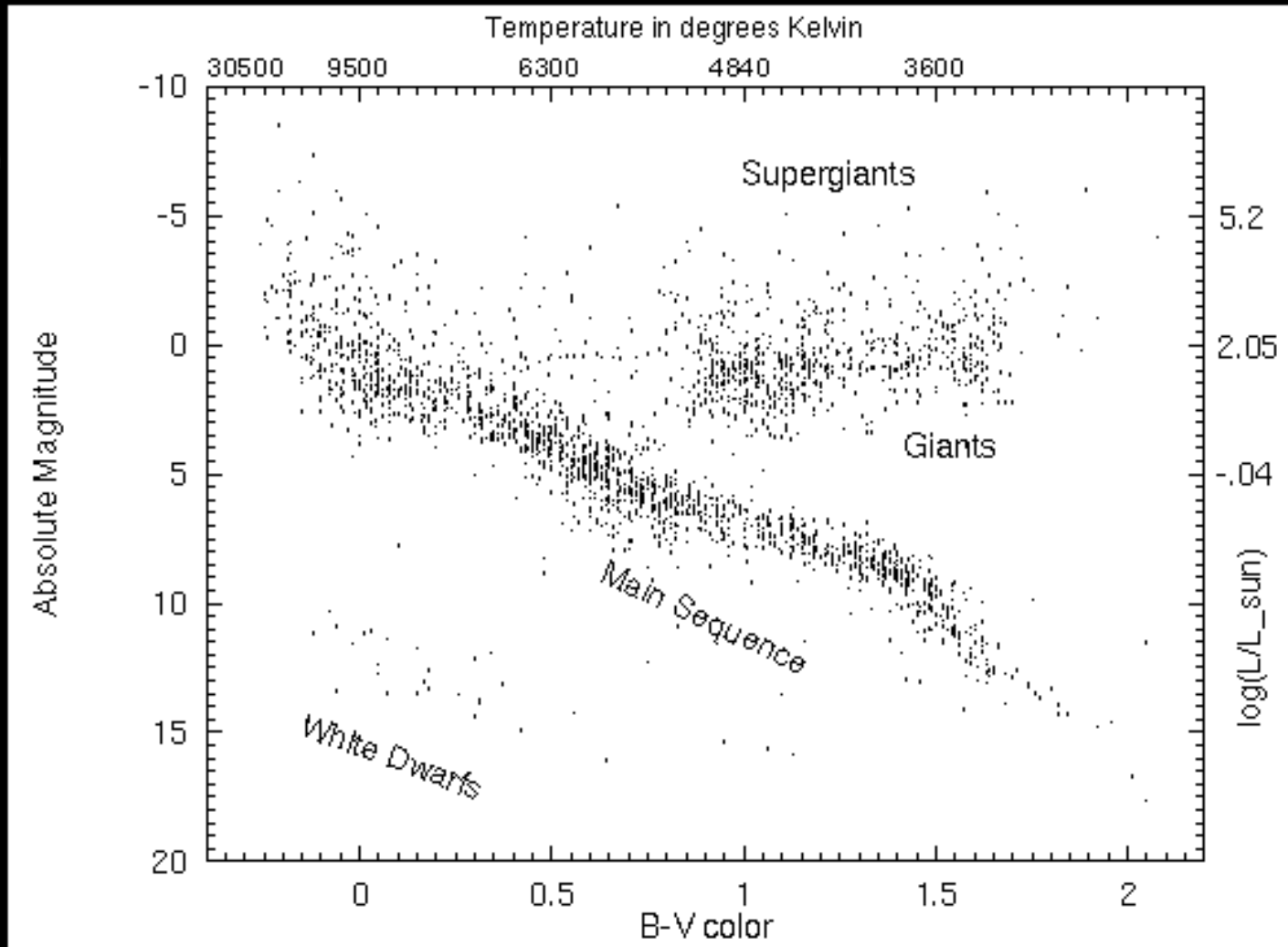
Tão grande quanto o Sol

Segmentos específicos da SP são ocupados por estrelas de determinada massa



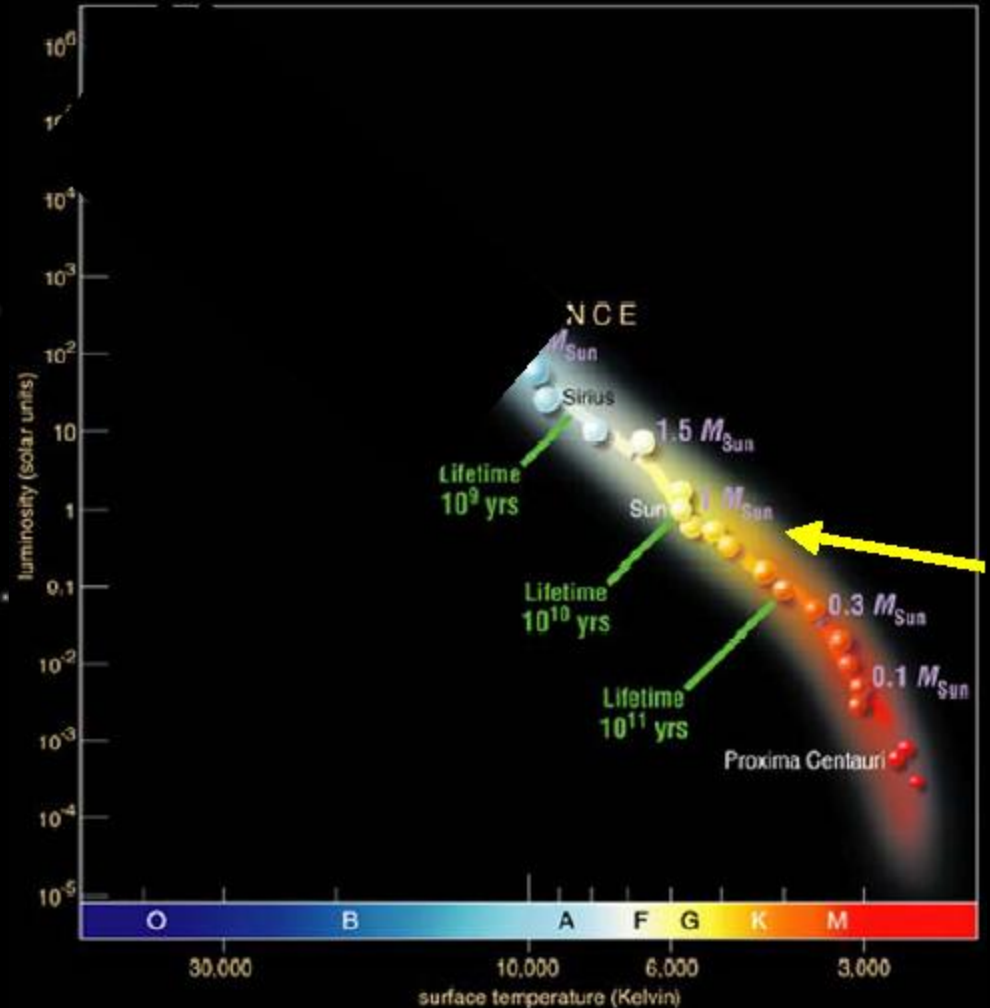
H-R para estrelas próximas mais brilhantes:

Todas estrelas visíveis a olho nú + todas estrelas em um raio de 25 pc.



O relógio

Para conjuntos de estrelas nascidas ao mesmo tempo, ligadas gravitacionalmente entre si e, portanto, à mesma distância de nós, as estrelas mais massivas são as primeiras a evoluírem, deixando a SP.

