

Aula 8

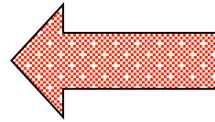
A Escada Cósmica: escalas de distância em astronomia

Revisão

Propriedades Fundamentais de uma Estrela: determinação

Temperatura:

- cores ou tipo espectral



Composição química

- Análise espectral

Massa

- sistemas binários

Luminosidade

- brilho aparente, compensado pela distância

Raio

- observação direta ou através de L e T_{ef}

Recordando: como se mede a temperatura de uma estrela

Lei de Wien: $\lambda_{\max} = 2,9 \times 10^6 / T$ [nm]

Índice de cor: $B - V = m_B - m_V = -2,5 \log (F_B / F_V)$

Tipo Espectral

Os astrônomos dispõem de várias formas de se medir a temperatura da fotosfera de uma estrela. Todas, claro, estão relacionadas com o espectro emitido pela fotosfera, que está, por sua vez, ligado às propriedades físicas do gás fotosférico.

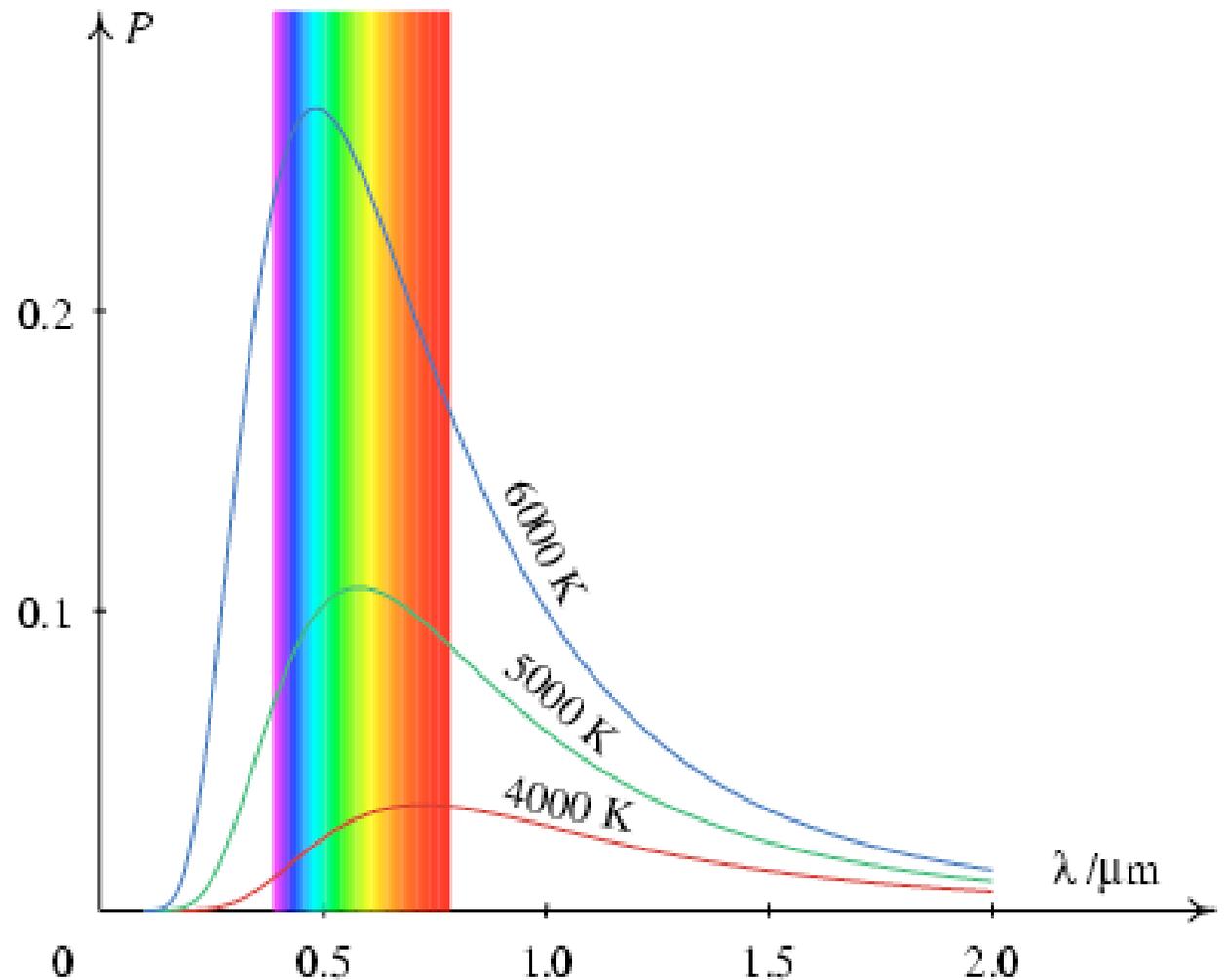
Cor e Temperatura

Vimos que a cor de um corpo negro está relacionada com sua temperatura.

a fotosfera das estrelas avermelhadas é fria (~ 3000 - 4000 K)

a fotosfera das estrelas azuladas é quente (> 10000 K)

Fluxo luminoso emitido por corpos negros a diferentes temperaturas:



Índices de Cor e Temperatura

O índice de cor: depende da **temperatura da estrela.**

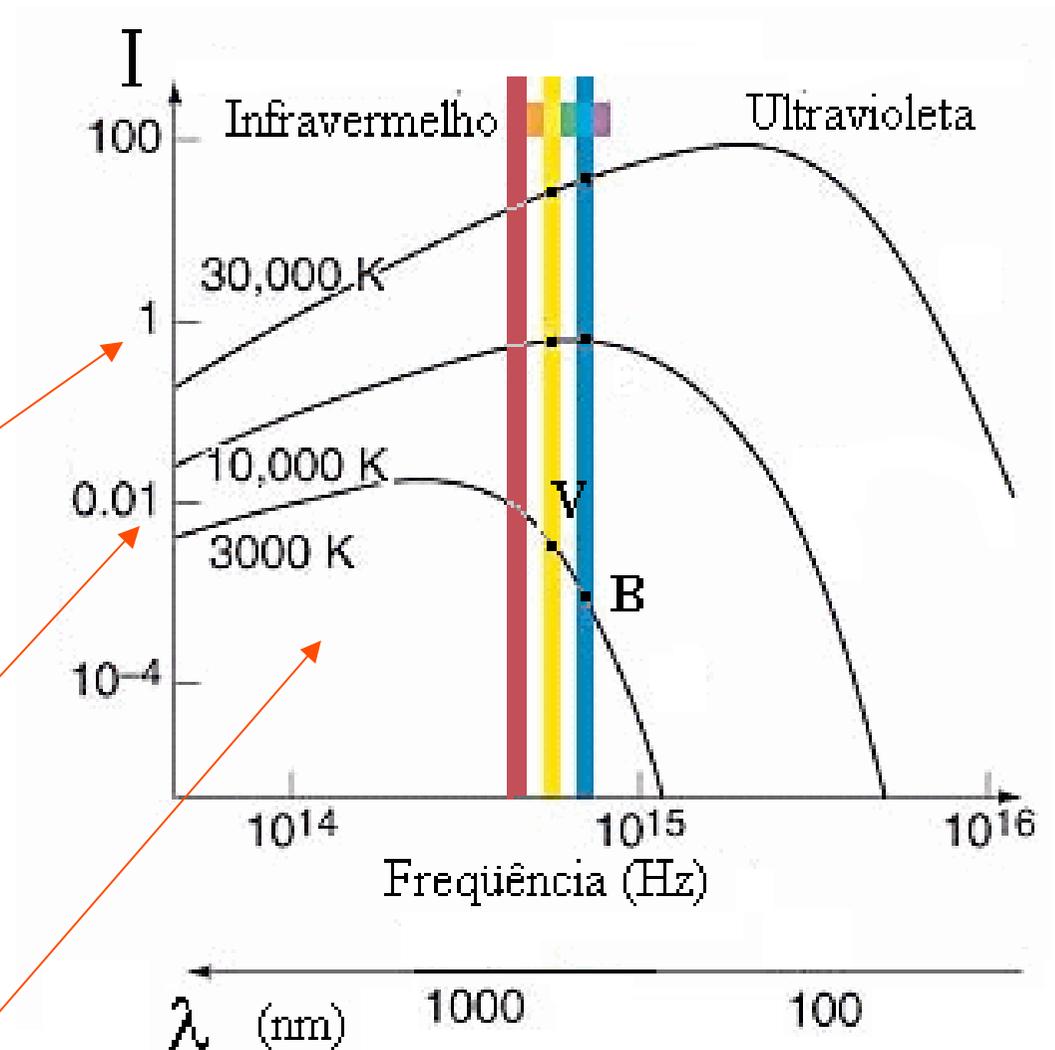
Considere três estrelas a, b, c :

$$T_a > T_b > T_c$$

(a) $T=30.000\text{ K}$: fluxo na banda azul (B) maior que fluxo no visível (V)

