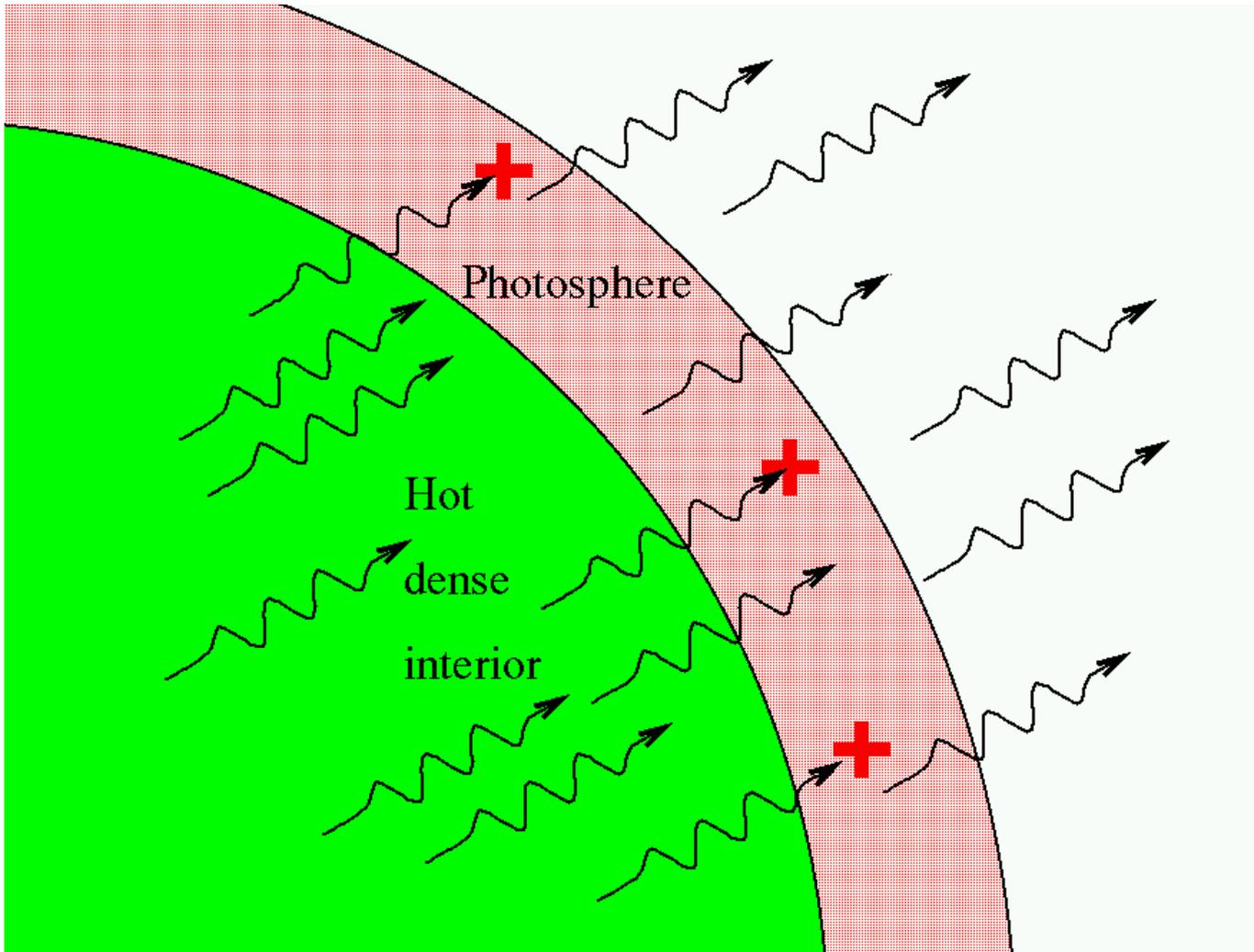
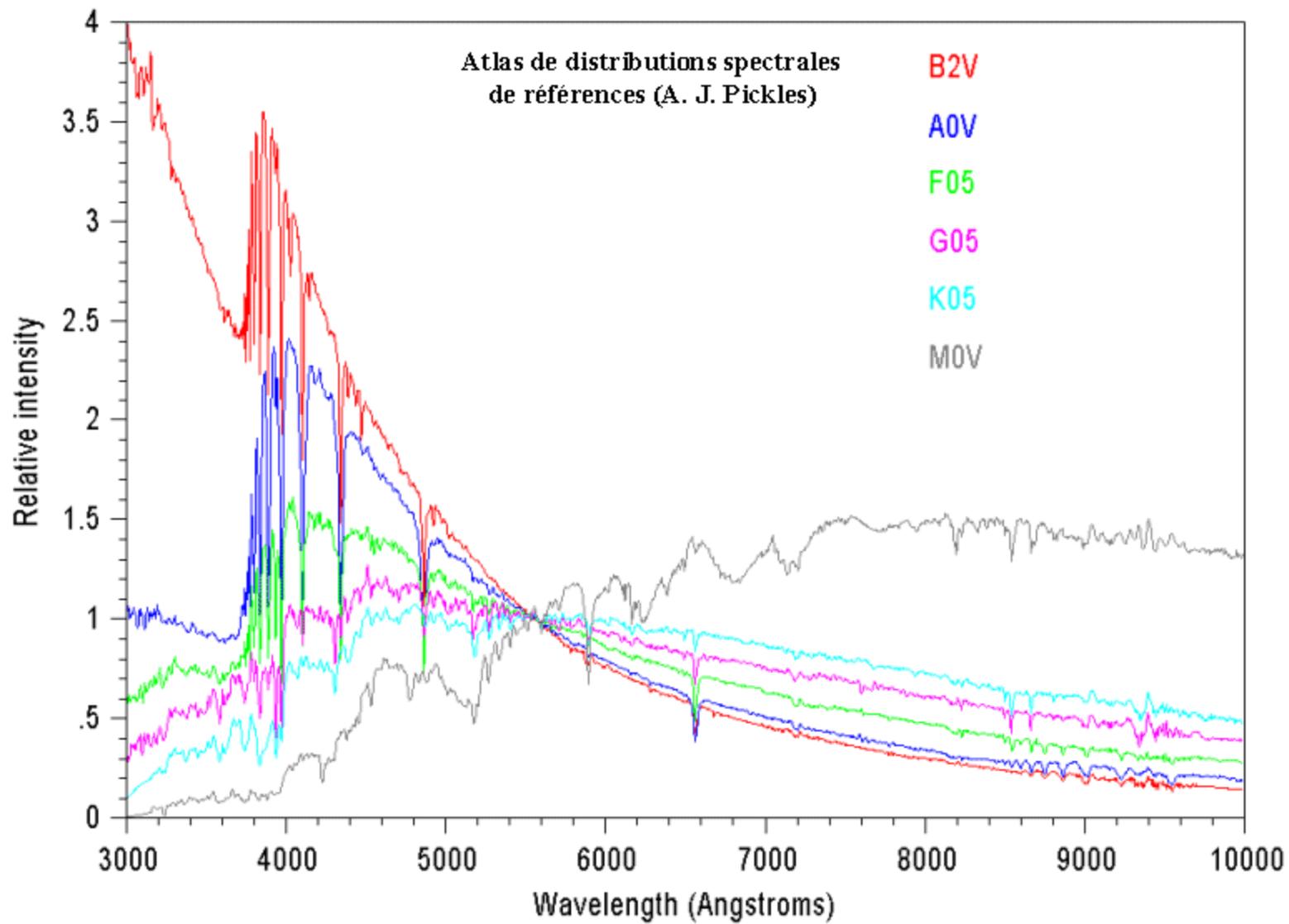


**CAP5– EXTINÇÃO ATMOSFÉRICA,  
MOVIMENTOS ESTELARES,  
TEMPERATURAS**





# MAGNITUDES

- Magnitude Aparente
  - Para duas estrelas com magnitudes aparentes  $m_1$  e  $m_2$ ,

$$m_2 - m_1 = 2.5 \log\left(\frac{F_1}{F_2}\right) \quad \text{ou} \quad m_2 - m_1 = -2.5 \log\left(\frac{F_2}{F_1}\right)$$

- Módulo de distância

$$m - M = 5 \log \frac{d(\text{em pc})}{10}$$

$$M = m - 5 \log(r/10 \text{ pc}) = 4.75 - 2.5 \log(L/L_{\text{sol}})$$

## COR E TEMPERATURA EFETIVA

- **Índice de cor ou COR:** a diferença entre magnitude medidas em dois filtros. Por exemplo, para as bandas **B** e **V**:

$$\begin{aligned} B - V &= m_B - m_V = M_B - M_V \\ &= 2.5 \log \left( \frac{F_V}{F_B} \right) \end{aligned}$$

- Na ausência de extinção, a **índice de cor** é um índice da temperatura efetiva  $T_{eff}$  das estrelas.

# Avermelhamento / Excesso de cor

- As estrelas também parecem *mais fracas* e **avermelhadas** devido à absorção da luz estelar pelo gás e **poeira** no meio interestelar :

$$m_V = M_V + 5 \log(d/10 \text{ pc}) + A_V$$

onde  $A_V$  = quantidade de extinção visual, em magnitudes.

- **Avermelhamento**: cor da estrela como parece ser quando comparada à cor verdadeira. Geralmente expresso em termos de **índice de cor (B-V)**

$$E(B-V) = (B-V) - (B-V)_0$$

- Em geral, o excesso de cor está relacionado com a quantidade de extinção:

$$A_V = 3.2 E(B-V)$$


$$R_V = A_V / E(B-V)$$

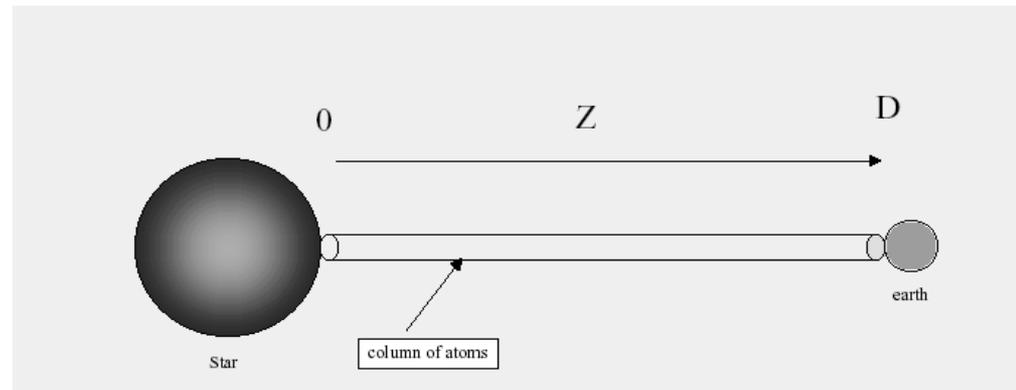
- O excesso de cor  $E(B-V)$  está relacionado também com a **densidade de coluna** de material absorvedor entre a Terra e a estrela,

$$N_H = 5.8 \times 10^{21} E(B-V) \text{ átomos/cm}^2$$

onde a densidade de coluna  $N_H$  = número de átomos em uma coluna de  $1\text{cm}^2$  de secção de choque na direção da estrela, e está relacionada com a densidade de átomos por

$$N_H = \int n_e dZ$$

onde  $n_e$  = densidade numérica de átomos entre a estrela e a integração é feita ao longo da linha  $Z$  entre a Terra e a estrela



if  $n_e$  is constant with  $D$ , then

$$N_H = n_e D$$

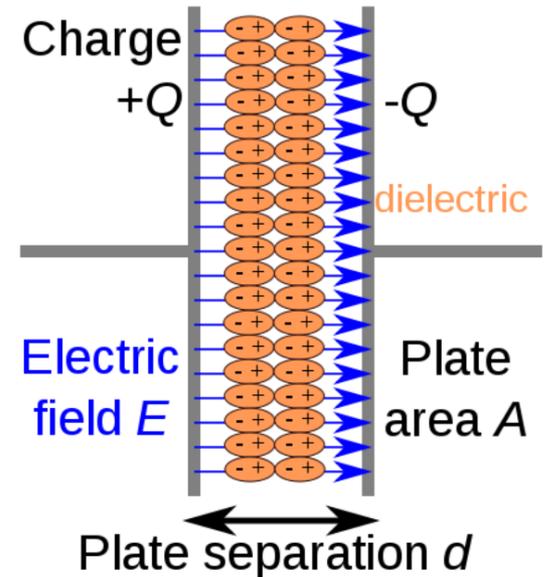
# Grãos Interestelares

(ler <http://www.astronomy.ohio-state.edu/~pogge/Ast871/Notes/Dust.pdf>)

- Dust grains are solid, macroscopic particles composed of dielectric and refractory materials. As such, we have to deal with different and fundamentally less well-understood physics. Where before we have used quantum mechanics of atoms to explain the gas-phase spectra of neutral and ionized regions in the ISM, here we must consider macroscopic particles, and are largely dealing with the properties of solid bodies. Many of the physical details are empirical as we do not yet know the precise composition of dust grains, nor do we know their precise physical properties.