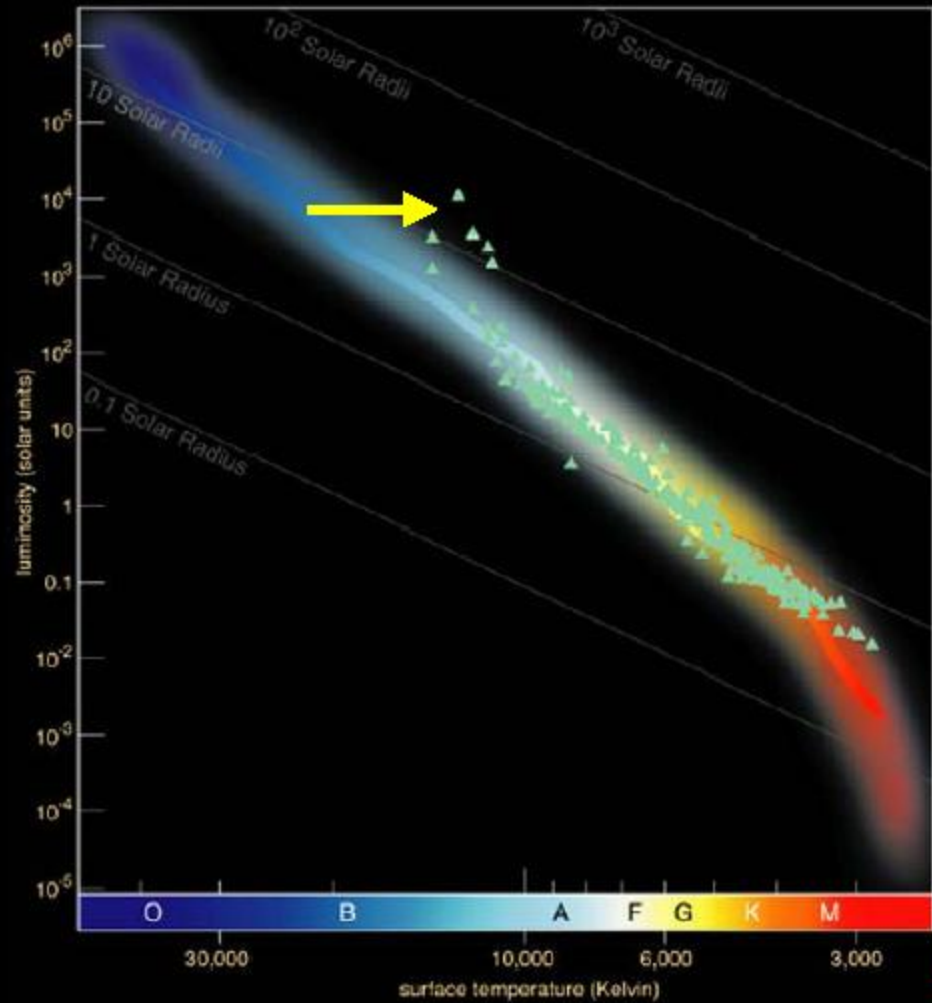


Um aglomerado aberto jovem no disco da Via Lactea

A maior parte
destas estrelas
tem a mesma
distância e
idade



Aglomerado
de estrelas
jovens têm
HR como
este ao lado



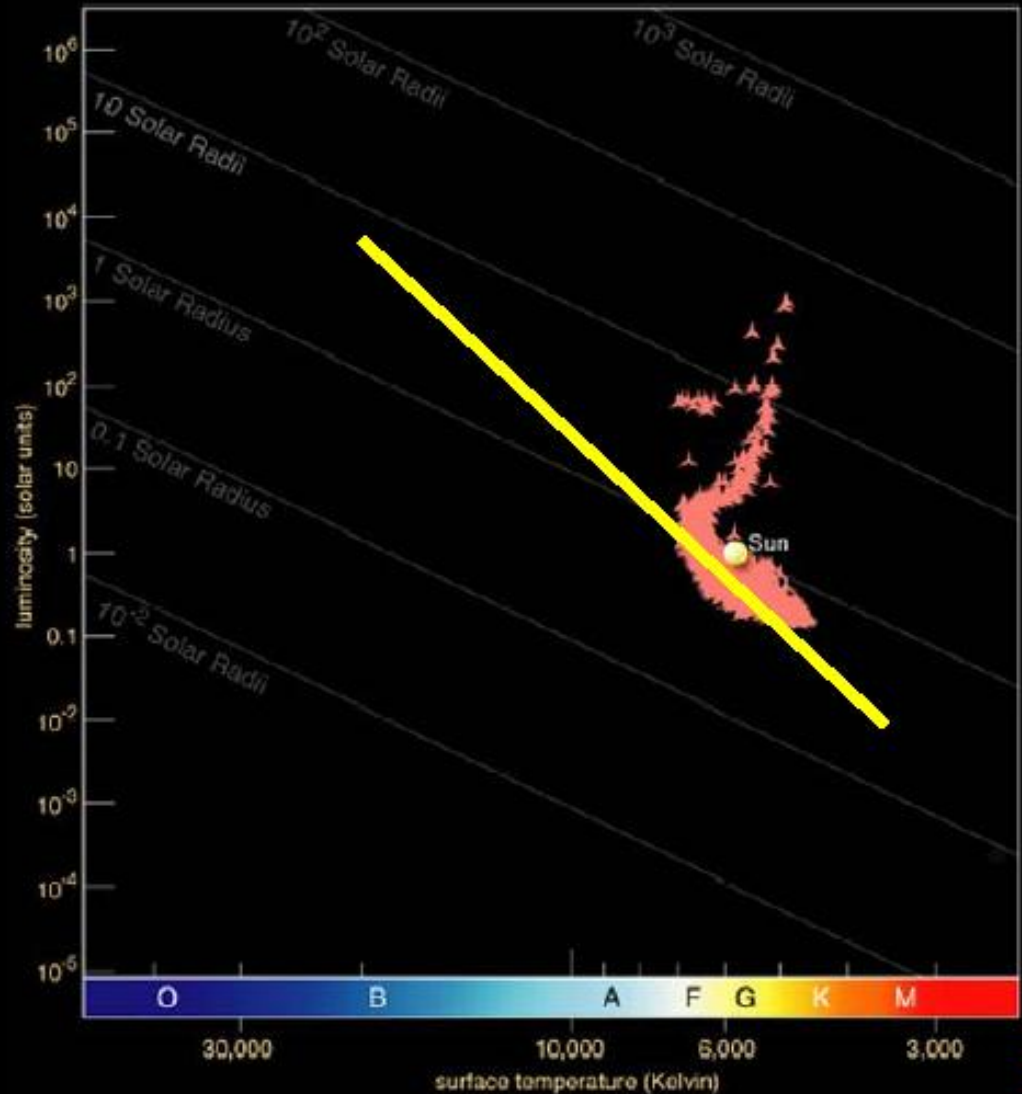
Um aglomerado globular orbitando a Via Lactea