(b) $T=10.000\text{ K}$: fluxos em B e V são semelhantes

(c) $T=3.000\text{ K}$: fluxo em B menor que fluxo em V

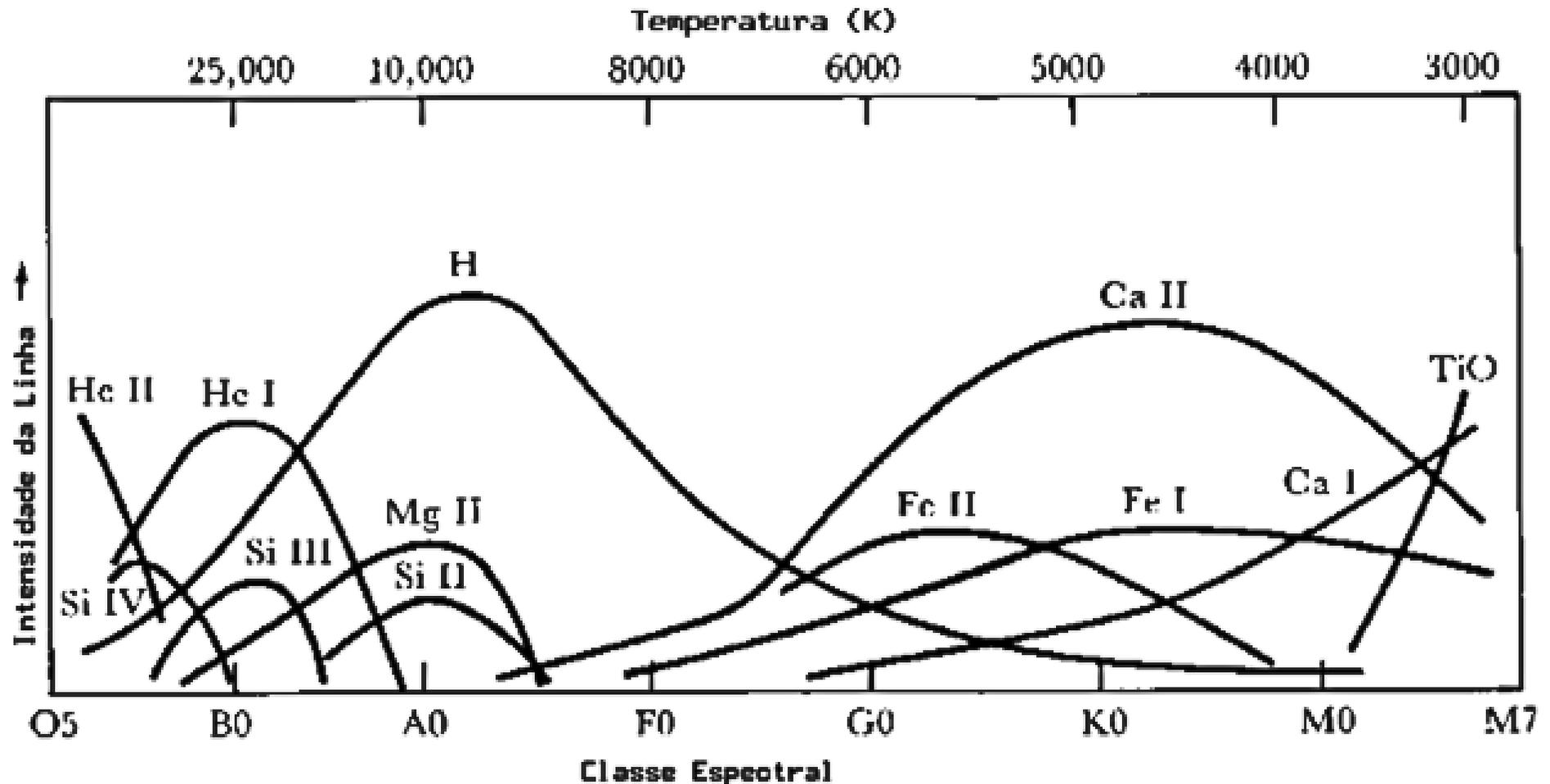


Classificação espectral de Harvard

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	Alnitak (O9) Mintaka (O9)
B	Azulada	20000	He neutro (moderadas), elementos pesados 1 vez ionizados	Rigel (B8)
A	Branca	10000	He neutro (muito fracas), ionizados, 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)

Classificação espectral

Intensidade das linhas em função da temperatura (ou tipo espectral)



Nomenclatura: H I, He I, Ca I, etc. → átomo com todos os elétrons.

H II, He II, O II, Ca II, etc. → átomo que perdeu 1 elétron.

He III, O III, Ca III, etc. → átomo que perdeu 2 elétrons.

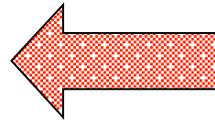
Propriedades Fundamentais de uma Estrela: determinação

Temperatura:

- cores ou tipo espectral

Composição química

- Análise espectral



Massa

- sistemas binários

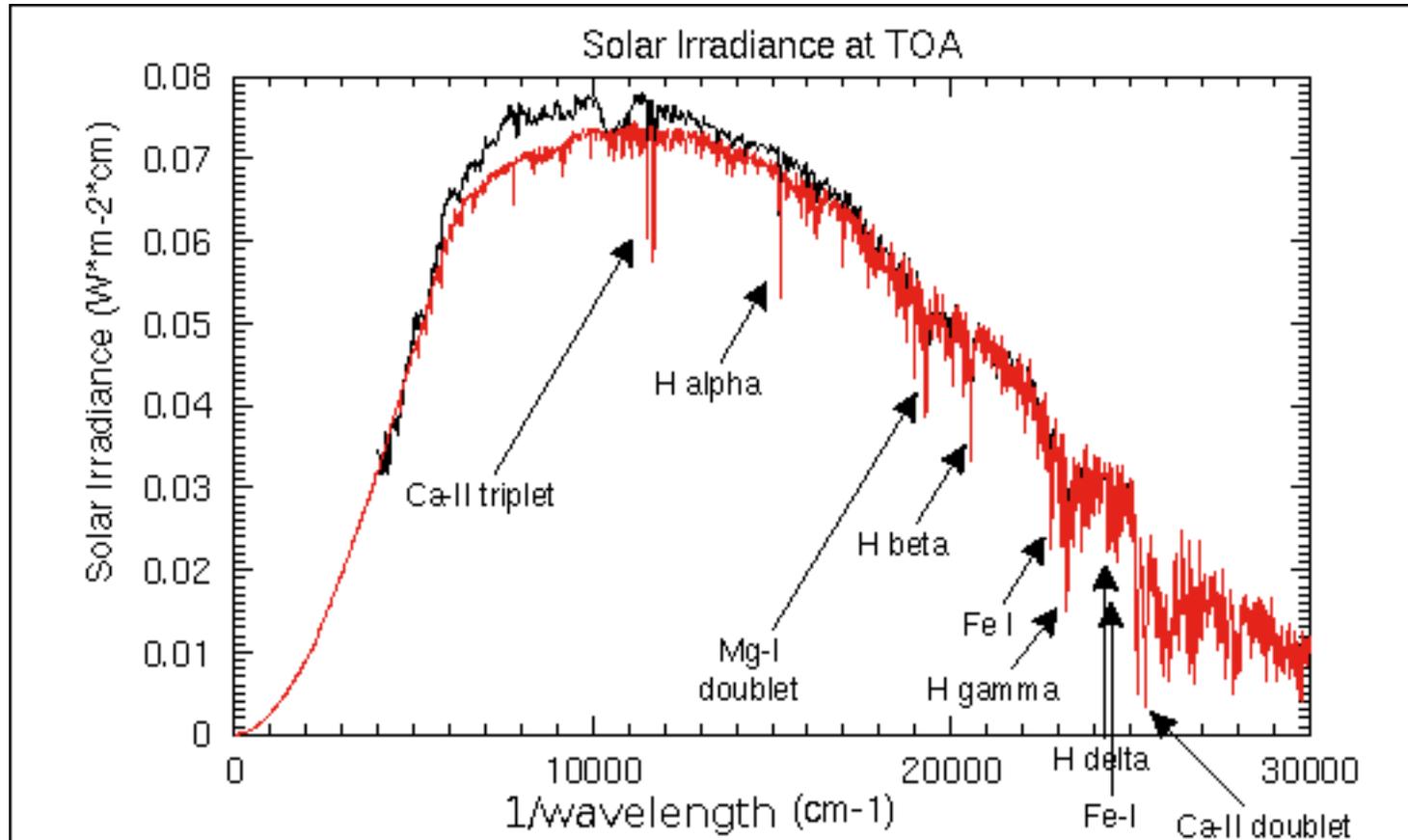
Luminosidade

- brilho aparente, compensado pela distância

Raio

- observação direta ou através de L e T_{ef}

Recordando: como se determina a composição química de uma estrela



O estudo das linhas de absorção em um espectro estelar permite determinar quais elementos estão presentes na fotosfera, e em que proporção (abundância)

Propriedades Fundamentais de uma Estrela: determinação

Temperatura:

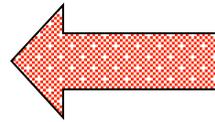
- cores ou tipo espectral

Composição química

- Análise espectral

Massa

- sistemas binários



Luminosidade

- brilho aparente, compensado pela distância

Raio

- observação direta ou através de L e T_{ef}

Massas Estelares

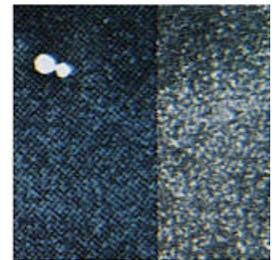
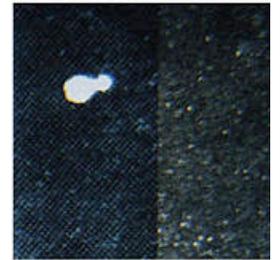
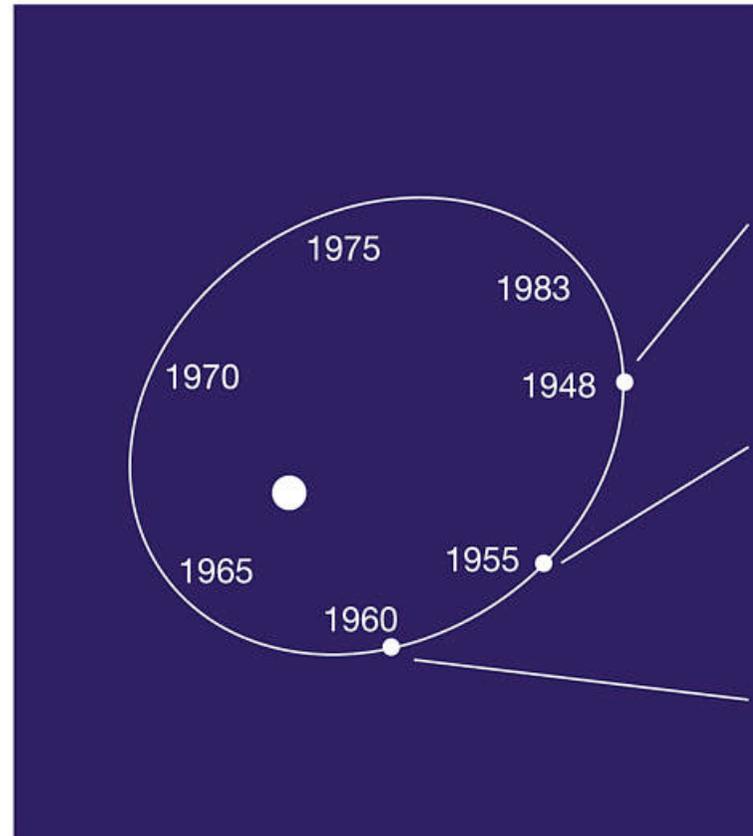
A *massa* de uma estrela é uma quantidade difícil de se determinar. Essa determinação só é possível usando-se a 3ª lei de Kepler, e portanto só pode ser feita em **sistemas binários** ou **múltiplos**

$$a^3 = (M_{\text{Sol}} + M_{\text{Planeta}}) P^2$$

Binárias Visuais:

São sistemas estelares próximos o suficientes para serem resolvidos com um telescópio.

Estuda-se a órbita do sistema, determina-se a e P e calcula-se a massa usando-se a 3ª Lei de Kepler



Propriedades Fundamentais de uma Estrela: determinação

Temperatura:

- cores ou tipo espectral

Composição química

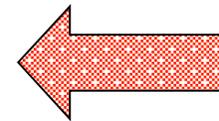
- Análise espectral

Massa

- sistemas binários

Luminosidade

- brilho aparente, compensado pela distância



Raio

- observação direta ou através de L e T_{ef}

Recordando: como se determina a luminosidade de uma estrela

Luminosidade (L): potência luminosa emitida pela estrela em todas as direções. Ex: $L_{\text{Sol}} = 3,8 \times 10^{26} \text{ W}$

Fluxo (F): potência por unidade de área que atinge uma superfície.

Relação entre luminosidade e fluxo de uma estrela à distância d :

$$F = L / \text{Área} = L / (4\pi d^2)$$

Portanto, o *brilho aparente* de uma estrela (ou seja, o fluxo que atinge a Terra) depende de quão brilhante é uma estrela, e da sua distância.

Propriedades Fundamentais de uma Estrela: determinação

Temperatura:

- cores ou tipo espectral

Composição química

- Análise espectral

Massa

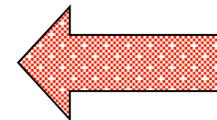
- sistemas binários

Luminosidade

- brilho aparente, compensado pela distância

Raio

- observação direta ou através de L e T_{ef}



Raios Estelares

A fotometria permite determinar a *luminosidade* de uma estrela (desde que sua distância seja conhecida).

Pode-se estimar a *temperatura* de uma estrela através do seu **espectro** ou da sua **cor**.

Lembrando da relação: $F = L / \text{Área}$

Usando a área da superfície da estrela ($A = 4\pi R^2$) e lembrando que $F = \sigma T_{\text{ef}}^4$, obtemos a seguinte relação entre a **luminosidade**, a **temperatura efetiva** e o **raio de uma estrela** (R)

$$L = 4\pi R^2 \sigma T_{\text{ef}}^4$$

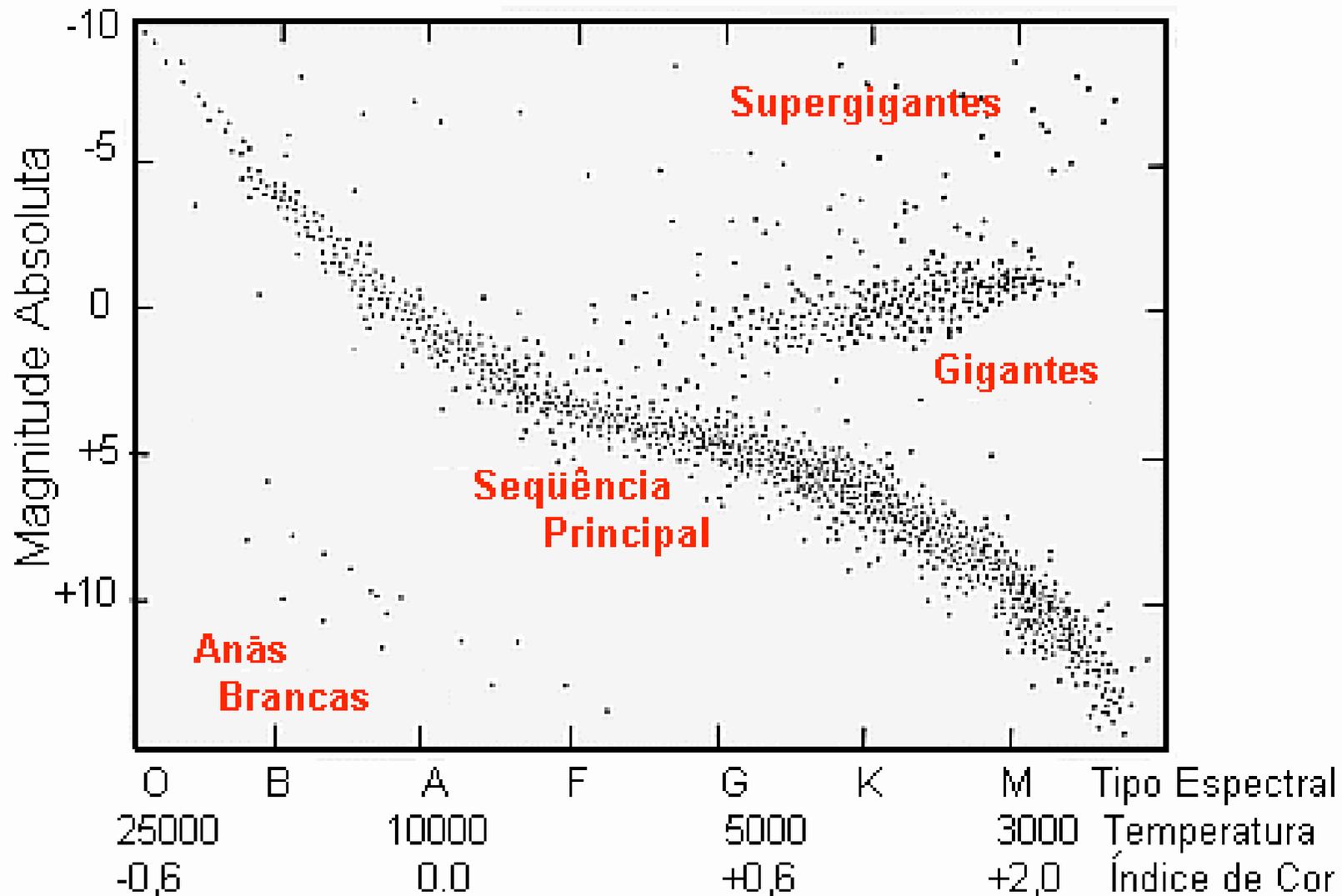
Raios Estelares

$$L = 4\pi R^2 \sigma T_{\text{ef}}^4$$

A relação acima mostra que T_{ef} , R , e L não são independentes! Se conhecemos 2 deles, podemos calcular o terceiro.