## Extra: Material dieléctrico

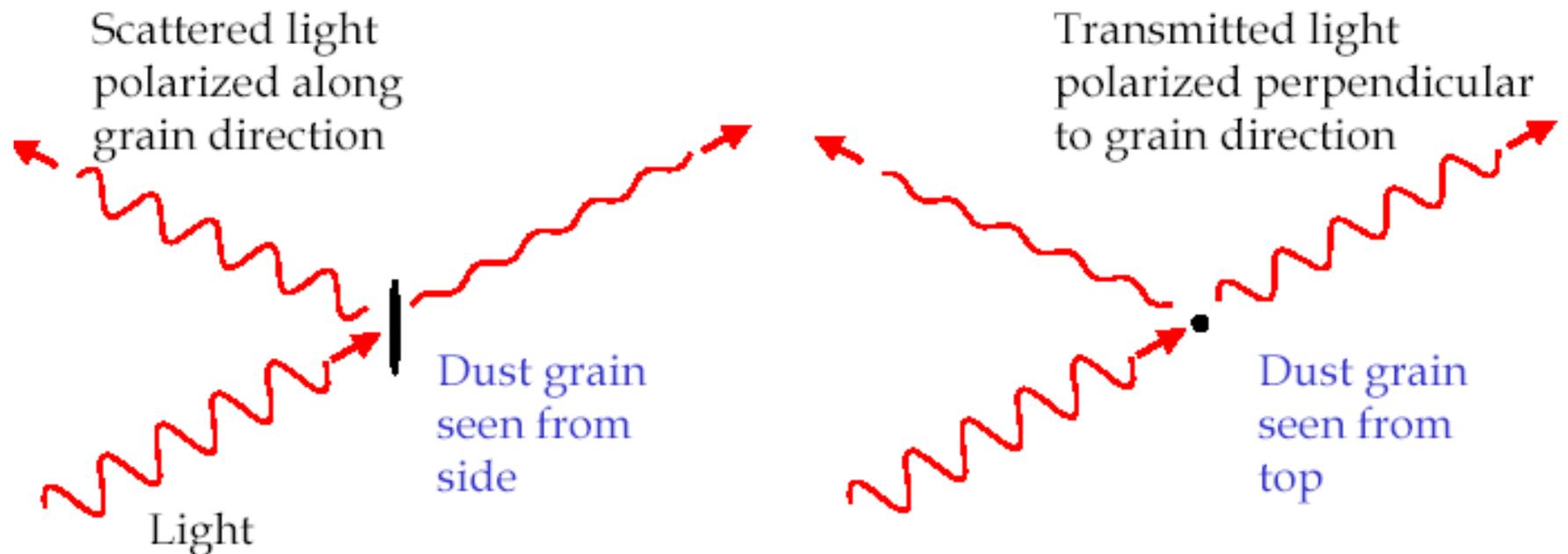
- A **dielectric material** (**dielectric** for short) is an electrical insulator that can be polarized by an applied electric field. When a dielectric is placed in an electric field, electric charges do not flow through the material as they do in a conductor, but only slightly shift from their average equilibrium positions causing **dielectric polarization**. Because of dielectric polarization, positive charges are displaced toward the field and negative charges shift in the opposite direction. This creates an internal electric field that reduces the overall field within the dielectric itself. If a dielectric is composed of weakly bonded molecules, those molecules not only become polarized, but also reorient so that their symmetry axis aligns to the field.



---

## Polarization of light scattered by nonspherical dust grains

Interstellar dust grains are usually far from spherical: they tend instead to be needle- or flake-like. Thus they can absorb or scatter light with some polarizations – the components of  $E$  along the long dimension of the grain – better than others.



---

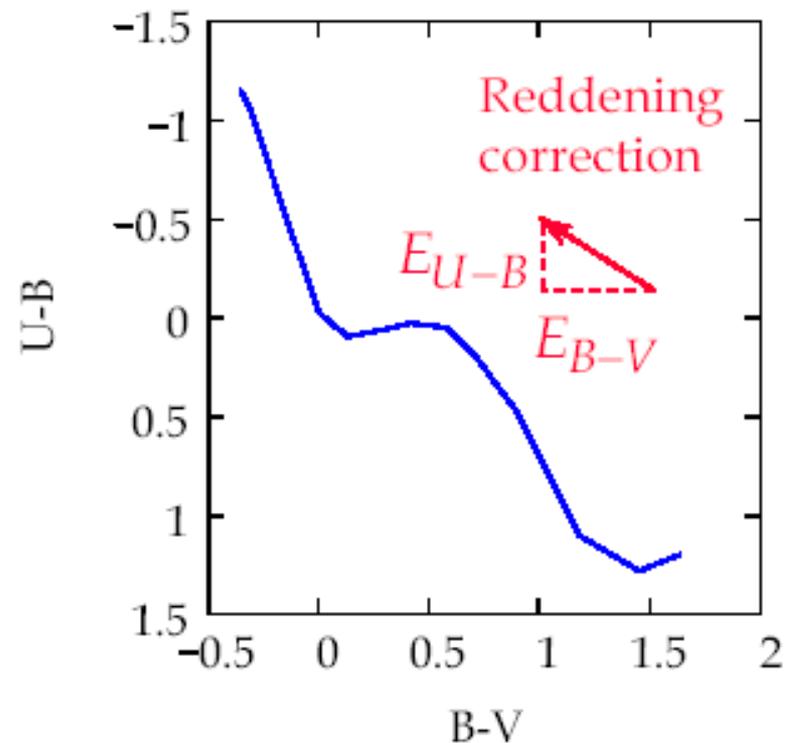
## Extinction and reddening by real dust grains

Most interstellar grains aren't just dielectric; they absorb light, too. Empirical relation for  $\tau$ :

$$\tau \propto \lambda^{-1.85}, \quad \lambda = 0.5 - 20 \mu\text{m}$$

(except for certain special wavelengths - see below).

**Reddening** - or differential extinction - is defined by the **color excess**,  $E_{U-B} \approx 0.7E_{B-V}$ . The color excess is the slope of the line that a reddening correction would follow.