Um conjunto de estrelas a mesma distância e com mesma idade

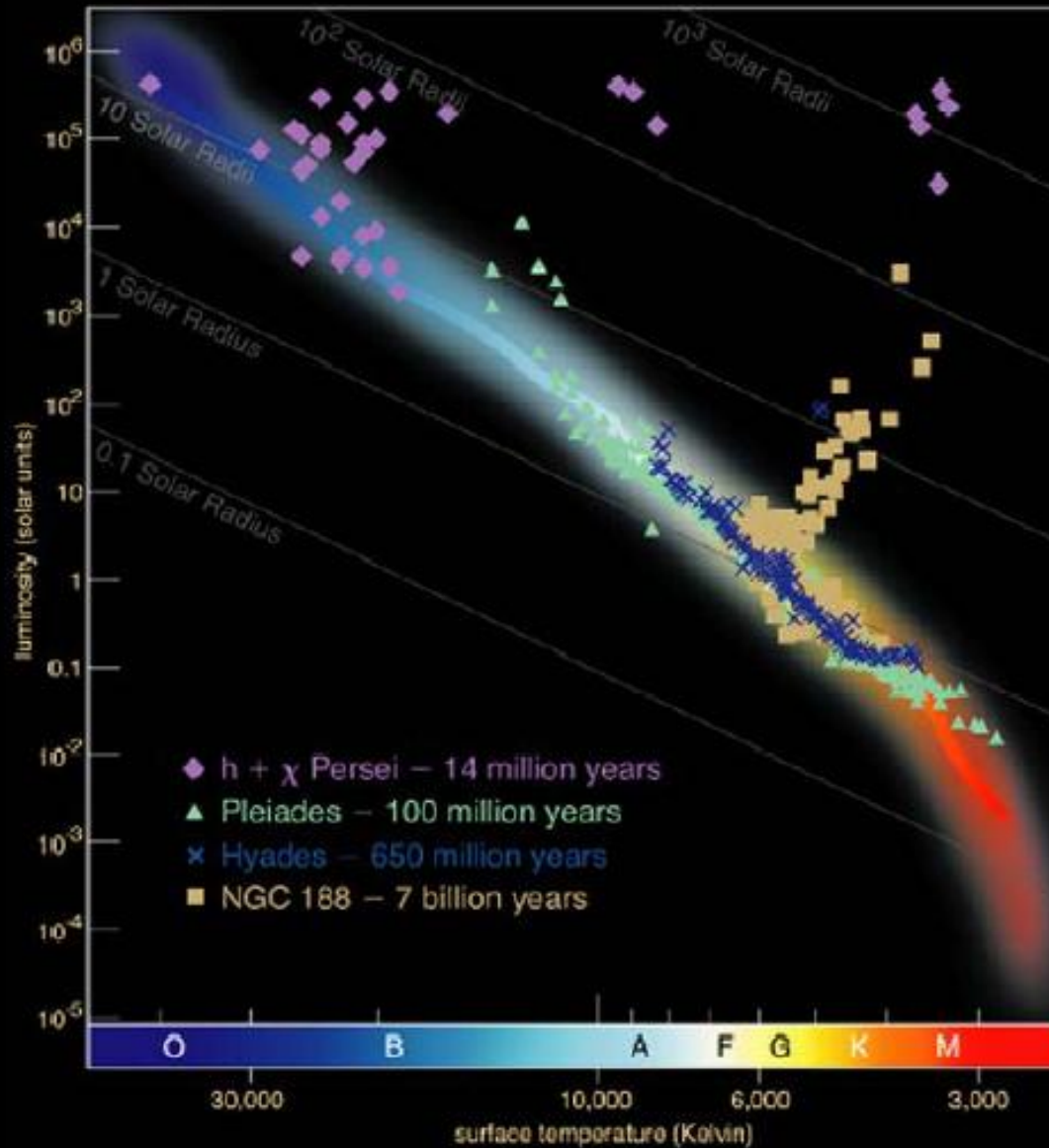


Resta somente um pouco de SP .