**O Diagrama HR:
uma das principais ferramentas da
astrofísica estelar**

Um Exemplo de Diagrama HR



Fim da Revisão

Medida de Distâncias em Astronomia

Sistema Métrico

Diâmetro da Terra = 12.765,2 km

Circunferência = $\pi D = 40.074,1$ km

1/4 da circunferência = 10.018,5 km \sim 10.000 km

Coincidência?

Não, pois o metro foi originalmente definido como sendo $1/10^7$ da distância entre o equador e um polo terrestre.

Como era de pouco uso prático, definiu-se, em 1889, que o metro era dado pelo comprimento de uma barra de platina e irídio mantida no Departamento Internacional de Pesos e Medidas

Sistema Métrico

Em 1960, o metro foi redefinido novamente como sendo 1.650.763,73 vezes o comprimento de onda de uma transição atômica do Kr 86

Vantagem desta definição: pode, em princípio, ser reproduzida por qualquer pessoa

Finalmente, em 1983, o metro foi redefinido como sendo a distância que a luz percorre em $1 / 299.792.458,6$ segundos no vácuo.

Ou seja:

$$299.792.458,6 \text{ m} = 1 \text{ segundo-luz no vácuo}$$

Distâncias no Sistema Solar

Terceira lei de Kepler:

$$a^3[\text{ua}] = P^2 [\text{anos}]$$

Essa lei estabelece as distâncias *relativas* entre os corpos do Sistema Solar.

Para se conhecer as distâncias *absolutas* deve-se medir diretamente a distância a pelo menos um dos corpos do SS.

Ex: em 1761 e 1769, uma campanha internacional de astrônomos foi organizada para medir a distância até Vênus durante sua passagem em frente ao disco solar (trânsito)

Distâncias no Sistema Solar

Modernamente, as distâncias entre os corpos do SS podem são medidas em precisão de 1 parte em um bilhão (!!!) usando *radares*

Radar = RAdio Detection And Ranging

Ondas de rádio com comprimentos de onda de centímetros a metros refletem em superfícies sólidas.

Medindo-se o tempo transcorrido entre a *emissão* da onda por uma antena e a detecção do sinal refletido, conhece-se a distância ao objeto.

Radars não podem ser usados para se medir a distância ao Sol diretamente. Porquê?



Distâncias no Sistema Solar

Anos de estudos cuidadosos com radares permitiram aos astrônomos determinar a **distância média entre a Terra e o Sol** (unidade astronômica)

$$1 \text{ ua} = 149.597.828.000 \text{ m}$$

~ 500 segundos-luz

~ 8 minutos-luz

Distância às Estrelas

Métodos usados para o sistema solar para determinar d (radares ou lei de Kepler - movimentos orbitais) **não** podem ser aplicados às estrelas.

Estrelas: distâncias envolvidas grandes demais → outras formas de determinar o quanto elas estão distantes.

Quais são esses métodos?

1 - Paralaxe Trigonométrica

Dicionário Houaiss: Paralaxe: deslocamento aparente de um objeto quando se muda o ponto de observação

Exemplo cotidiano de paralaxe: **nossa percepção de profundidade.**

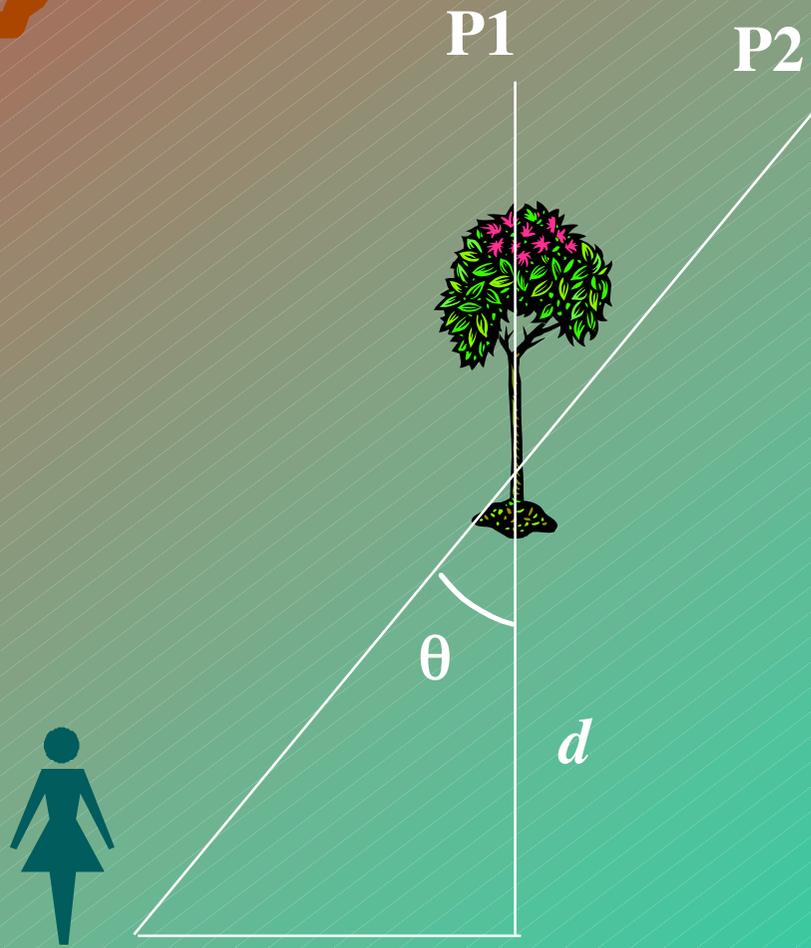
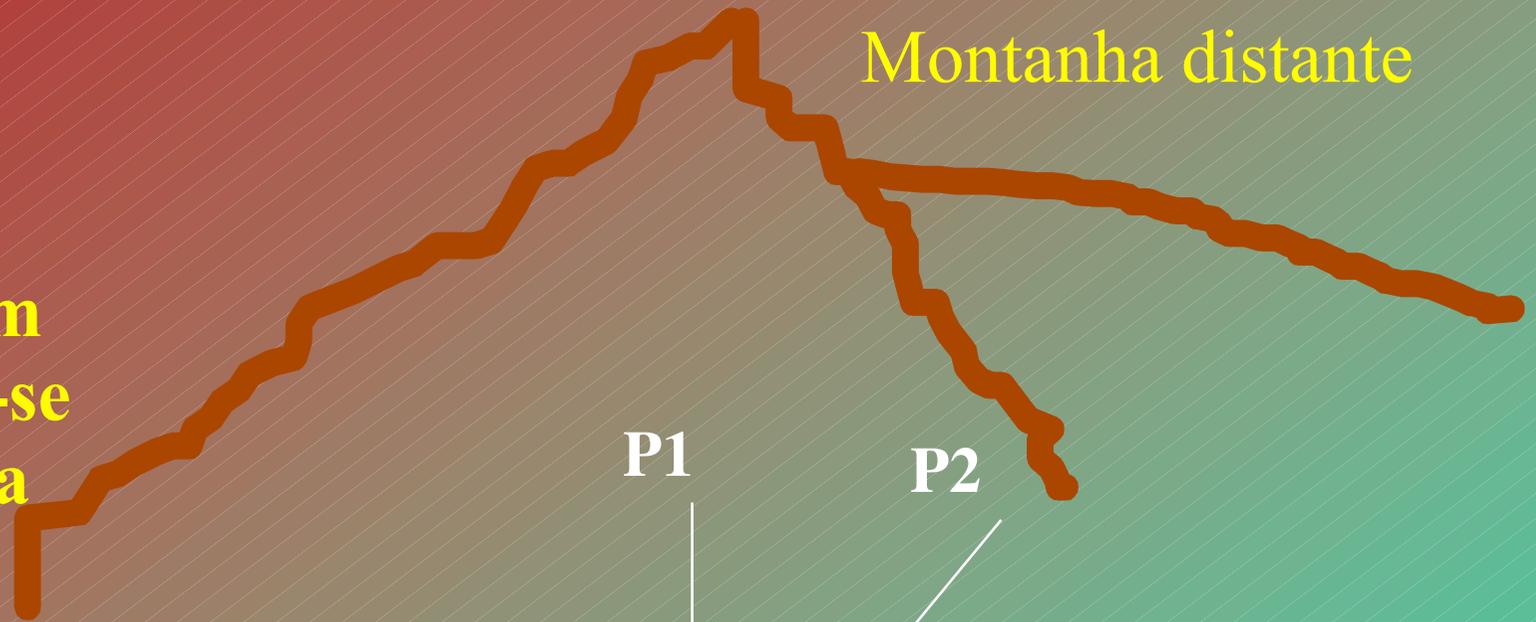
Nosso cérebro determina a distância aos objetos próximos (algumas dezenas de metros) comparando as imagens obtidas por cada olho.