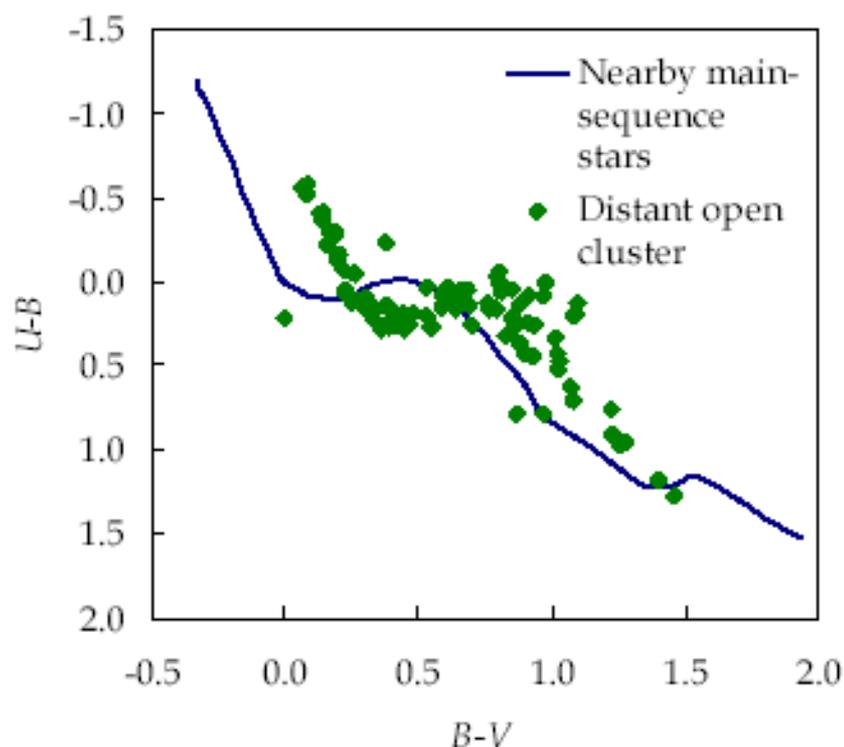


Empirical color-color relation for unextinguished zero-age main sequence stars

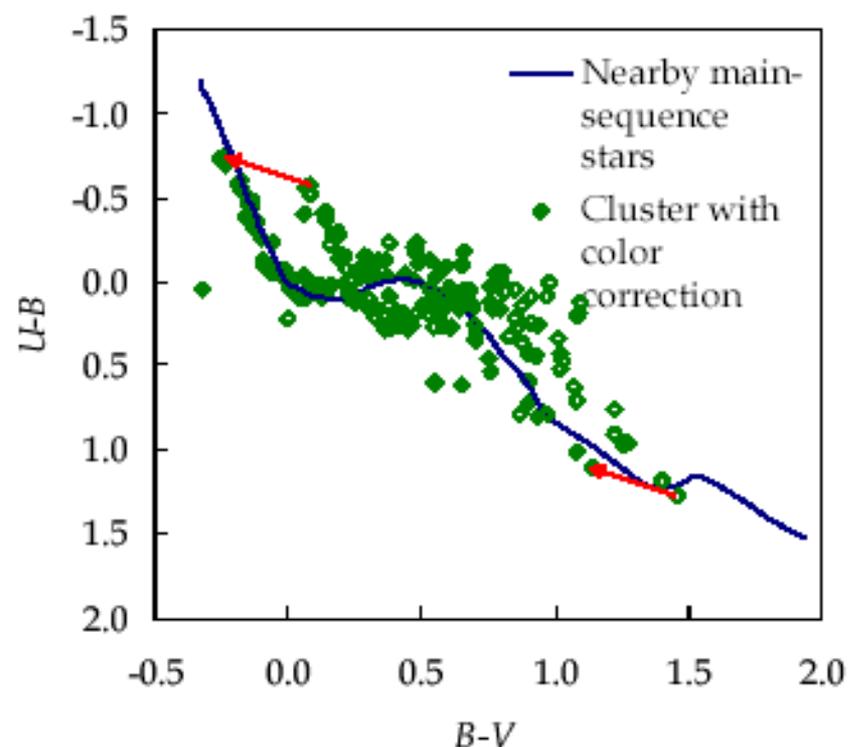
---

---

## How can you tell your cluster suffers reddening, and how do you measure and correct it?



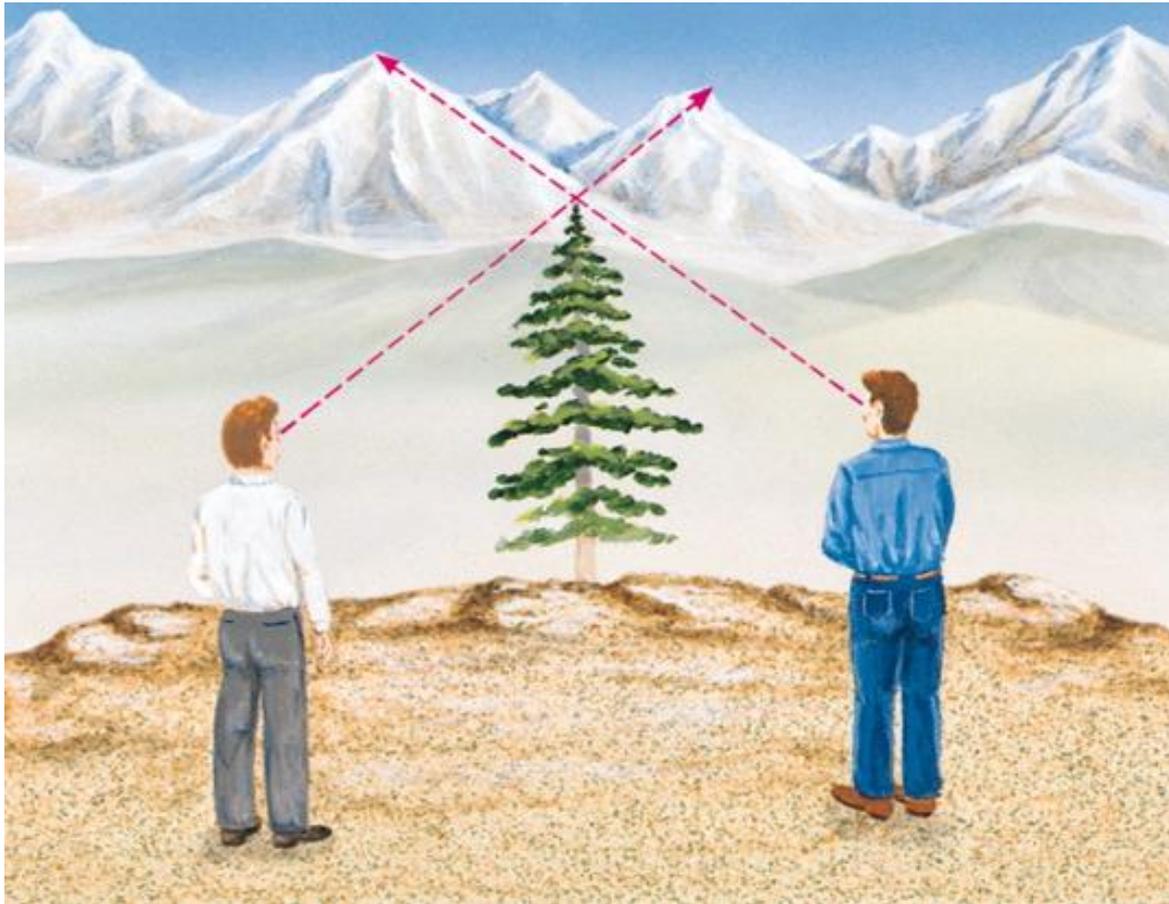
Take  $U$ ,  $B$  and  $V$  observations; compare the color-color plot to unextinguished stars.



Shift the plots until they fit; the amounts by which the cluster shifts are the color excesses (here  $E_{B-V} = 0.32$ ,  $E_{U-B} = 0.18$ ).

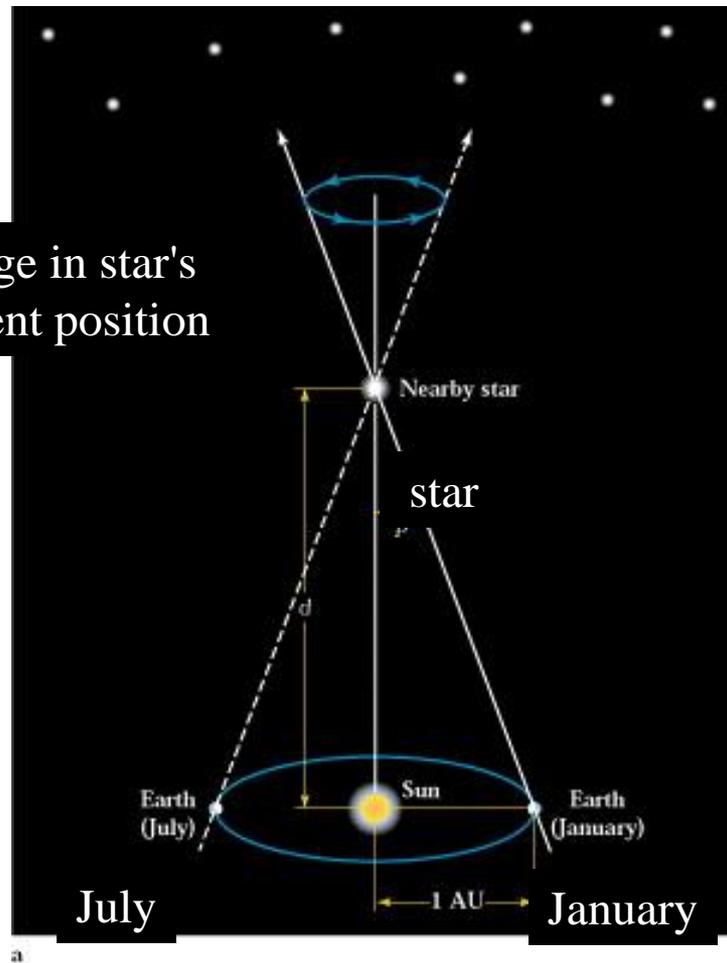
---

# Paralaxe Trigonométrica

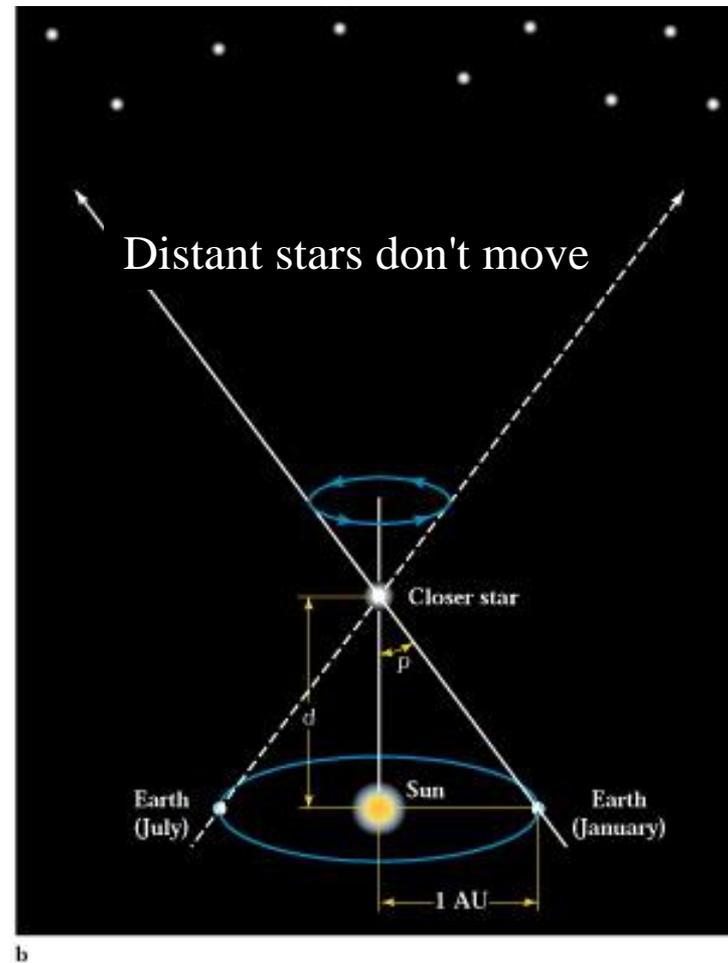


**PARALAXE** - É o movimento aparente de uma estrela próxima em relação às estrelas de fundo devido ao movimento de translação da Terra.

Change in star's apparent position



a



b

Earth's orbit

*paralaxe trigonométrica*  
*ou*  
*paralaxe heliocêntrica*

$$P(\prime\prime) = 1 / d (\text{pc})$$

relação válida para  $d < 100 \text{ pc}$

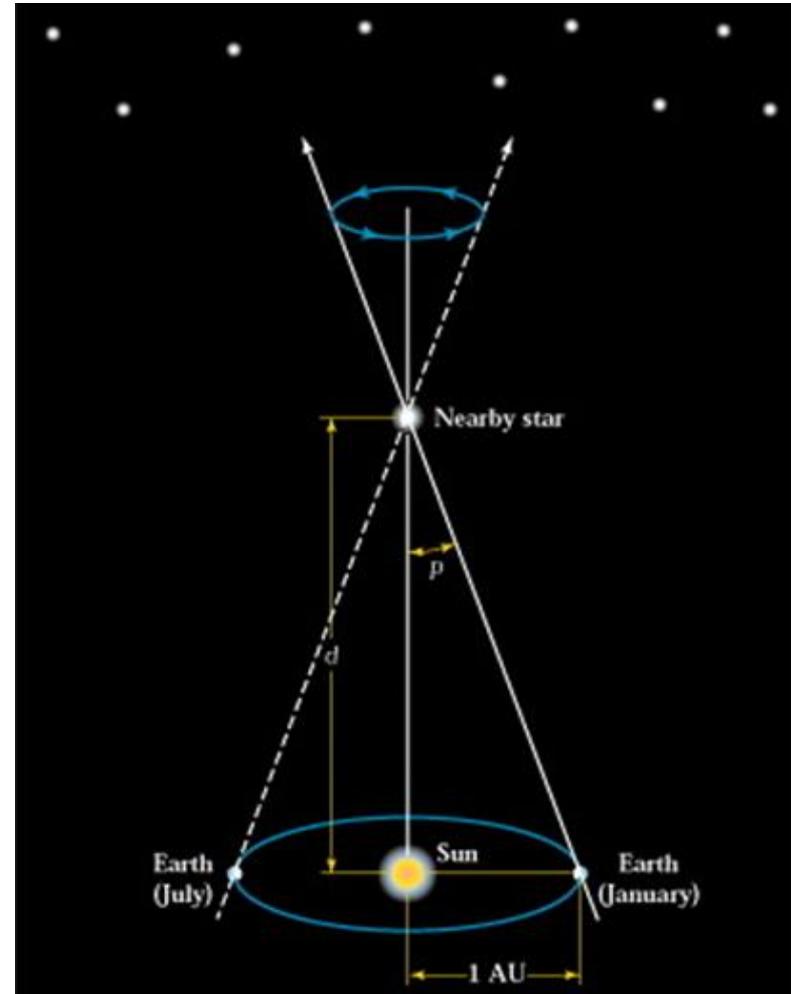
Ex: paralaxe observada de  $0.25\prime\prime \Rightarrow D = 1/(0.25)$   
 $= 4.0 \text{ parsecs}$

1 parsec = é a distância de uma estrela que tem uma paralaxe de 1 segundo de arco usando uma linha de base de 1 UA .