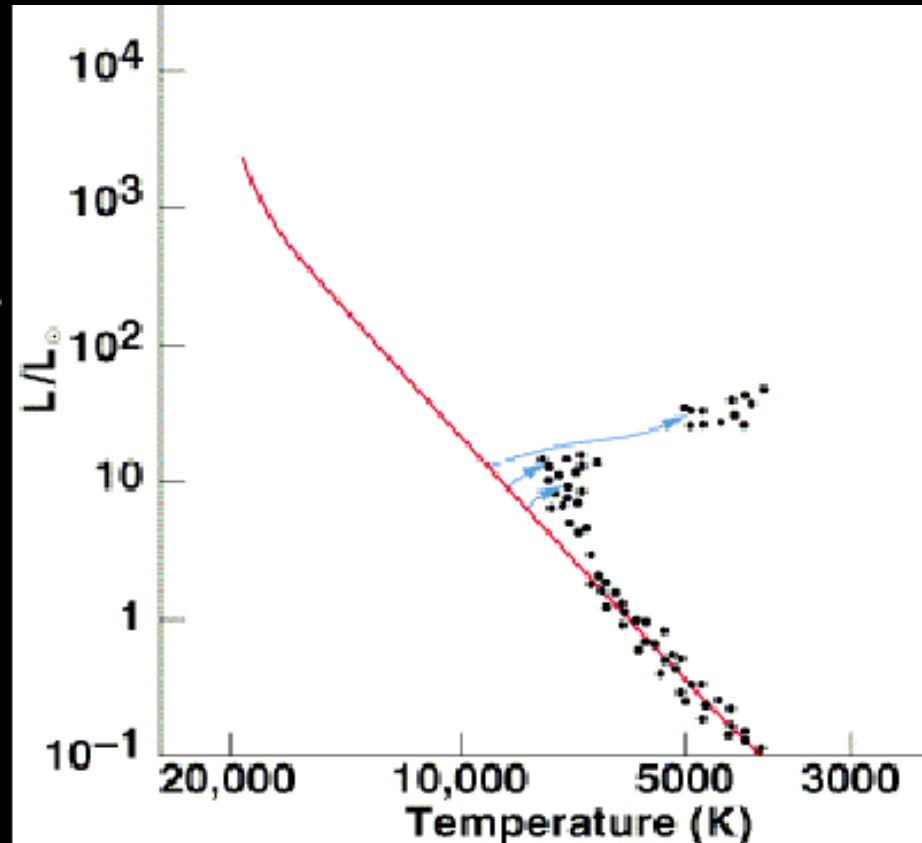
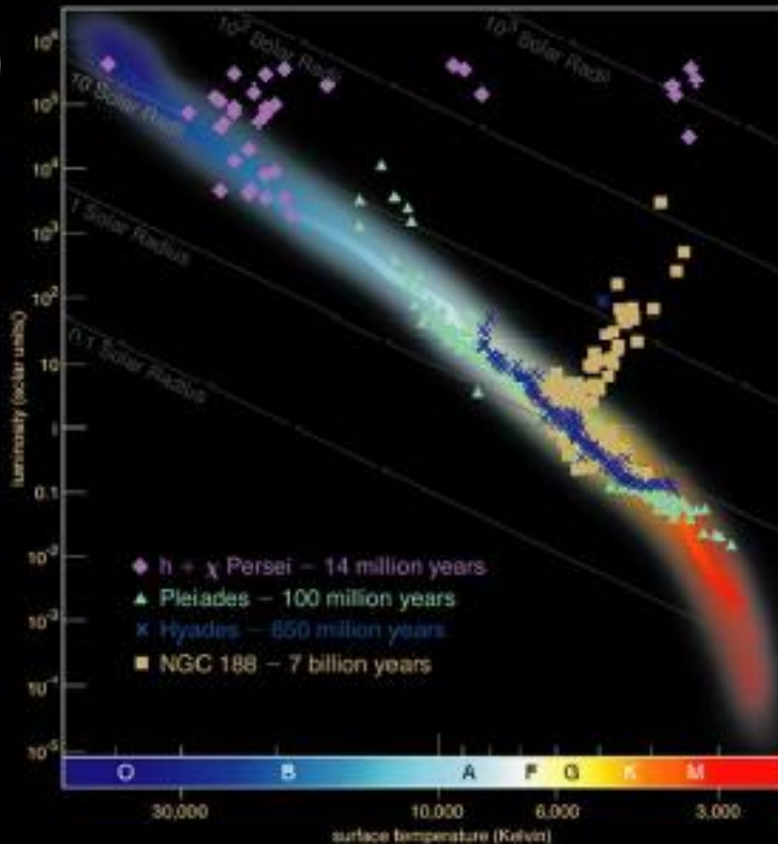
Há também estrelas vermelhas muito brilhantes “extras”