Experiência em sala...

A paralaxe é a base do princípio da **triangulação.**

O princípio da triangulação: medindo-se a distância até um objeto, usando-se como referência outros muito distantes.

Ex: medindo a distância a uma árvore, usando-se como referência uma montanha distante



Medidos:

b
 θ

obtém-se d de:

$$\tan \theta = b / d$$

$$d = b / \tan \theta$$

b = linha de base

1 - Paralaxe Trigonométrica

Por que nosso olho consegue “medir” a distância apenas dos objetos mais próximos (dezenas de metros)?

Porque a nossa *linha de base* (distância entre as pupilas) é pequena.

À medida que a distância aumenta, o deslocamento angular do objeto em relação ao fundo fica menor, e eventualmente torna-se imperceptível.

Como as distâncias entre a Terra e os planetas é enorme, precisamos de uma enorme linha de base.

Felizmente, temos duas à nossa disposição:

- diâmetro da Terra
- órbita da Terra

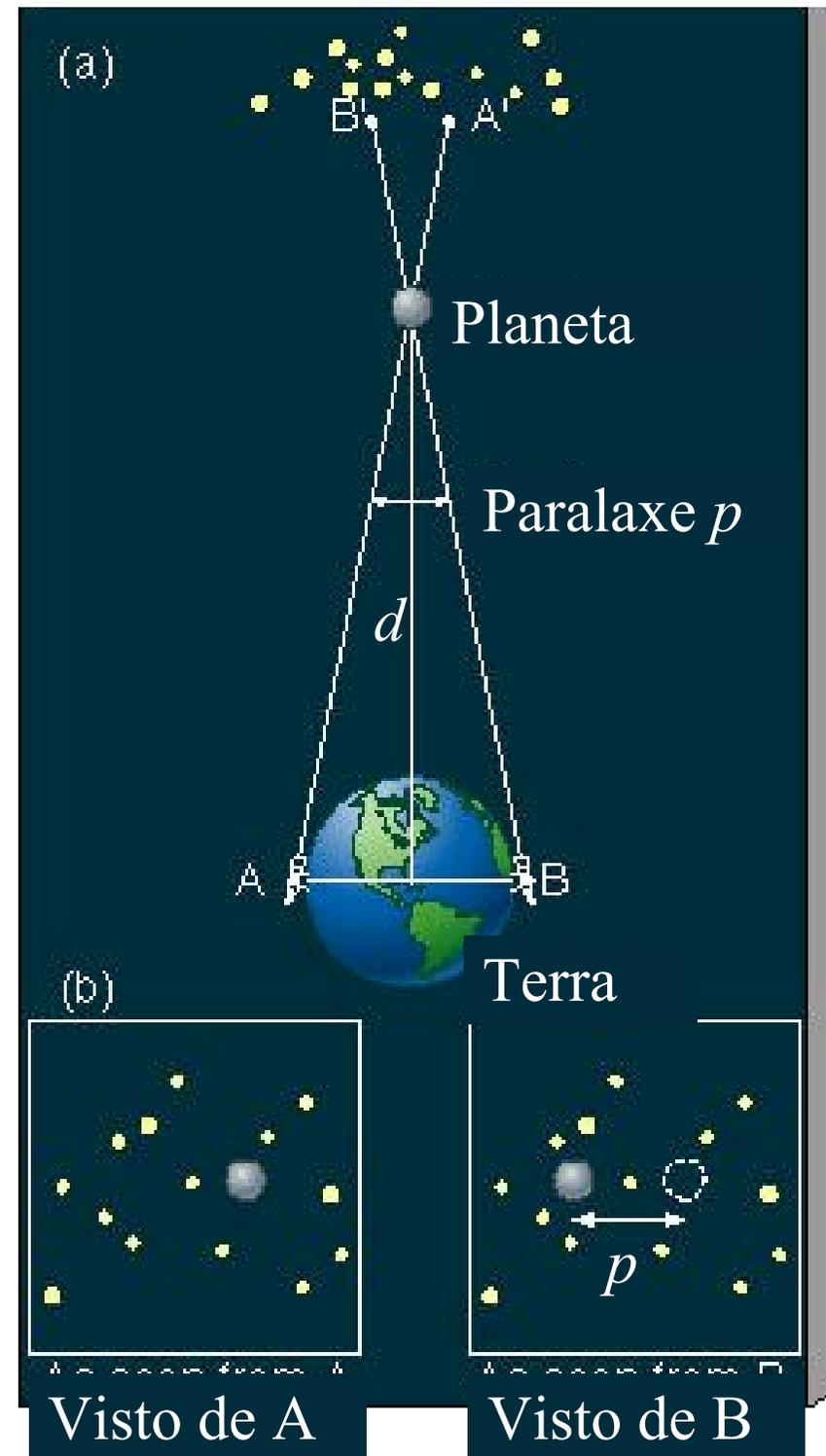
As primeiras medidas precisas de distâncias no sistema solar foram feitas usando-se o diâmetro da Terra como linha de base:

1) Observa-se o asteróide de duas posições diferentes ao mesmo tempo

2) Mede-se o ângulo p à partir da mudança da posição do planeta com respeito às estrelas distantes

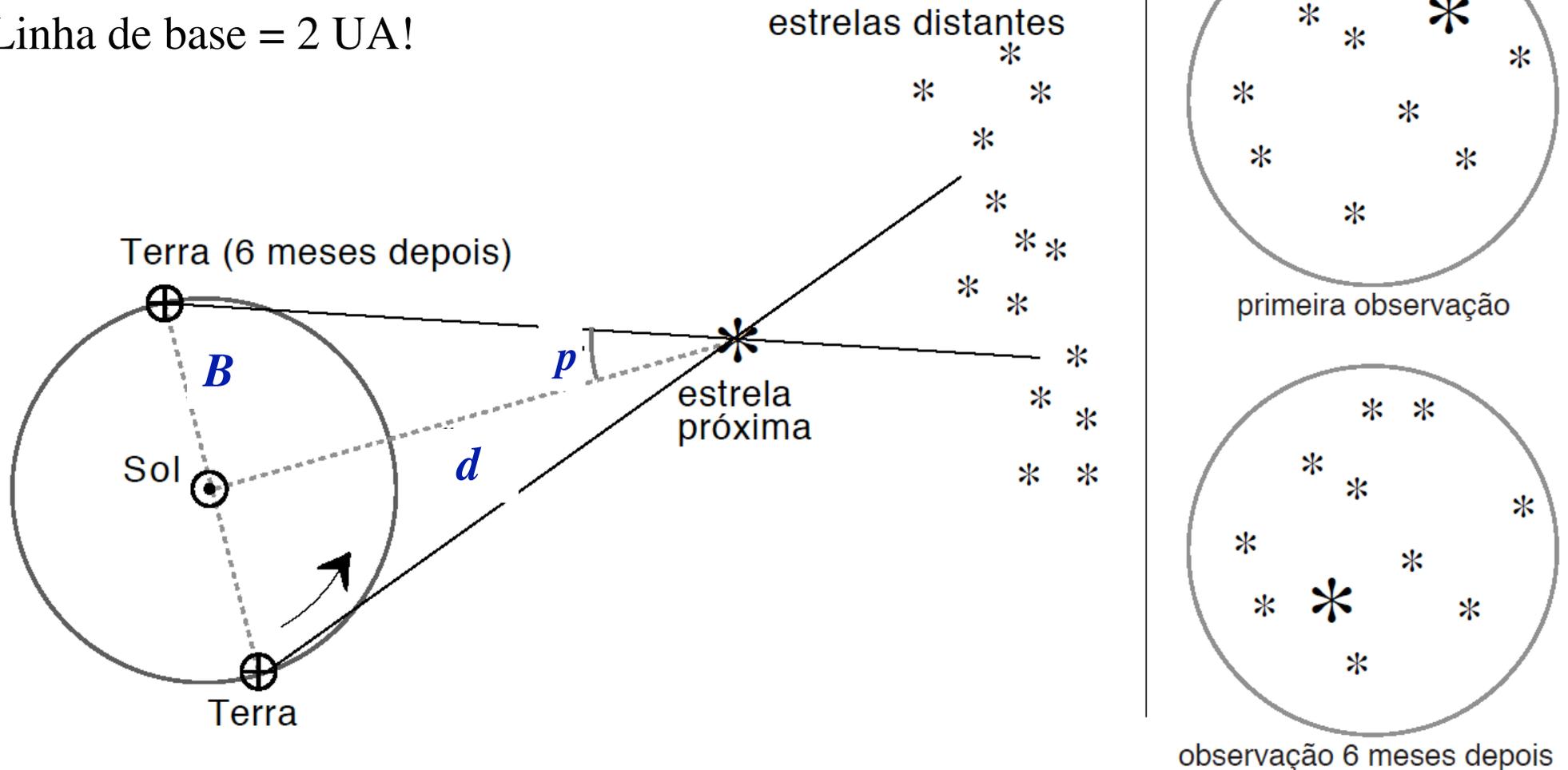
3) Calcula-se d :

$$\tan p = R_{\text{Terra}} / d$$



Distância a uma Estrela Próxima

Linha de base = 2 UA!