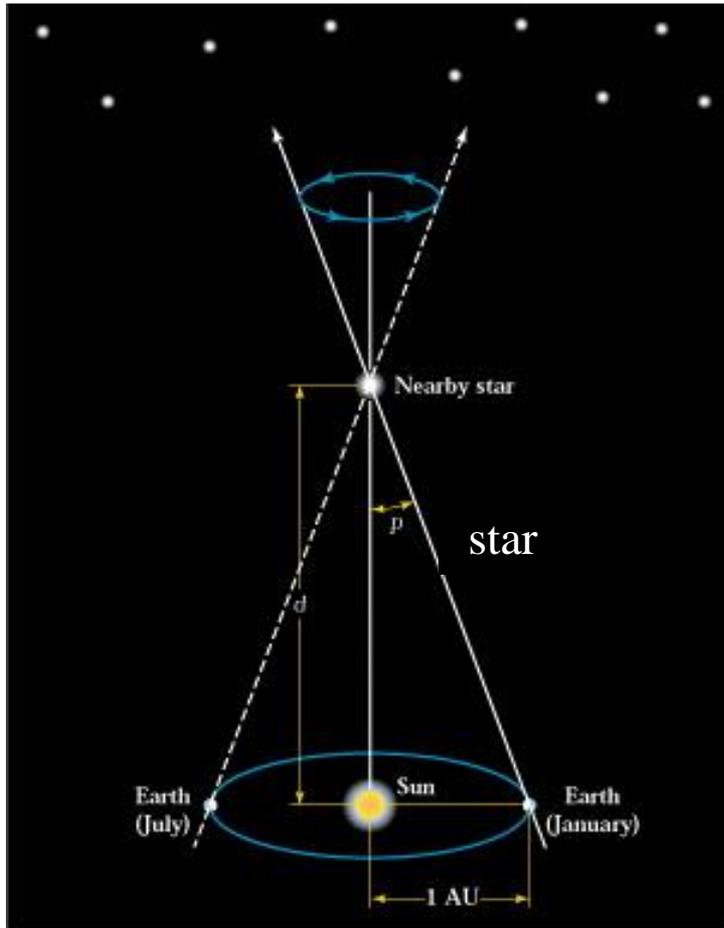
$\therefore 1 \text{ pc} = 206\,265 \text{ UA}$

$\therefore 1 \text{ pc} = 1 \text{ a.u.} / (1\prime\prime \rightarrow 1 \text{ rad}) = 206,265 \text{ a.u.}$

$\rightarrow 1 \text{ pc} = 3.1 \cdot 10^{13} \text{ Km} = 3.26 \text{ anos-luz}$



# Unidade Astronômica



Este método fornece a **razão** entre a distância da estrela e a distância entre Sol -Terra.

A distância Sol -Terra é a medida de distância fundamental, e é chamada de **UNIDADE ASTRONÔMICA (UA)**

$$\begin{aligned}\tan(p) &= 1 \text{ UA} / d(\text{pc}) \sim p \text{ (rad)} \\ p(") &= (57.29^\circ/\text{rad} \times 3600"/^\circ)(1\text{UA} / d) \\ &= 206265 \text{ UA} / d \\ 206265 \text{ UA} &= 3.086 \times 10^{13}\text{km} \equiv 1 \text{ pc} \\ 1 \text{ pc} &= 3.26 \text{ anos luz} \\ d(\text{pc}) &= 1 / p(")\end{aligned}$$

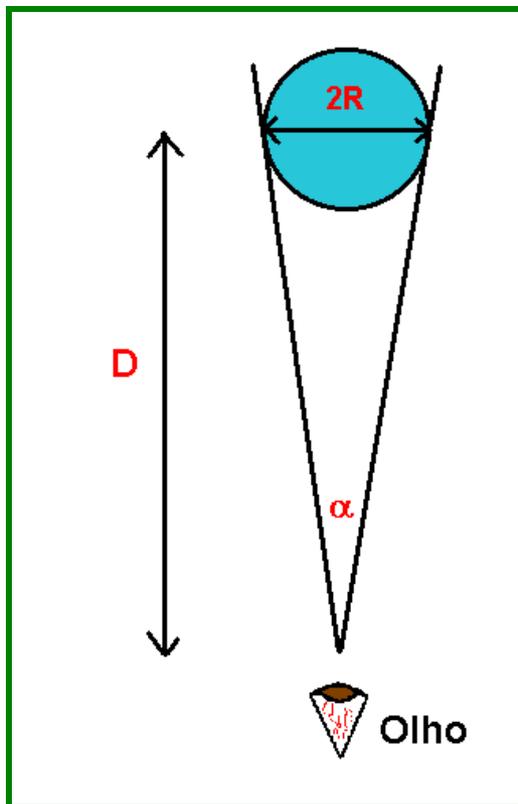
- **Paralaxe “ground-based”** :  $\pm 0.005''$  ( < 1% do tamanho da imagem!)
  - não há estrelas com  $p > 1$
  - ~ 50 estrelas com  $p > 0.2$  ( $d < 5$  pc)
  - em 20 pc ( $p = 0.05$ ) → obter distâncias com precisão de 10% ( ~1000)
  - em 100 pc → não é mais útil.
  - quase todas as estrelas de paralaxe são anãs de baixa massa (que são as estrelas mais comuns)
  - paralaxe ground-based feita para ~ 800 estrelas
- **Satélite Hipparcos** (mapeando o céu desde 1997)  
<http://astro.estec.esa.nl/SA-general/Projects/Hipparcos/hipparcos.html>
  - missão Hipparcos disponibilizou distâncias obtidas via paralaxe trigonométrica.
  - $\Delta p = 0.001'' \Rightarrow 20\%$  em 200 pc ( 20 vezes melhor que a obtida da Terra)
  - 120 000 estrelas
  - Paralaxes para 1 milhão de outras estrelas foram obtidas com precisão de  $\sim 1 / 20''$ .

# Raios Estelares

p.ex. SOL :  $R_{\text{sol}} \sim 110 R_{\oplus}$

em termos de volume :  $V_{\text{sol}} \sim (110)^3 V_{\oplus} \sim 10^6 V_{\oplus}$

A medida do raio R é feita via diâmetro angular  $\alpha$



- Para pequenos ângulos

$$\alpha = 2R / D \text{ radianos}$$

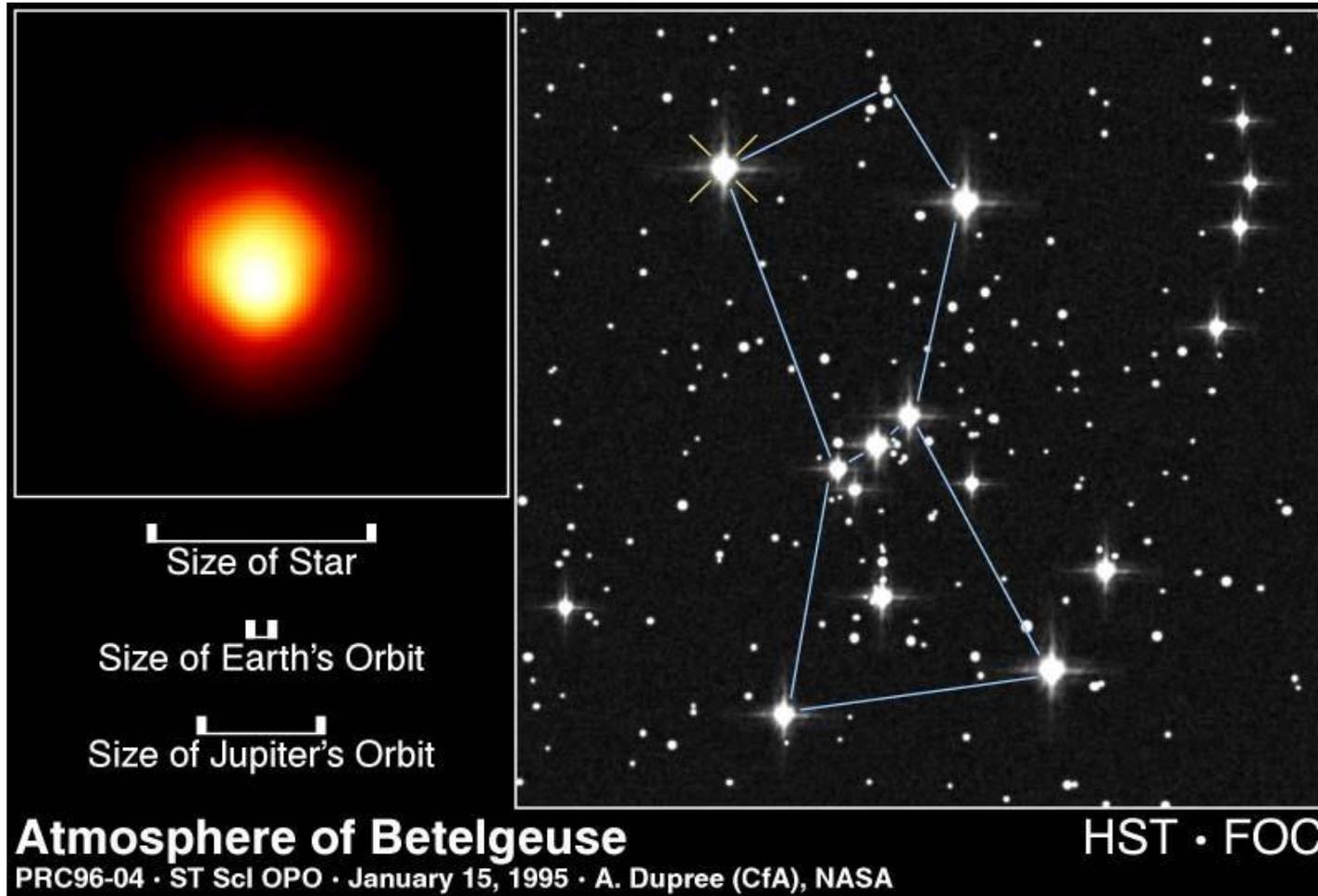
$$\text{Sol: } \alpha = 0.52^\circ, \quad D = 1 \text{ UA} \Rightarrow R = 6.96 \times 10^8 \text{ m}$$



- A estrela com maior tamanho angular é Betelgeuse

$$\alpha = 0.000014^\circ \Rightarrow 320 R_\odot$$

( ~0.05 arcsec)



# Movimentos das Estrelas

## Idéias Básicas:

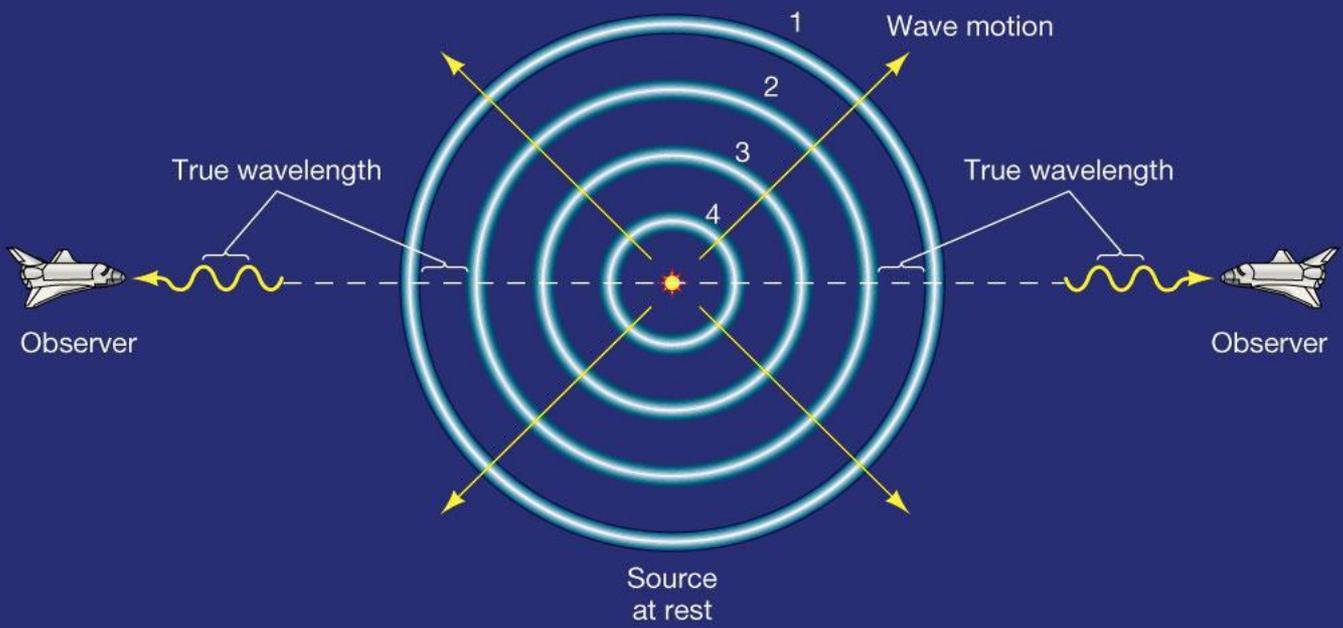
- As estrelas estão em constante movimento.
- Movimentos observados:
  - movimentos próprios
  - velocidade radial
- Movimento espacial verdadeiro:
  - combinação de velocidade radial, movimento próprio e distâncias.