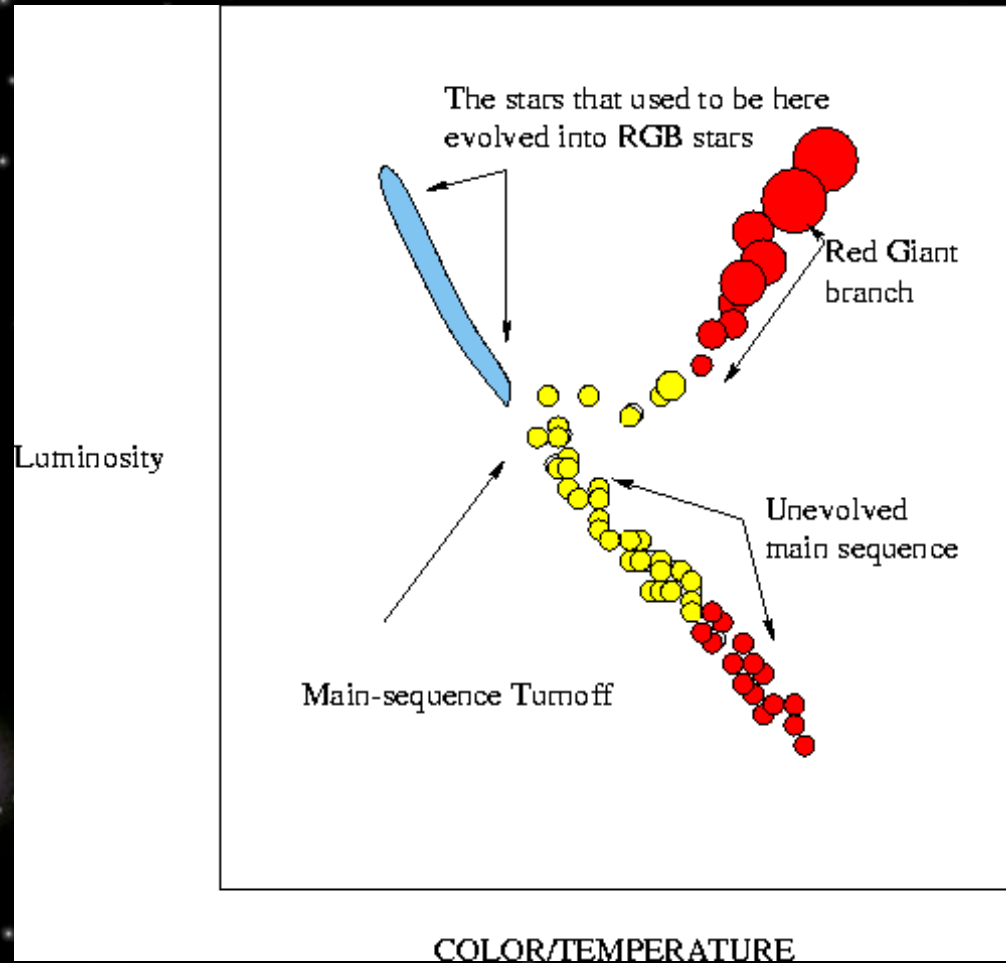
Aglomerados de Diferentes Idades



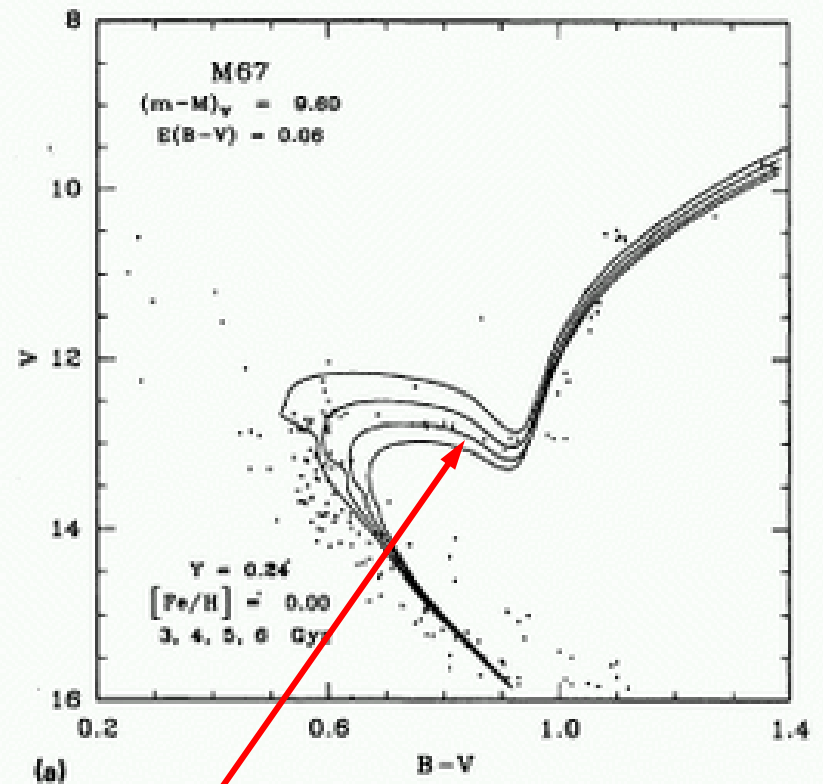
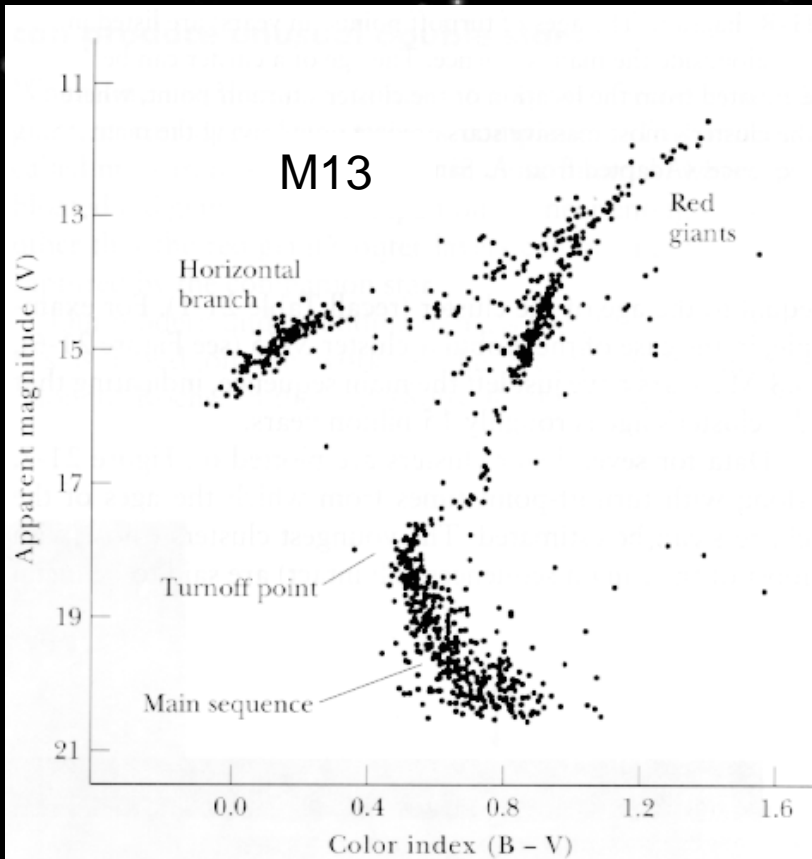
- Quando as estrelas acabam de queimar H, elas deixam a SP e se tornam **GIGANTES VERMELHAS**



- Para estrelas individuais é muito difícil medir uma idade. Mas, para o caso de **aglomerados estelares** pode-se medir idades a partir do **TURNOFF DA SEQUÊNCIA PRINCIPAL**.