Sabendo-se B ($= 1$ UA) e medindo-se p , mede-se a distância d .

Quanto mais distante, menor o ângulo p e mais difícil é a medida

Distância e Paralaxe

Fórmula da paralaxe:

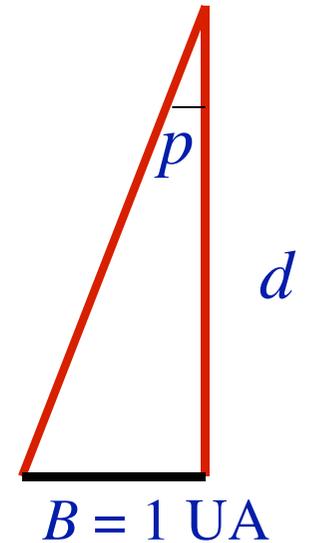
$$\tan p = \frac{B}{d}$$

Se $B \ll d$, o ângulo p é muito pequeno e nesse caso:

$$\tan p \approx p[\text{rad}]$$

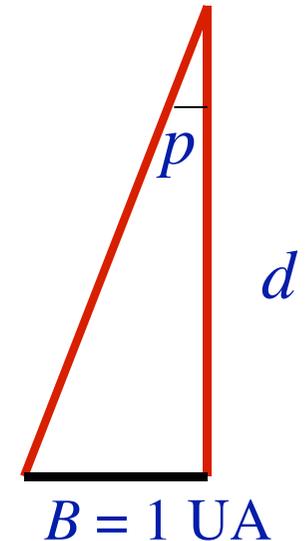
A distância ao objeto é, portanto:

$$d = \frac{B}{p[\text{rad}]}$$



Distância e Paralaxe

$$d = \frac{B}{p[\text{rad}]}$$



Como expressar o ângulo p em segundos de arco?

$$180^\circ = 180 \times 60 \times 60 = 648000''$$

$$\pi[\text{rad}] = 180^\circ \quad \therefore \boxed{1[\text{rad}] = 206265''}$$

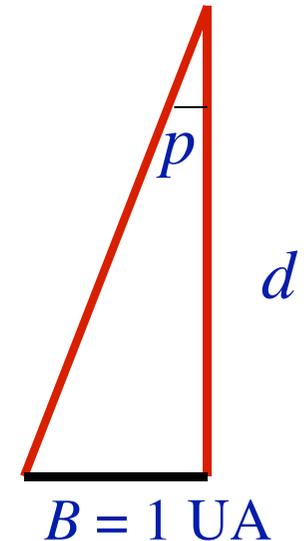
Dessa forma, a fórmula para a distância fica:

$$d = \frac{206265 \text{ UA}}{p[']}$$

Distância e Paralaxe

$$d = \frac{206265 \text{ UA}}{p["]}$$

Definindo uma nova unidade de medida:



$$1 \text{ parsec} = 206265 \text{ UA} = 3,26 \text{ anos-luz}$$

$$d[\text{pc}] = \frac{1}{p["]}$$

Uma estrela a um pc de distância tem uma paralaxe de 1 segundo de arco.

parsec = **par**allax **sec**ond

Exemplos

1) A primeira paralaxe foi medida por Bessel em 1838 para a estrela 61 Cygni

Ele determinou $p = 0,314''$ o que corresponde a uma distância de

$$d = 1/0,314'' = 3,2 \text{ pc}$$

Para se ter uma idéia da dificuldade envolvida:

$0,314''$ corresponde ao tamanho angular de uma moeda de 1 centavo (1 cm) a 6,6 km de distância

2) Estrela mais próxima de nós: Proxima Centauri,
 $d = 1,32 \text{ pc}$, que corresponde a uma paralaxe de
 $p = 0,75''$



Friedrich Wilhelm Bessel

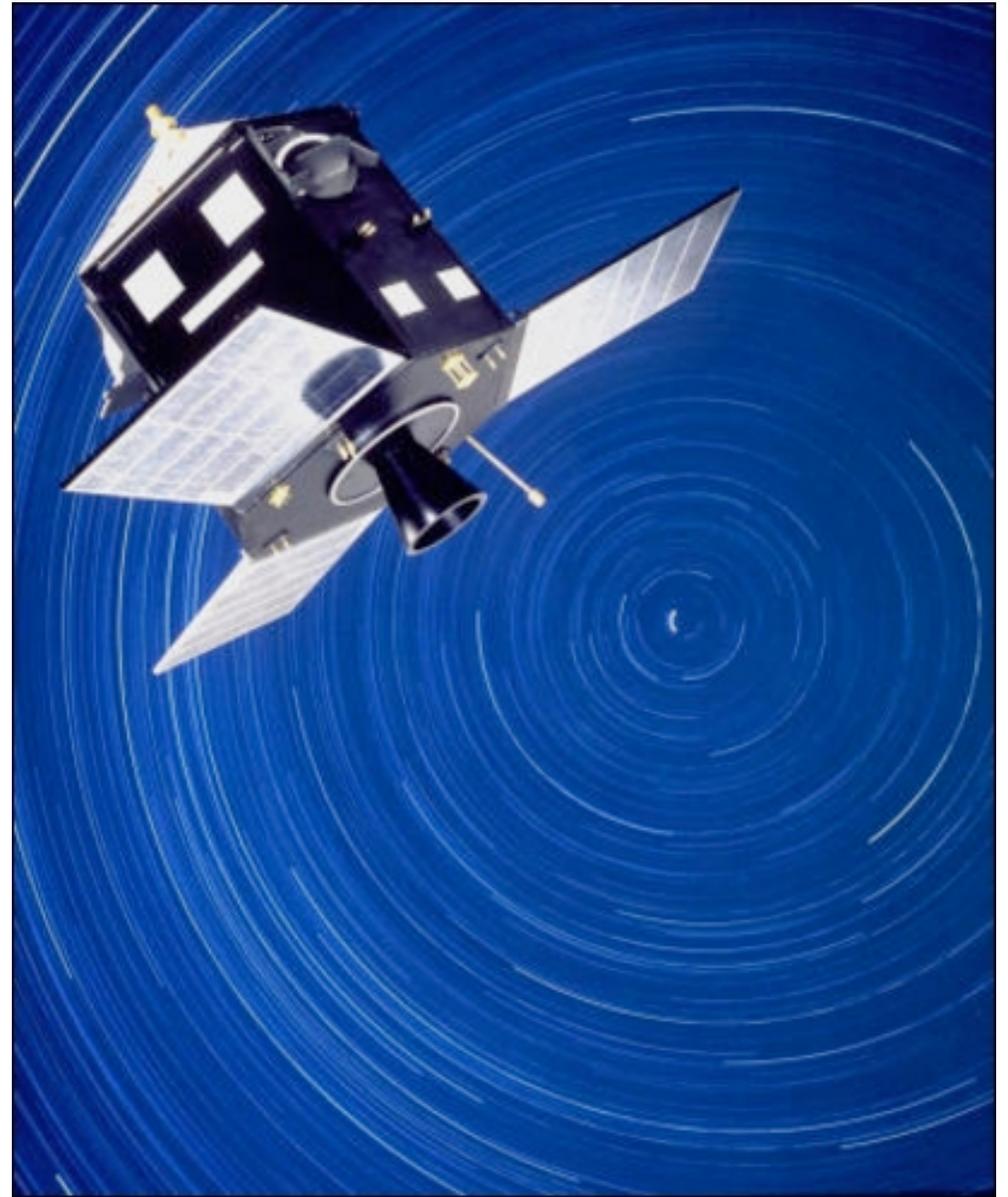
Missão Espacial Hipparcos

Satélite da agência espacial europeia que mediu com precisão a paralaxe de mais de cem mil estrelas com precisão de um milésimo de segundo de arco (moeda de 1 centavo vista a 2000 km!)

O limite de distância do Hipparcos foi de aproximadamente 400 pc

Considerando que a Galáxia tem um diâmetro de ~ 30.000 pc, vemos que apenas nossa vizinhança mais imediata foi mapeada.

Como fazemos para medir distâncias maiores?