## O QUE OBSERVAMOS?

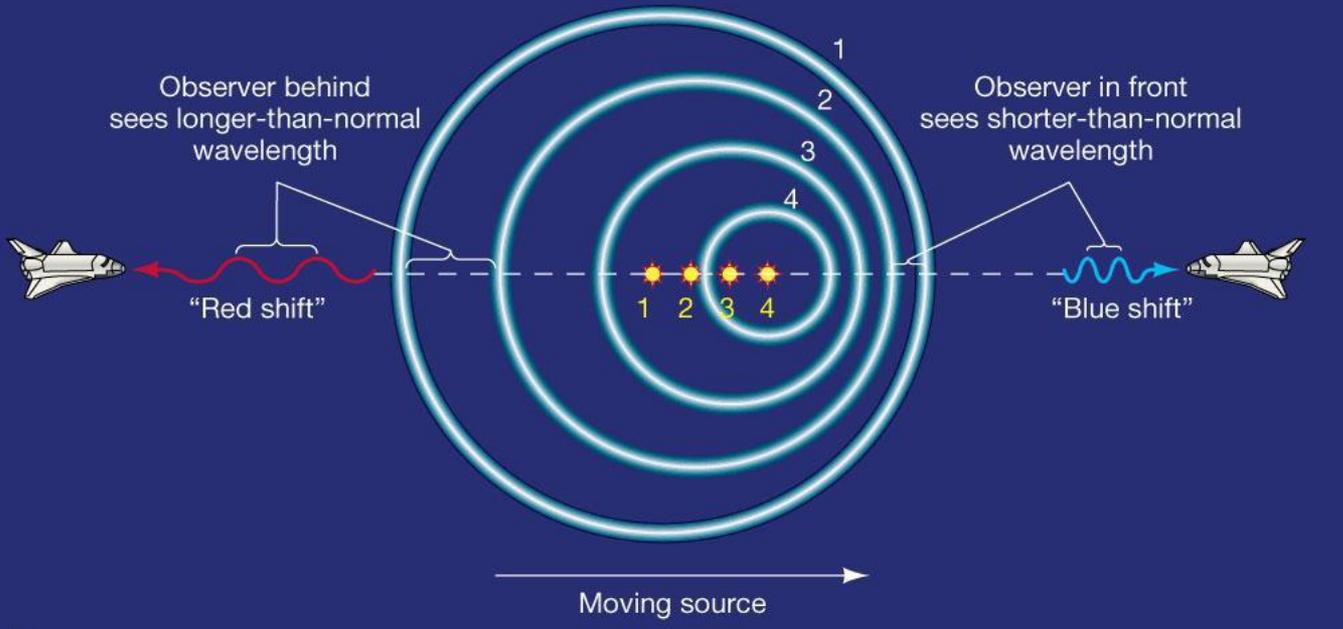
- O Sol se move em relação às estrelas próximas.
- Nós nos movemos em direção a um ponto entre as constelações de Hercules e Lyra a uma velocidade  $\sim 20\text{km/s}$ .
- Estrelas próximas definem o sistema local de repouso.
- O Sol e as estrelas próximas orbitam ao redor do centro da Galáxia.

**Começamos vendo o efeito Doppler.**

**Em seguida veremos as componentes da velocidade.**



(a)



(b)

# Efeito Doppler

Depends only on the relative motion of source and observer

## Efeito Doppler significa ...

... change in wavelength or frequency (but not speed of light)  
due to relative motion

Non-relativistic case:

$$\frac{\Delta\lambda}{\lambda_0} = \frac{v}{c} \quad \text{ie} \quad \lambda_{obs} = \left(1 + \frac{v}{c}\right) \lambda_0$$

where  $v$  is the recession velocity

$\lambda_0$  is the emitted wavelength

$\lambda_{obs}$  is the observed wavelength

... wavelength of E.M. radiation of

**receding** objects gets "longer" - hence **is redshifted**

**approaching** objects gets "shorter"

- hence **is blueshifted**

# Movimento diferencial

- ... Doppler effect responsible for "shifting" the spectra of approaching or receding objects  
ie. objects with **bulk motion**
- ... but also for broadening emission & absorption lines  
if there is **differential** motion within the object
- ... an easy example is differential motion due to the temperature of the material
  - ... atoms/molecules in a cloud are in motion of course,  
& most have a component of their velocity  
along our line of sight
  - (for us, as observers, Doppler effect only visible for the  
component of the atom's velocity along our line of sight)

# Deslocamento Doppler de linhas Espectrais

## Laboratory spectrum

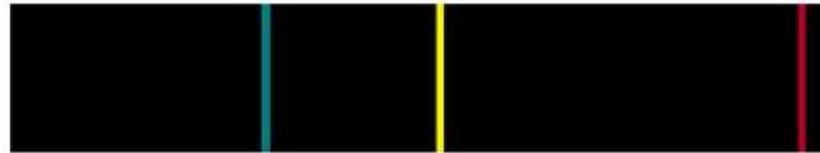
Lines at rest wavelengths.



**Object 1** Lines redshifted:  
Object moving away from us.



**Object 2** Greater redshift:  
Object moving away faster  
than Object 1.



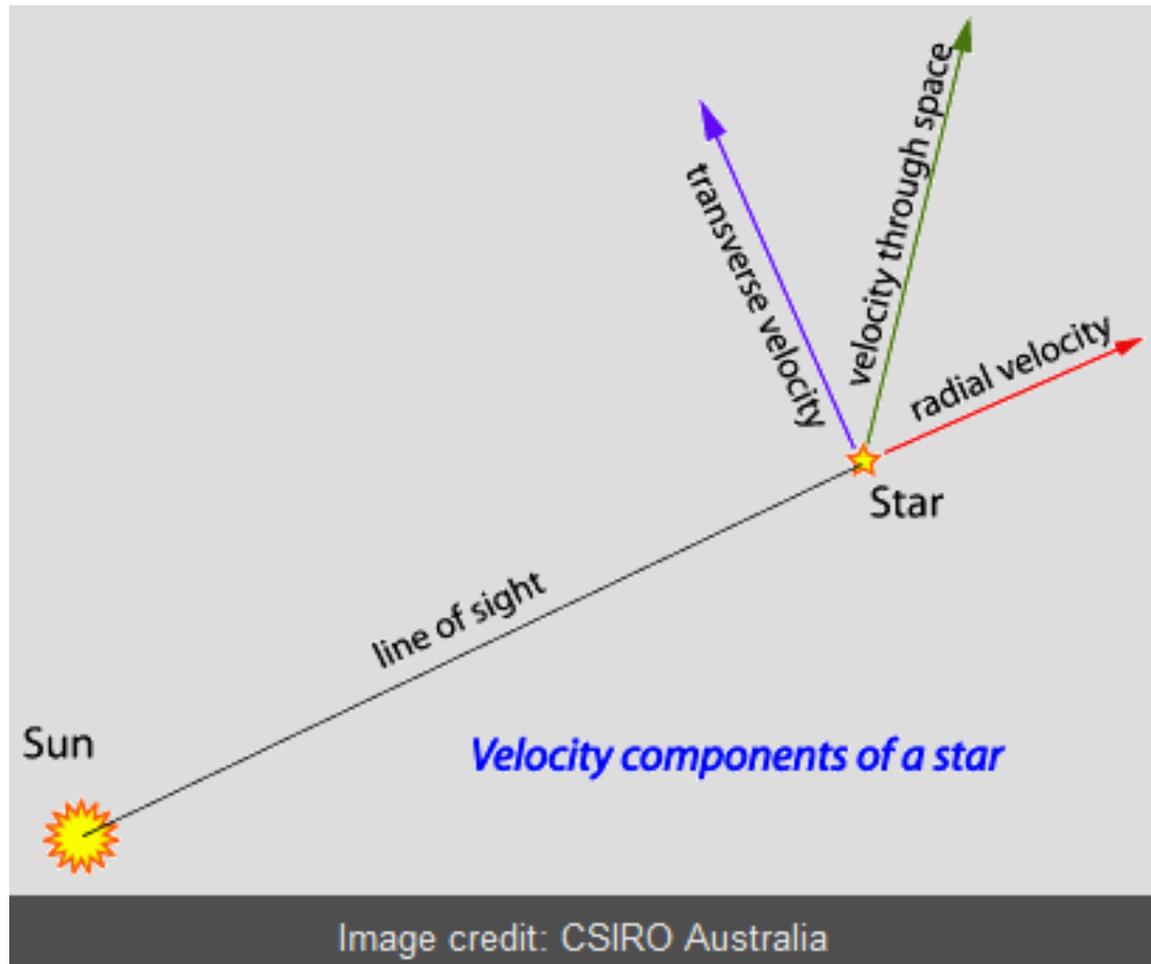
**Object 3** Lines blueshifted:  
Object moving toward us.



**Object 4** Greater blueshift:  
Object moving toward us  
faster than Object 3.

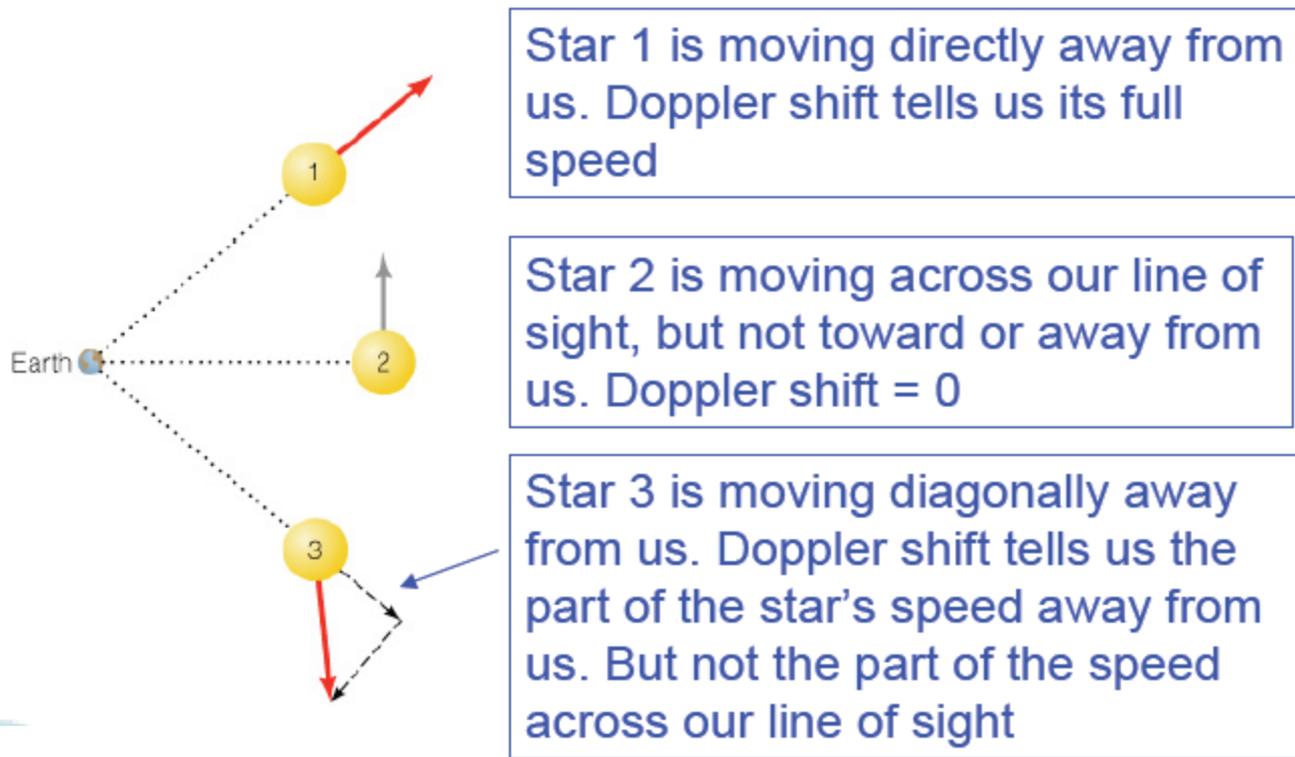


# Componentes da velocidade



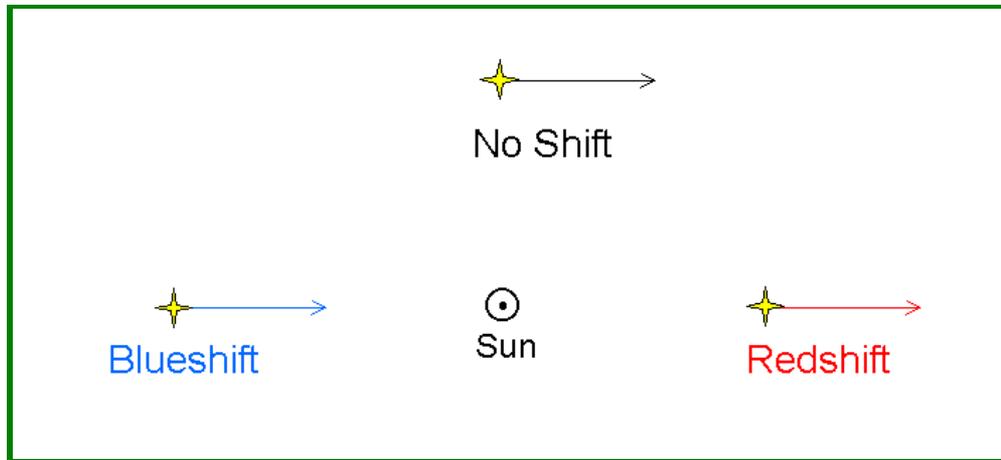
## VELOCIDADE RADIAL (na linha de visada)

- O efeito Doppler só fornece informação sobre velocidade ao longo da linha de visada que conecta o observador e a fonte — *velocidade na linha de visada*.