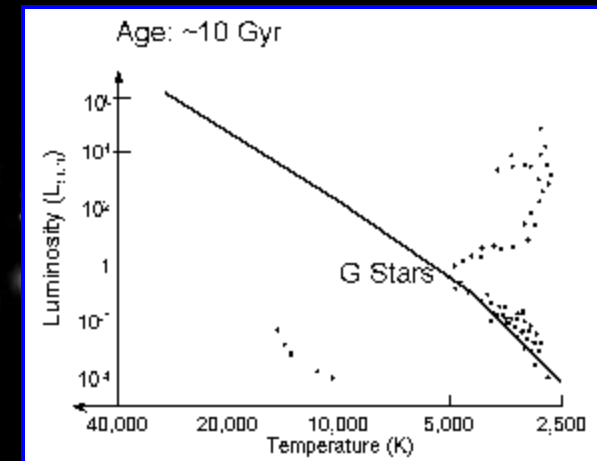
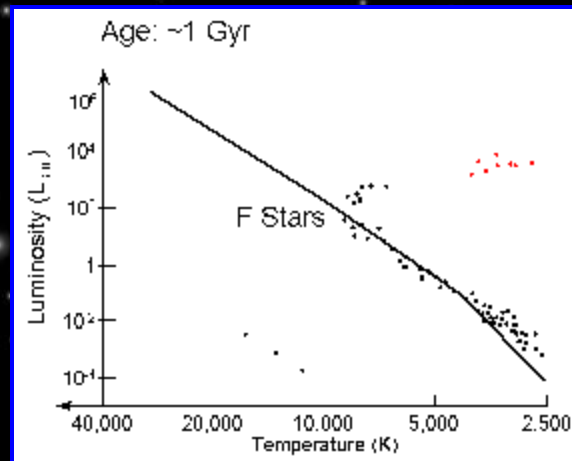
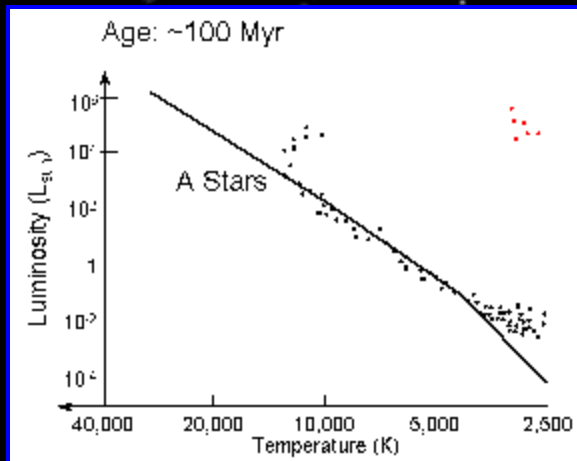
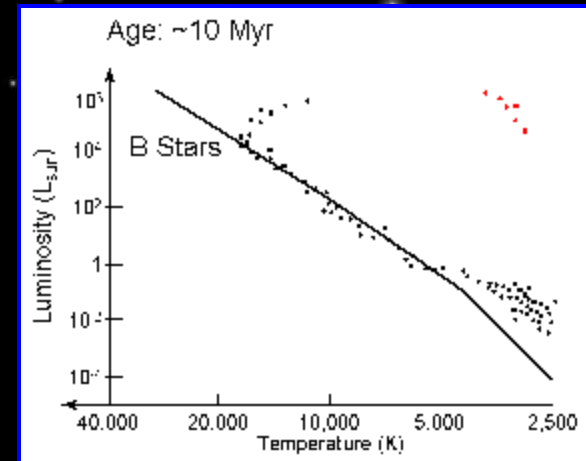
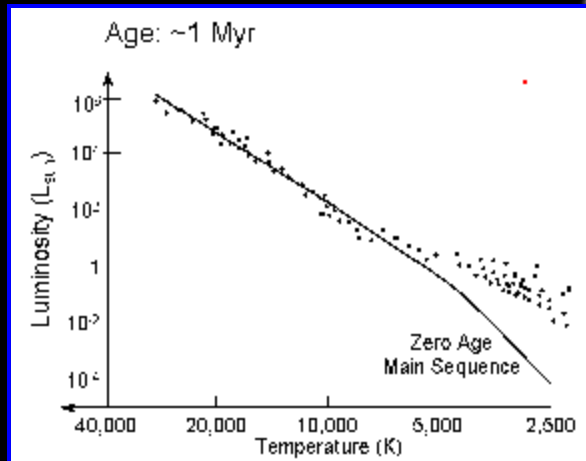