2 - Paralaxe Espectroscópica

Princípio:

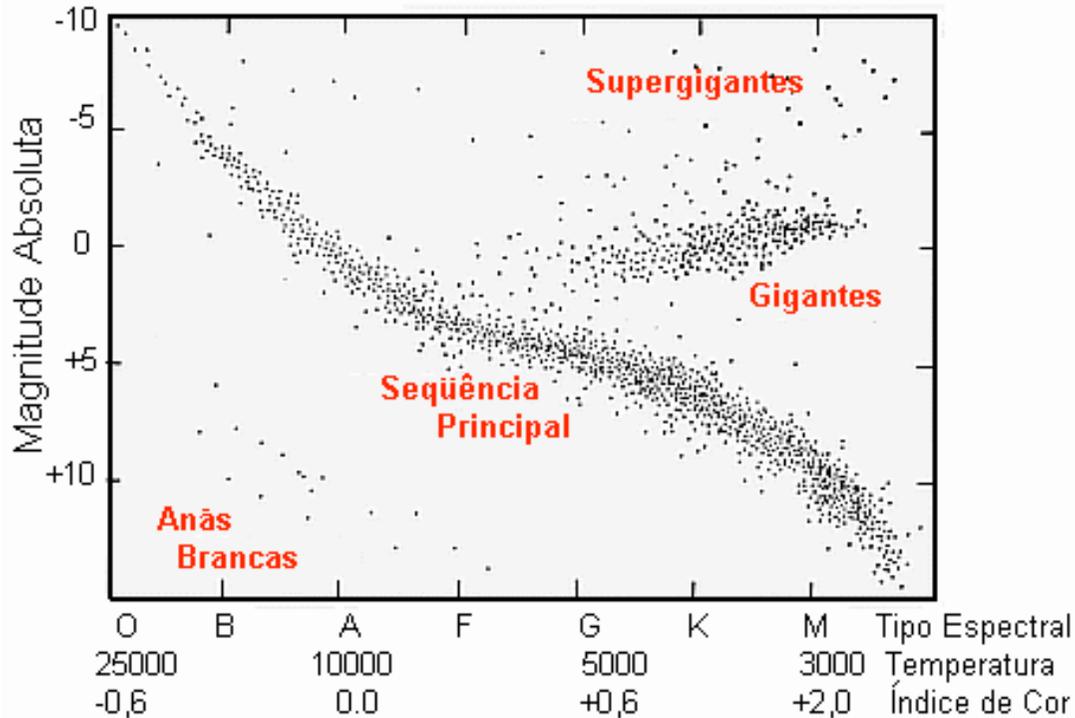
- 1) Constroi-se um diagrama HR de calibração, usando-se estrelas próximas cuja distância é conhecida pela paralaxe trigonométrica
- 2) Análisa-se o espectro de uma estrela, e determina-se o seu **tipo espectral** e **classe de luminosidade**
- 3) Usa-se o diagrama HR para se determinar a **luminosidade** da estrela
- 4) Mede-se o **fluxo aparente** ou **magnitude** usando-se um fotômetro.
- 5) Calcula-se a distância a partir da relação:

$$F = L/(4\pi d^2)$$

2 - Paralaxe Espectroscópica

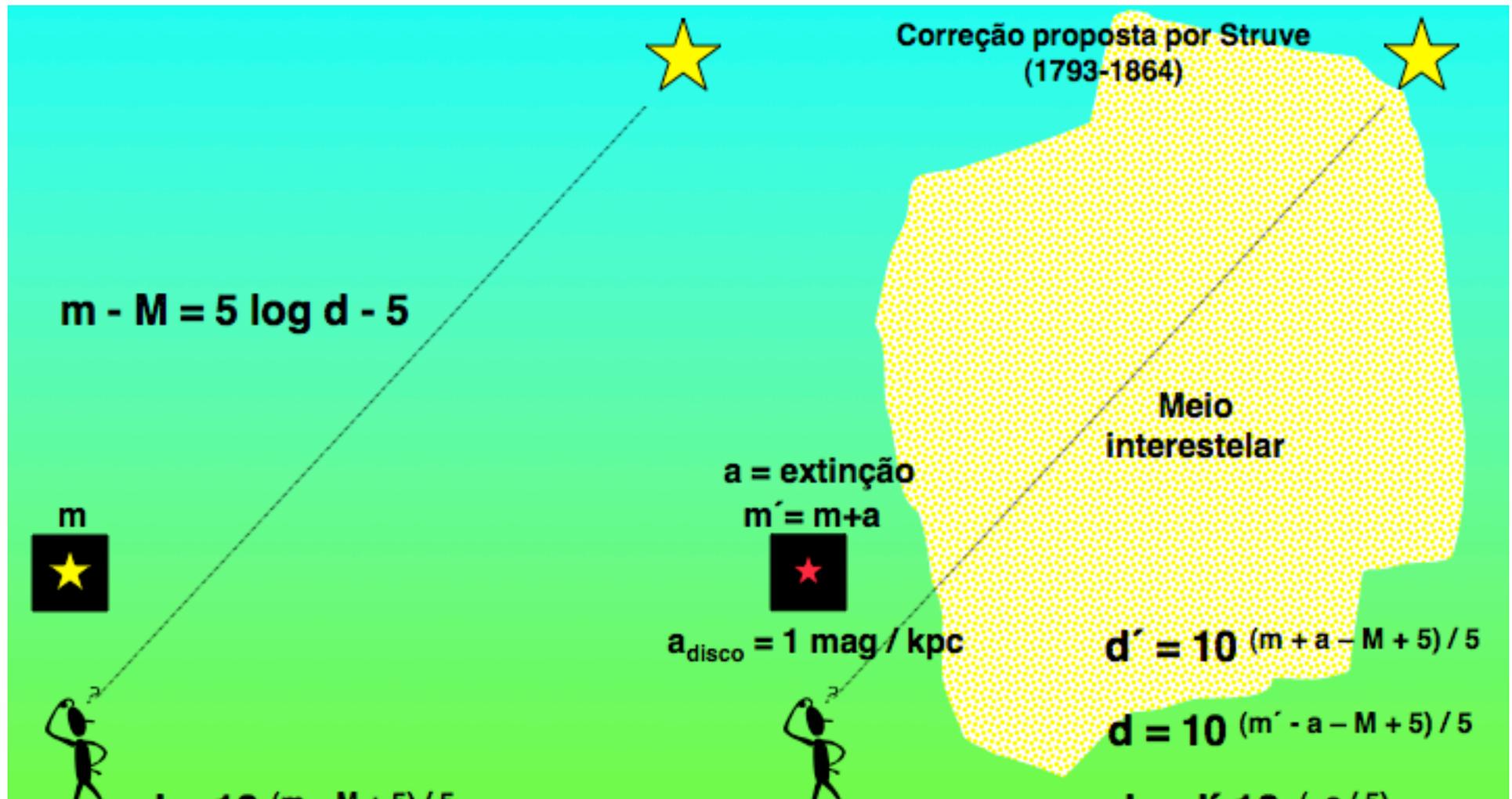
Esse método foi sugerido em 1914 por W.S. Adams & A. Kohlschütter e foi muito usado para determinar distâncias dentro de nossa Galáxia. Entretanto, esse método tem dois problemas fundamentais