# VELOCIDADE RADIAL

A velocidade radial de uma estrela representa quão rápido ela está se movendo em nossa direção ou se afastando de nós.



Velocidades radiais são medidas usando o deslocamento Doppler das linhas espectrais da estrela:

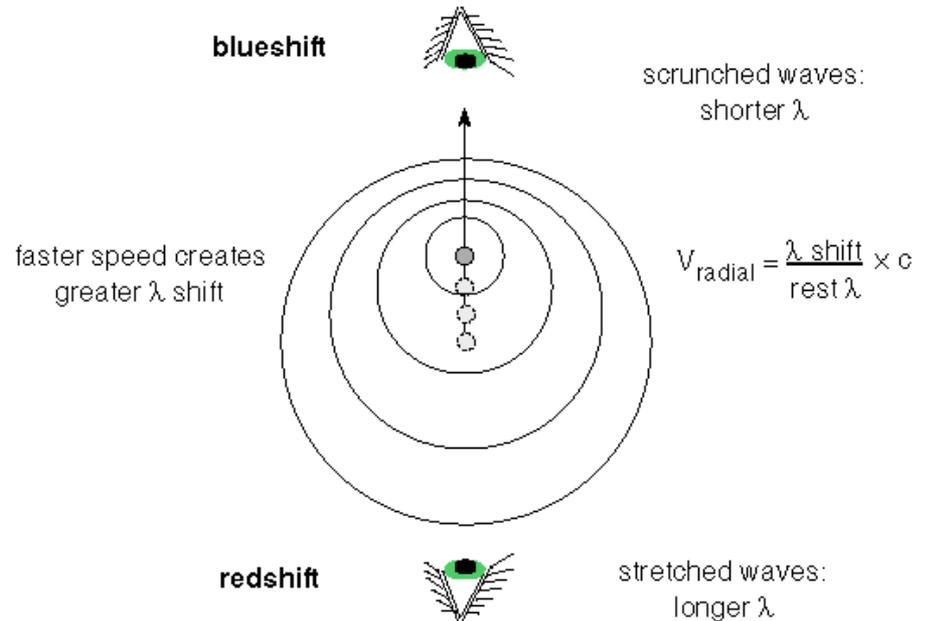
- estrela se movendo em direção à Terra : **Blueshift**
- estrela se afastando da Terra: **Redshift**
- estrela se movendo através da nossa linha de visada: **sem Doppler.**

**Em todos os casos, a velocidade radial é independente da distância.**

## VELOCIDADE RADIAL (continuação)

- A velocidade radial das estrelas é medida pelo efeito Doppler: O movimento da estrela causa um deslocamento nos comprimentos de onda recebidos.
- O padrão das linhas espectrais depende da física interna da própria estrela. O efeito Doppler depende de propriedades externas de movimento da estrela através do espaço em relação ao observador.
- O efeito Doppler fornece somente a velocidade ao longo da linha de visada.

Radial Velocity measured from the *doppler effect*



$$V_{\text{radial}} = \frac{(\lambda_{\text{obs}} - \lambda_0)}{\lambda_0} \times c$$

$\lambda_{\text{obs}} = \lambda$  emitido pela fonte  
 $\lambda = \lambda$  de repouso (lab)

# VELOCIDADE TANGENCIAL

- A maior parte das estrelas move-se fazendo um ângulo com a linha de visada do observador.
- A componente da velocidade total perpendicular à linha de visada é chamada:

***velocidade tangencial***

$$V_{\text{tan}} = k \times d \times \mu$$

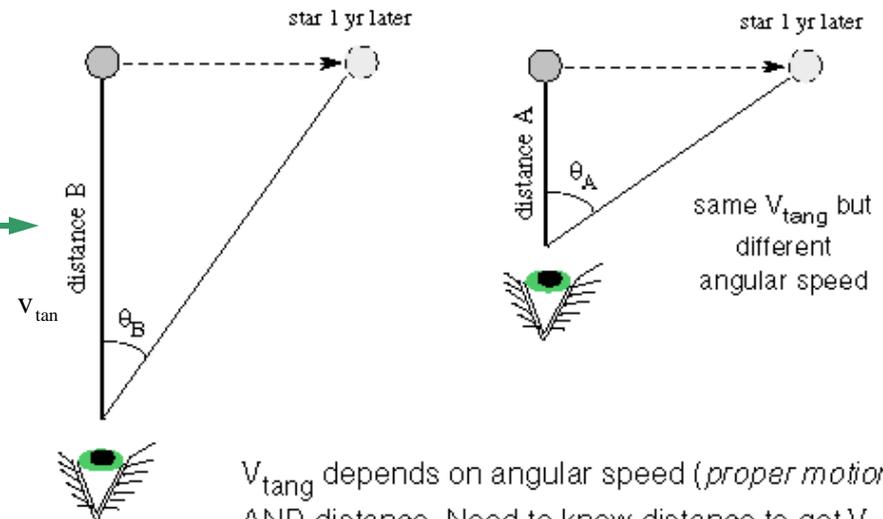
onde

$k$ =fator de conversão de segundo de arco e parsecs e anos para km/s;

$d$ = distância determinada por paralaxe trigonométrica ou lei do inverso do quadrado;

$\mu$ = **movimento próprio** ( $d\theta/dt$ ) = quantos graus a estrela se movimentou em um dado tempo.

**Tangential Velocity** measured from the *proper motion*



# MOVIMENTOS PRÓPRIOS

Movimento angular aparente de estrelas próximas com relação às estrelas mais distantes.

- **Movimento próprio típico é ~ 0.1 " /ano**
- **O maior  $\mu$  : 10.25 " /ano (estrela de Barnard)**

Eles refletem o movimento verdadeiro das estrelas em relação ao Sol através do espaço.

## Descoberta:

Os movimentos próprios foram notados pela primeira vez por Edmund Halley, em 1718, para três estrelas brilhantes: Sirius, Aldebaran e Arcturus, via comparação entre medidas das posições obtidas por ele e as encontradas por Hipparchus de Rhodes (300 BC). Ao todo, levou 2000 anos para que os movimentos “crescessem” a ponto de poderem ser percebidos pelo olho humano.

## Movimentos próprios são CUMULATIVOS:

- O efeito dos movimentos próprios cresce com o tempo...
- Quanto mais esperarmos, maior será o movimento angular aparente

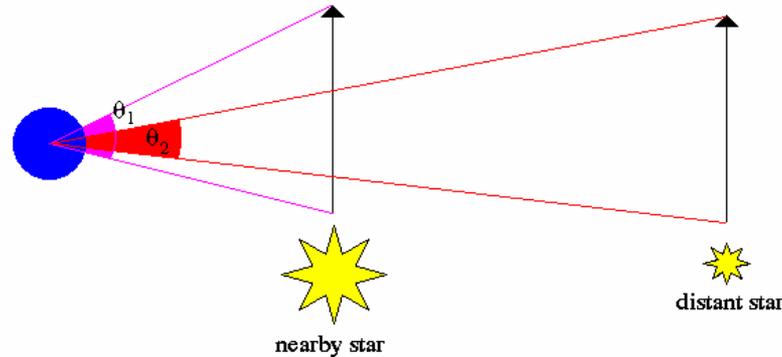
## Medidas modernas de movimentos próprios:

- Comparar fotos do céu obtidas em intervalos de 20 a 50 anos.
- Medir quanto as estrelas se movimentaram em relação aos objetos de fundo distantes (geralmente galáxias e quasares)

## Exemplo:

- Considere uma estrela com um movimento próprio  $\mu$  de 0.1 arcsec/ano:
  - Após 1 ano:  $\mu = 0.1$  arcsec
  - Após 10 anos:  $\mu = 0.1 \times 10 = 1$  arcsec
  - Após 100 anos:  $\mu = 0.1 \times 100 = 10$  arcsec
- Como o menor ângulo que o olho pode discernir com acuidade é de alguns minutos de arco (1 arcmin = 60 arcsec) , pode levar milênios para as constelações mudarem a forma de modo perceptível.

Proper Motion



Obs:  $\theta_1, \theta_2 \equiv \mu$

even though both stars are moving at the same velocity, the nearby star marks out a larger angle,  $\theta_1$  than the distant star's angle,  $\theta_2$

$$\tan \mu(\text{rad/sec}) \cong \mu = v_t(\text{km/s})/d(\text{km})$$

$$\begin{aligned} \mu("/\text{ano}) &= [3.16 \times 10^7 (\text{s/ano}) / 3.086 \times 10^{13} (\text{km/pc})] \times [v_t(\text{km/s}) / d(\text{pc})] \\ &= 4.74 v_t(\text{km/s}) / d(\text{pc}) \end{aligned}$$

Velocidades típicas: 10-20 km/s (órbita da Terra  $\rightarrow$  18 km/s)

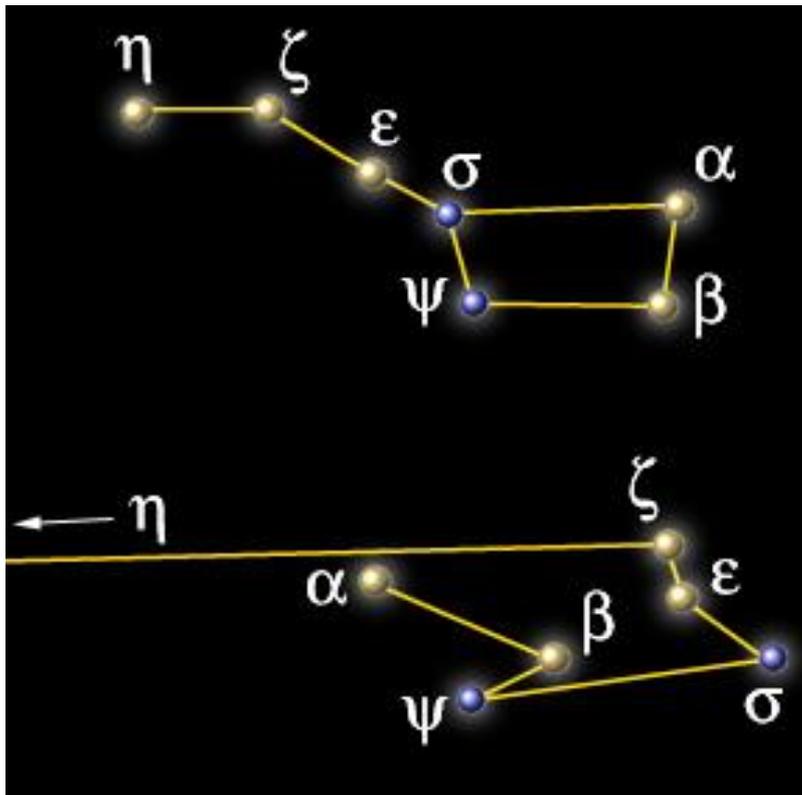
Estrela de Barnard:  $\mu = 10.25"/\text{ano}$  ( $d = 1.9$  pc)