A idade do aglomerado é igual ao tempo de vida de SP de estrelas do turnoff



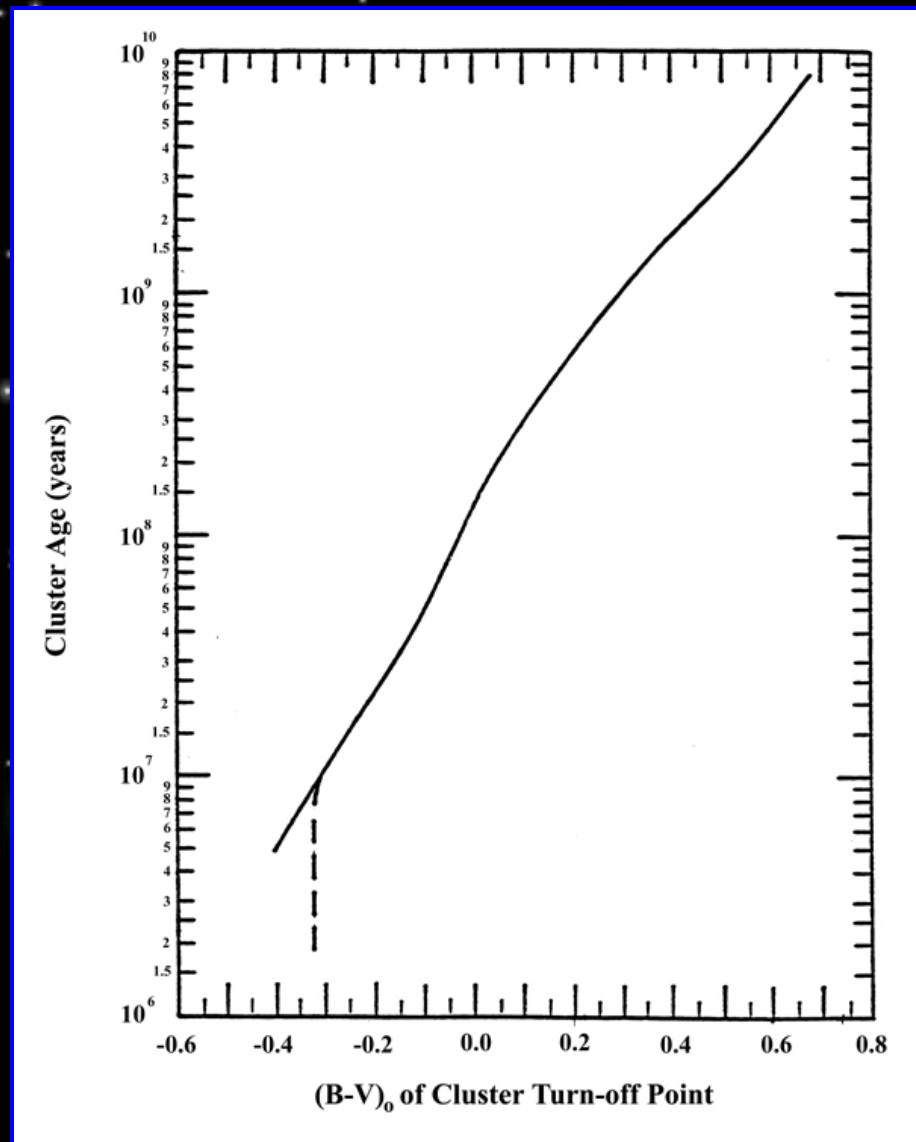
As isócronas mostradas acima têm idades de 3, 4, 5 e 6 Ganos (esq p/ direita) Veja qual se ajusta melhor aos dados!

Idades a partir do turnoff da sequência principal



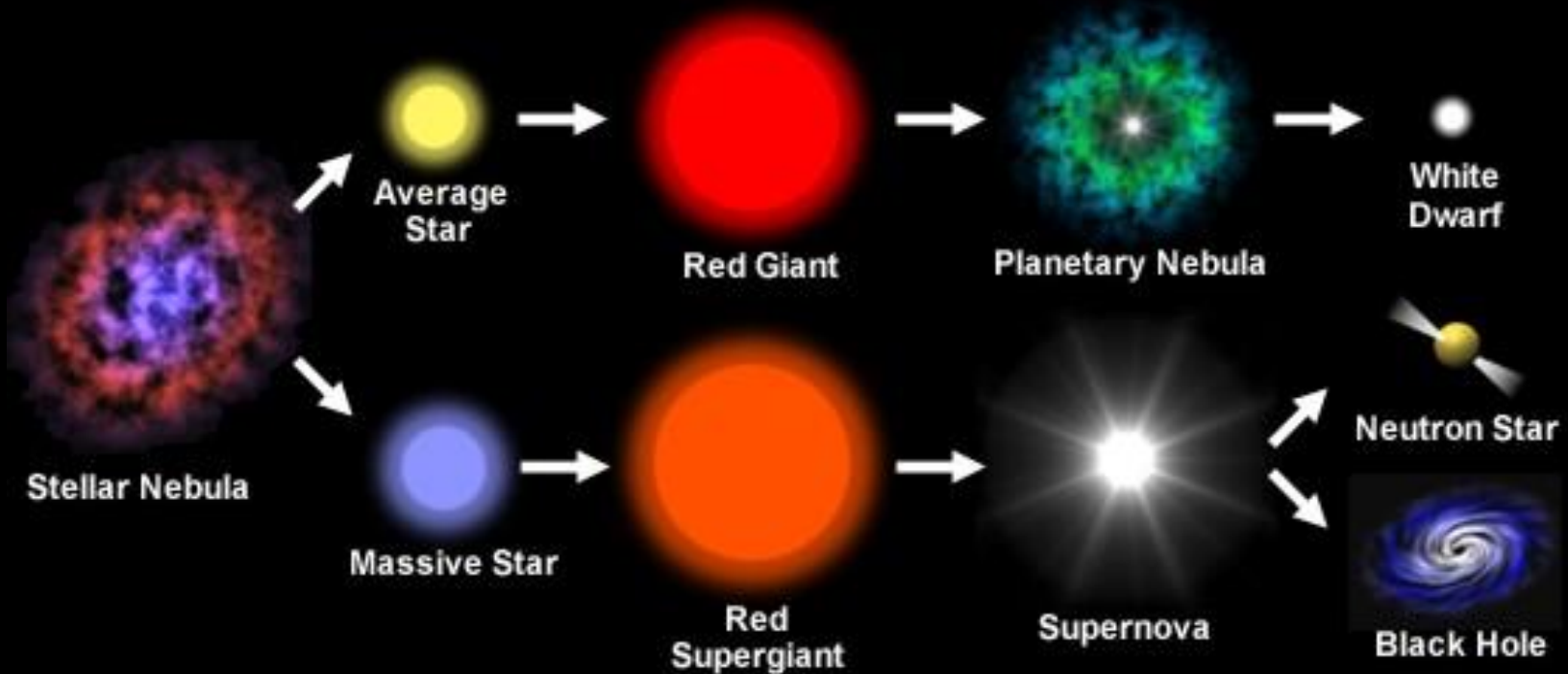
Aglomerados mais velhos têm pontos de turnoff mais vermelhos

Idade vs (B-V) do ponto de turnoff



Ciclo de vidas das Estrelas

Life Cycle of a Star



<http://www.seasky.org/cosmic/sky7a01.html>