$\alpha$  Cen:  $\mu = 3.68"/\text{ano}$

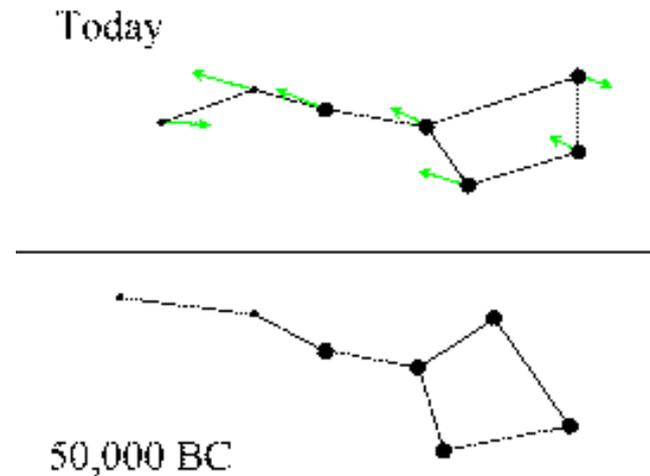
Erros típicos  $\Delta\mu = \pm 0.002 "/\text{ano} \Rightarrow$  observável até 10 000 pc

## Caso estudado: movimentos próprios no Big Dipper

- Devido ao movimento próprio das estrelas que forma esta constelação, sua forma muda lentamente com o tempo.

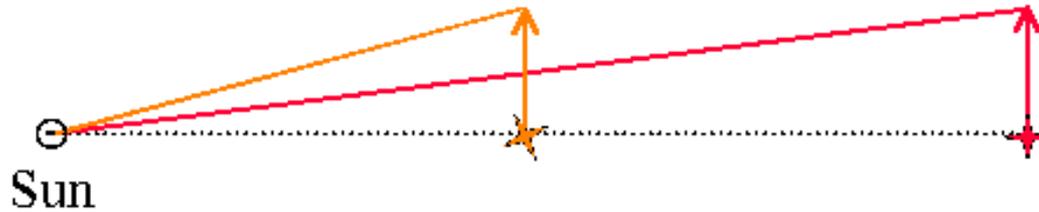


↑ O diagrama acima mostra como **SERÁ** a aparência do Big Dipper daqui há 10.000 anos.

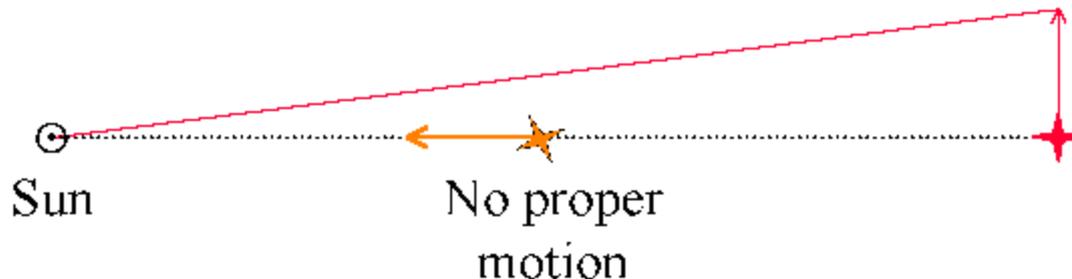


↑ O diagrama acima mostra como **FOI** a aparência do Big Dipper há 50.000 anos.

## O movimento próprio depende da *distância*



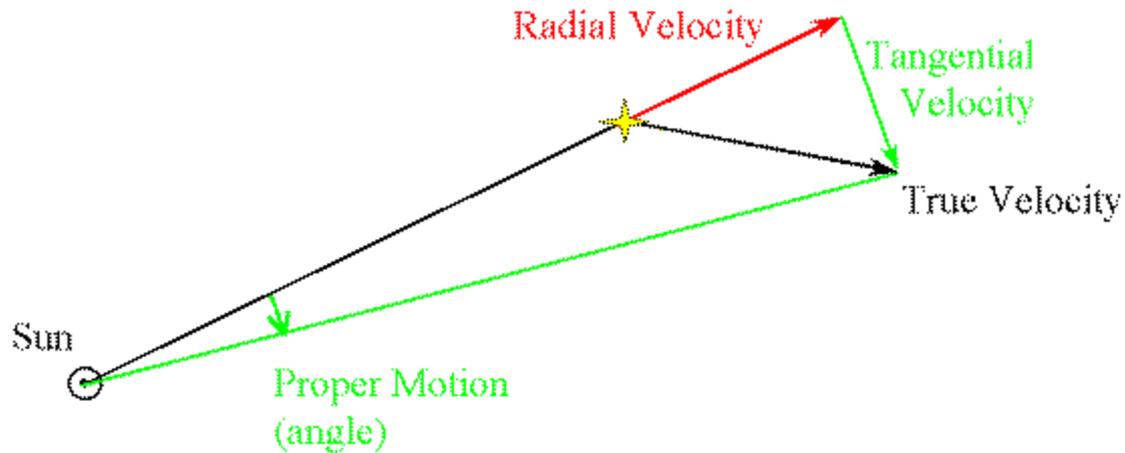
- Estrelas mais distantes tendem a ter pequenos movimentos próprios.
- Mede-se somente movimentos próprios para estrelas distantes ~1000 pc do Sol.
- **Mas.....**
- Distância é somente parte do efeito: um pequeno movimento próprio nem sempre significa grande distância!
- **Exemplo:** Estrelas que se movem exatamente em nossa direção ou se afastam de nós **NÃO** mostrarão movimento próprio  $\Rightarrow$  sem M.P. no movimento radial puro



## MOVIMENTOS ESPACIAIS VERDADEIROS

A quantidade que realmente queremos saber é o movimento verdadeiro da estrela através do espaço em 3-D.

Para encontrar a velocidade espacial verdadeira, precisamos decompor a velocidade em duas componentes:



- **velocidade radial ( $v_r$ )** → obtida via deslocamento doppler do espectro
- **velocidade tangencial ( $v_t$ )** → obtida via movimento próprio e distância

Velocidade radial:

$$v_r / c = \Delta\lambda / \lambda$$

Velocidade tangencial:

$$v_t = 4.74 \mu d$$

onde :  $\mu$  = M.P. em arcsec/ano  
 $d$  = distância em parsecs  
[ $v_t$ ] em km/s

Velocidade espacial verdadeira ( $v$ ):

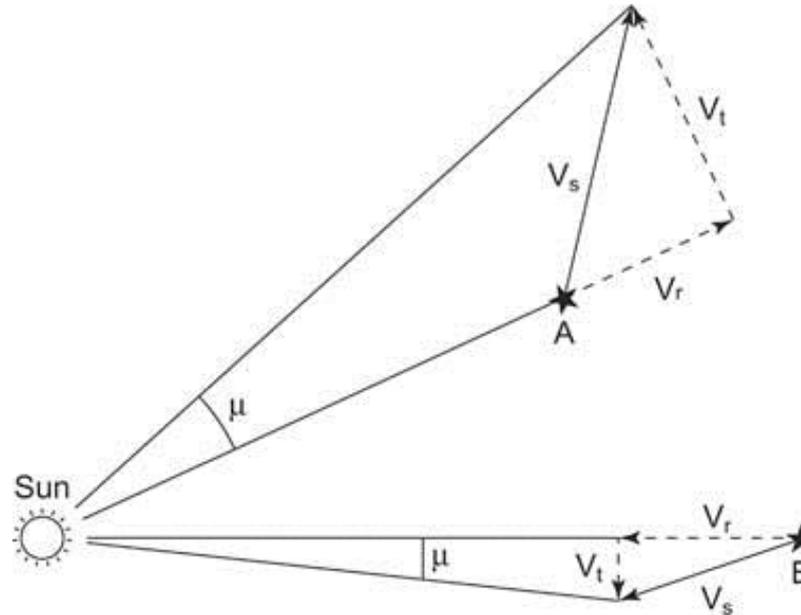
$$v^2 = v_r^2 + v_t^2 = v_r^2 + (4.74 \mu d)^2$$

- Para estimar a velocidade espacial verdadeira, precisamos medir três quantidades:
  - velocidade radial
  - movimento próprio
  - distância ( a mais difícil de ser medida)

## POR QUE MEDIR MOVIMENTOS ESPACIAIS?

- Mais útil quando medido para muitas estrelas
- Usamos estatística dos movimentos para encontrar:
  - movimento do Sol no espaço (em direção à constelação de Hércules)
  - rotação local do Plano Galáctico
  - identificar estrelas “estranhas” que têm movimentos peculiares em relação a outras estrelas similares.
- Movimentos estelares são uma importante ferramenta para estudar a estrutura de nossa Galáxia

## Resumo : Movimentos espaciais



O efeito Doppler nos fornece a velocidade radial  $V_r$  se aproximando (estrela B neste exemplo) ou se afastando (estrela A) from the Sun.

O movimento próprio  $\mu$  de cada estrela combinado com sua distância fornece a velocidade transversal  $V_t$ .

A hipotenusa do triângulo formado por  $V_r$  e  $V_t$  é o movimento espacial verdadeiro  $V_s$  de cada estrela.

# Temperatura das estrelas

- Temperatura pode ser definida de diferentes modos, e somente quando o equilíbrio termodinâmico é atingido pode-se considerá-la uma quantidade bem definida.  
*(ET = estado do gás completamente determinado pela temperatura e densidade)*
- Por exemplo, para definir a temperatura de uma estrela costuma-se compará-la com um corpo negro. Mesmo assim, a maior parte dos objetos astronômicos não está em ET, de modo que não se pode atribuir um único valor de temperatura ao objeto.



- **Temperatura Efetiva -  $T_{eff}$**

- Definida como a temperatura de um CN que irradia com a mesma densidade de fluxo total que a estrela
- Como  $T_{eff}$  depende somente da potência total irradiada integrada em todas as frequências  $\Rightarrow$  bem definida para todas as distribuições de energia, mesmo se elas desviarem da curva de distribuição de Planck para um CN.
- Para obter a expressão para a  $T_{eff}$ , aplica-se a lei de Stefan-Boltzmann, que fornece a quantidade total de fluxo na superfície,  $F$ , em função da temperatura efetiva :

$$F = \sigma T_{eff}^4$$

- O fluxo total emitido pela estrela é :  $L = 4\pi r^2 F$ ,  
raio da estrela 

## COR E TEMPERATURA EFETIVA

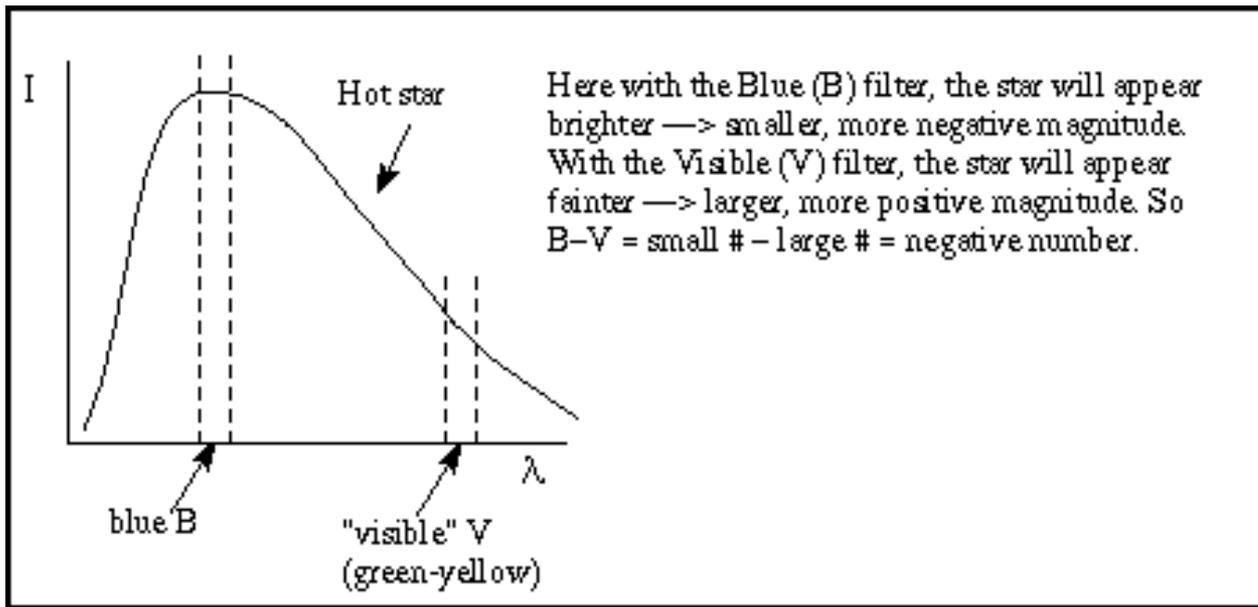
---

- **Índice de cor ou COR:** a diferença entre magnitude medidas em dois filtros. Por exemplo, para as bandas **B** e **V**:

$$\begin{aligned} B - V &= m_B - m_V = M_B - M_V \\ &= 2.5 \log(F(V)/F(B)) \end{aligned}$$

- Na ausência de extinção, a **índice de cor** é um índice da temperatura efetiva  $T_{eff}$  das estrelas.
- Por exemplo: para  $T_{eff} < 20000$  K, considerando o espectro estelar como CN e  $U=B=V=R=0$  em  $T_{eff} = 10000$  K,

$$B - V \equiv -0.71 + 7090 K/T_{eff}$$



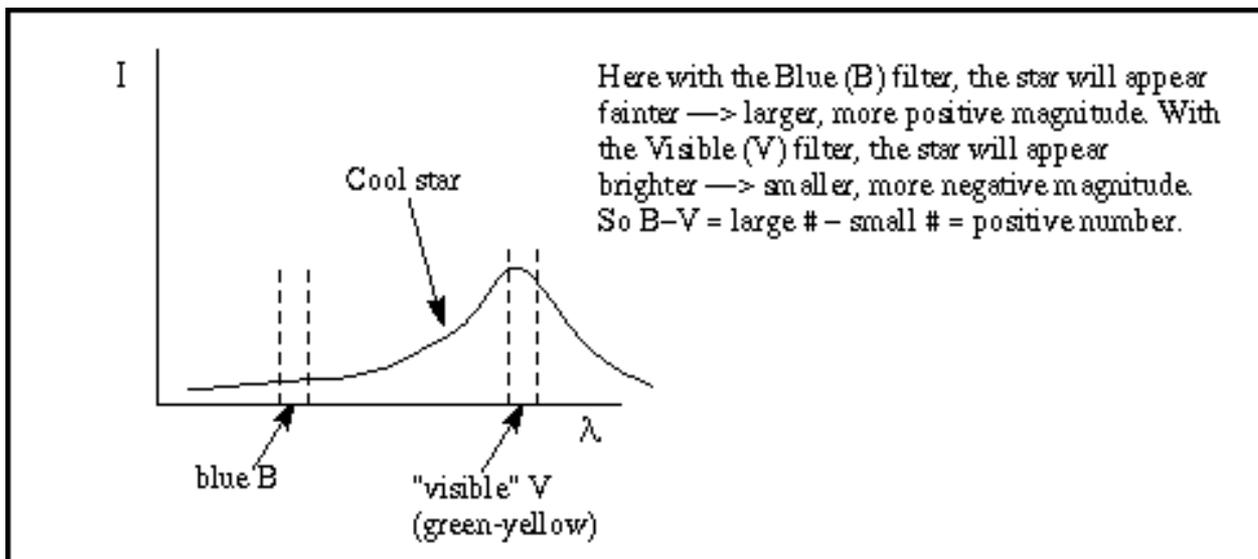
- $I_B > I_V$

Como  $I \uparrow$  mag  $\downarrow$

$$\Rightarrow B < V$$

$$B - V < 0$$

- estrela quente



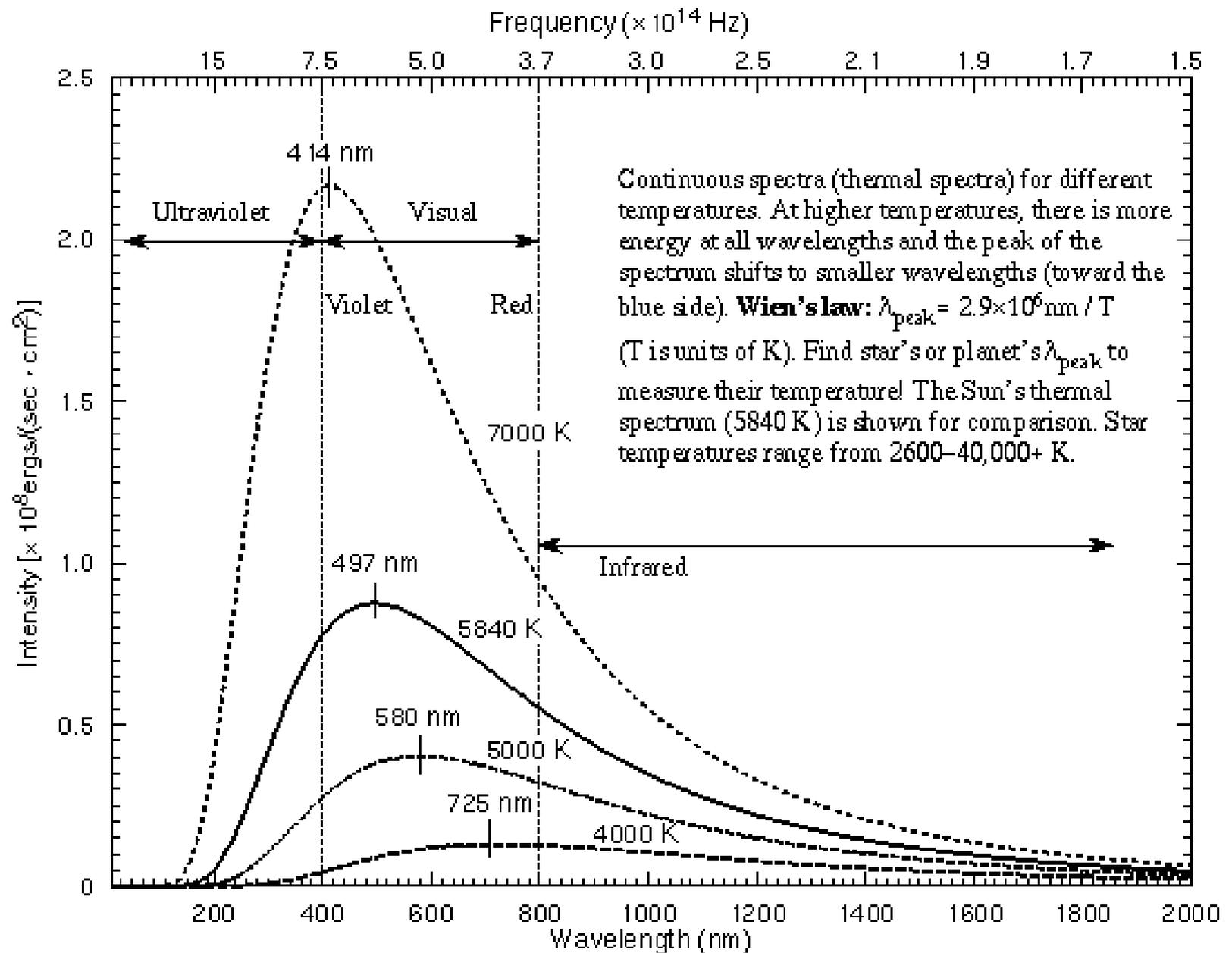
- $I_B < I_V$

Como  $I \uparrow$  mag  $\downarrow$

$$\Rightarrow B > V$$

$$B - V > 0$$

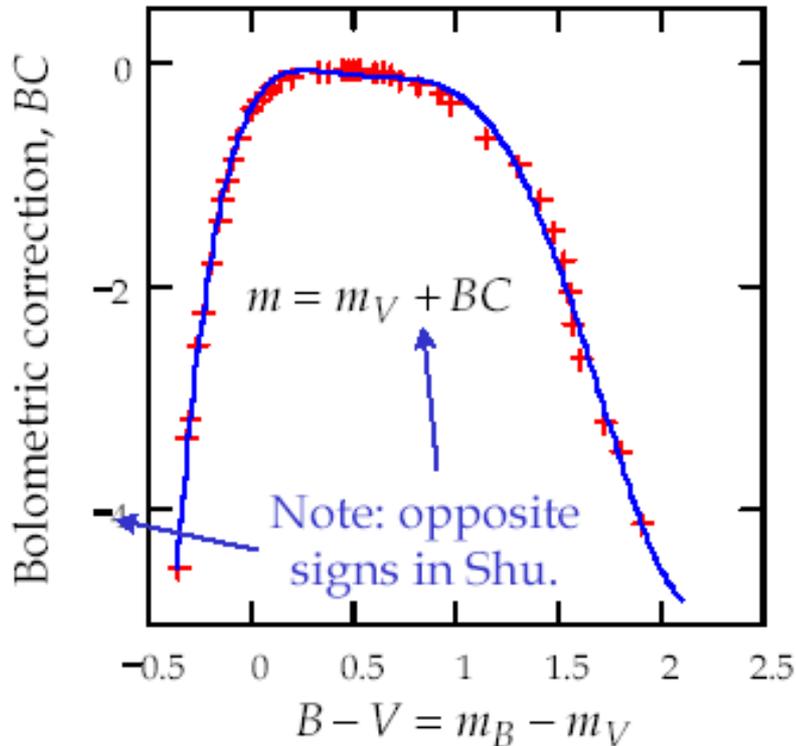
- estrela fria



## MAGNITUDES (continuação)

- Para obter magnitudes bolométricas deve-se ou observar em muitos  $\lambda$ 's, ou fazer uma **correção bolométrica** para o fluxo nos  $\lambda$ 's não observados

Bolometric correction for main sequence stars (Johnson 1966)



- A forma do espectro e este fator de correção podem ser determinados se a cor da estrela for conhecida ( $\neq$  entre mag's aparentes em dois  $\square$ 's)
- O fator de escala para o fluxo corresponde a um offset em magnitudes. Esse offset é chamado de **correção bolométrica**,  $BC$ , e é determinado a partir de espectros estelares observados ou teóricos.

$$BC = m_* - m_V$$

## MAGNITUDES (continuação)

---

**EXEMPLO** - Duas estrelas são observadas com a mesma magnitude aparente, 2, na banda V. Uma delas tem  $B-V = 0$  e a outra tem  $B-V = 1$ . Qual suas magnitudes aparentes bolométricas?

**Solução:**

A partir do gráfico anterior :

$$BC = -0.4 \text{ e } -0.38 \Rightarrow \text{mag. bol.} \sim 1.6 \text{ e } 1.62$$

- **O fato de ambas as magnitudes serem menores que a magnitude V é um sinal de que essas estrelas produzem potência substancial em  $\lambda$ 's da banda V. A estrela mais azul (com  $B-V = 0$ ) é mais brilhante em  $\lambda$ 's UV, enquanto a outra é mais brilhante no vermelho e IV.**

## RESUMINDO:

- Se medirmos o brilho aparente de uma estrela e classificarmos seu espectro:
  - poderemos determinar sua temperatura, luminosidade absoluta e distância
    - uma aplicação poderosa da astronomia e física