1) Incerteza na determinação de L

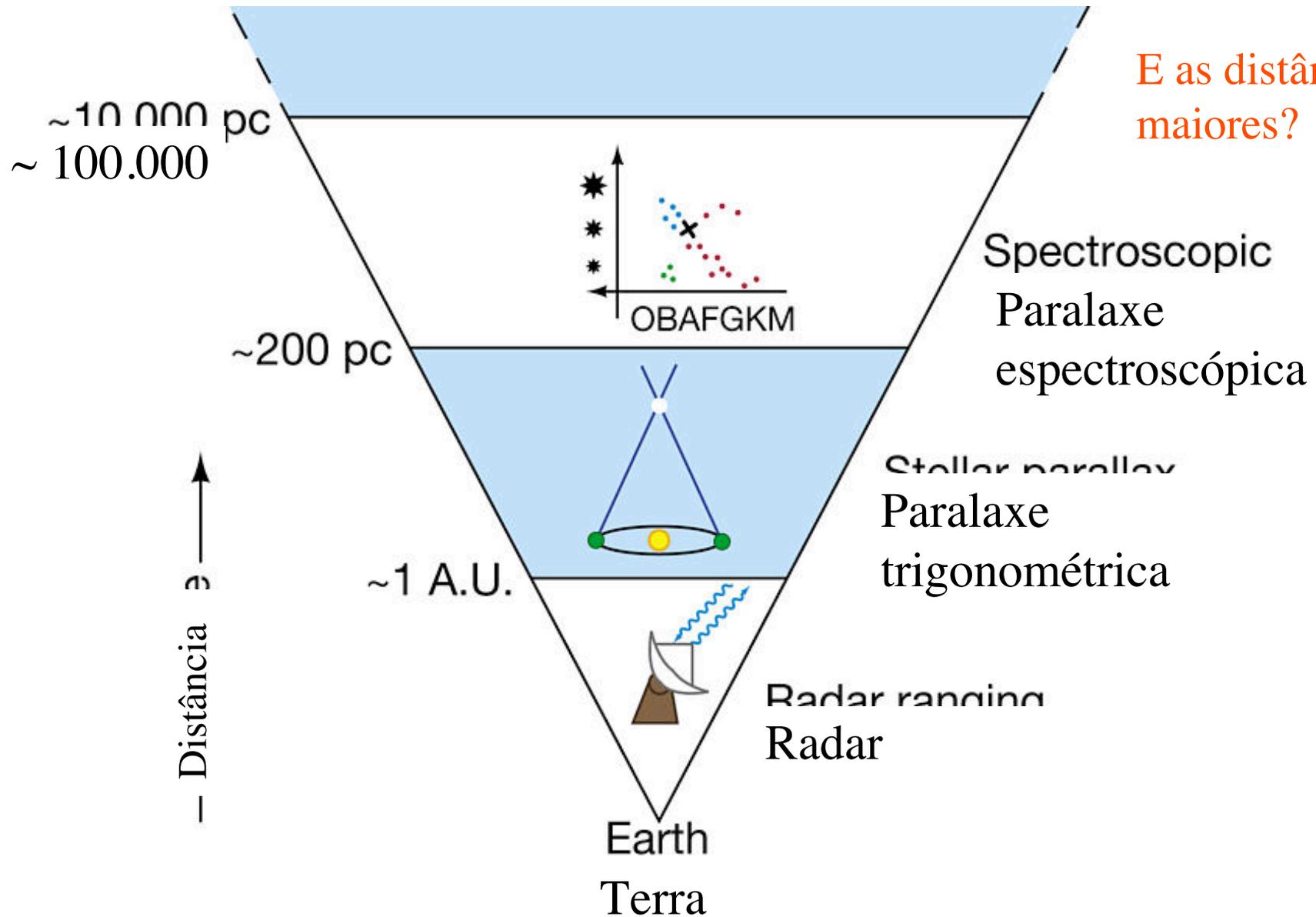


2 - Paralaxe Espectroscópica

2) **Absorção interestelar** afeta o fluxo F medido no telescópio



Escalas de distância



3 - Velas-Padrão

Algumas estrelas possuem uma relação entre sua **luminosidade** e alguma outra propriedade física. Tal relação permite que tais estrelas sejam usadas como **velas-padrão** para determinação de distâncias.

Exemplo mais importante: **Cefeidas**

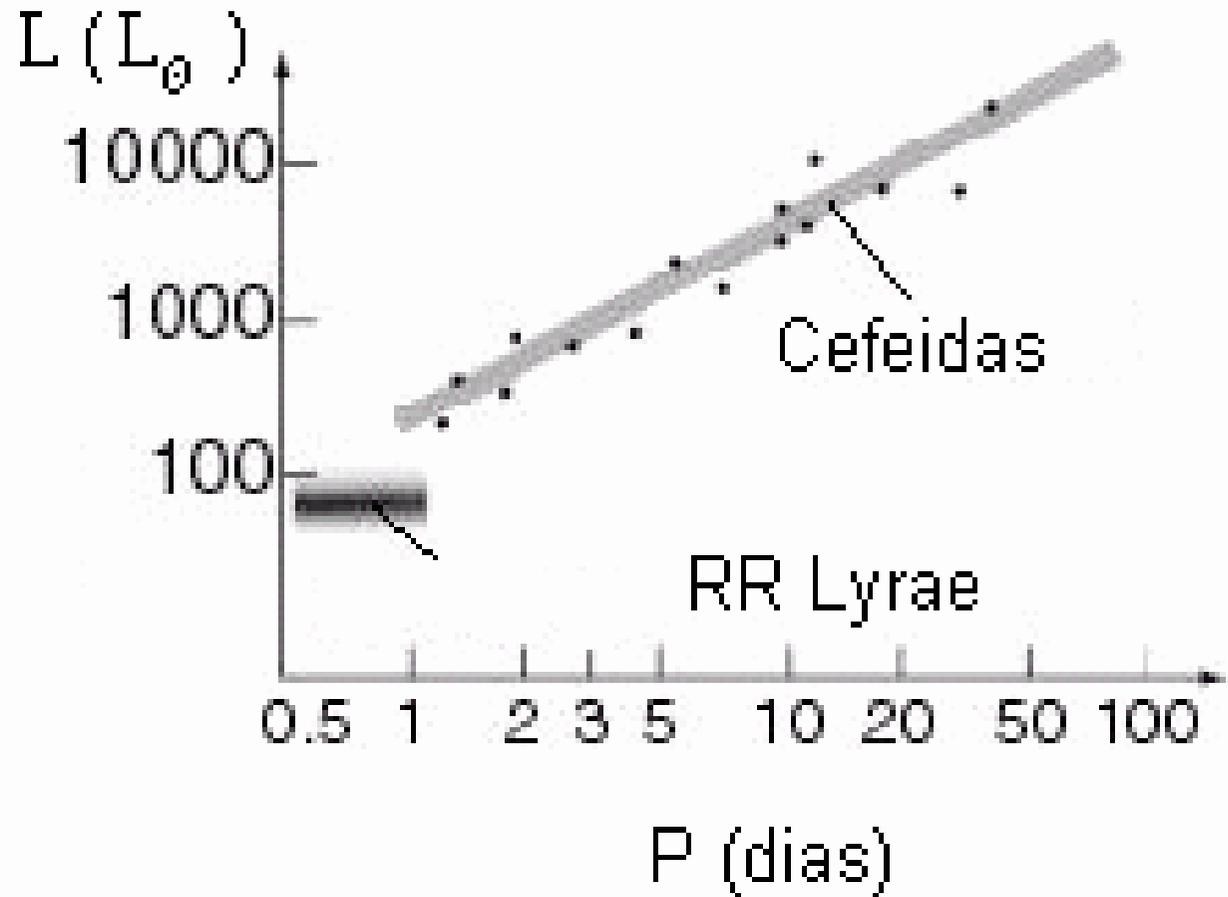
As Cefeidas são **estrelas pulsantes extremamente luminosas**. Por serem tão brilhantes, elas podem ser observadas mesmo em outras galáxias (!).

→ período de pulsação diretamente associado à sua luminosidade.

Gráfico do período de pulsação (P) vs luminosidade (L) para as Cefeidas



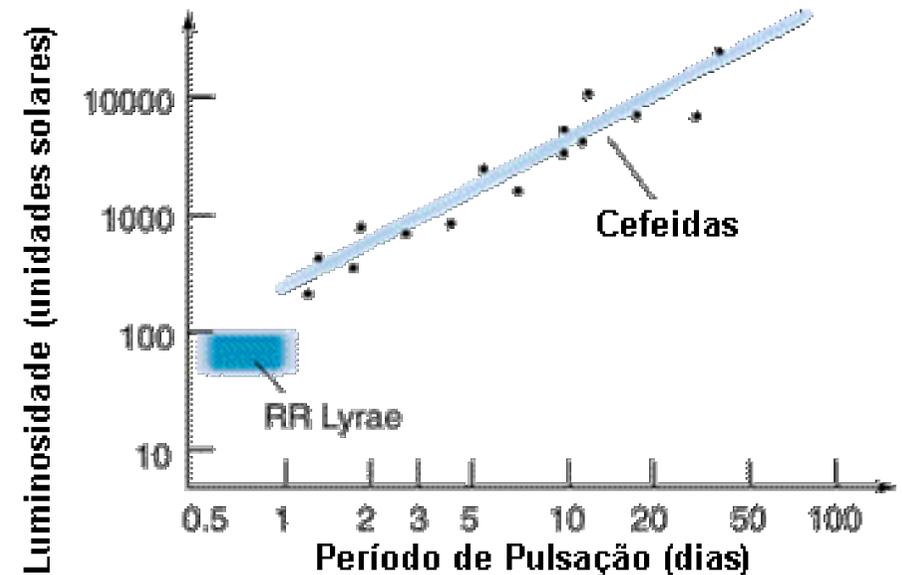
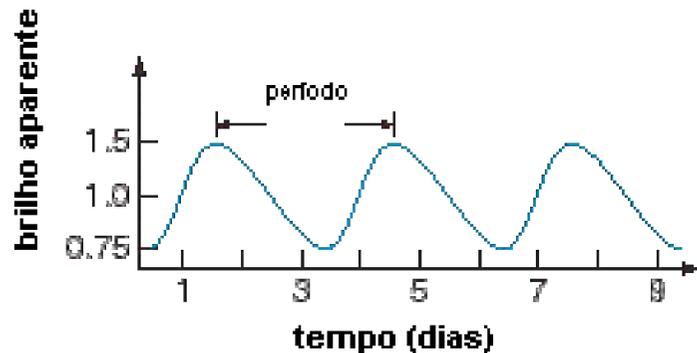
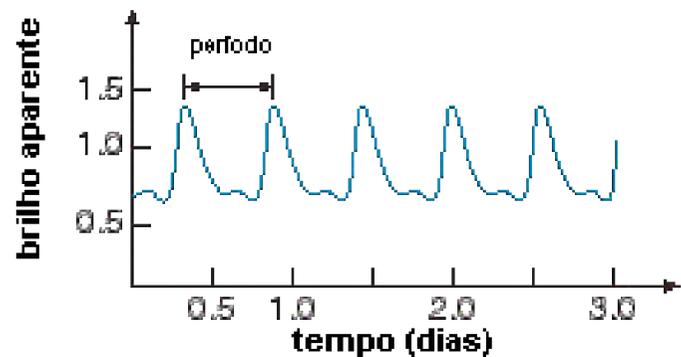
Henrietta Leavitt



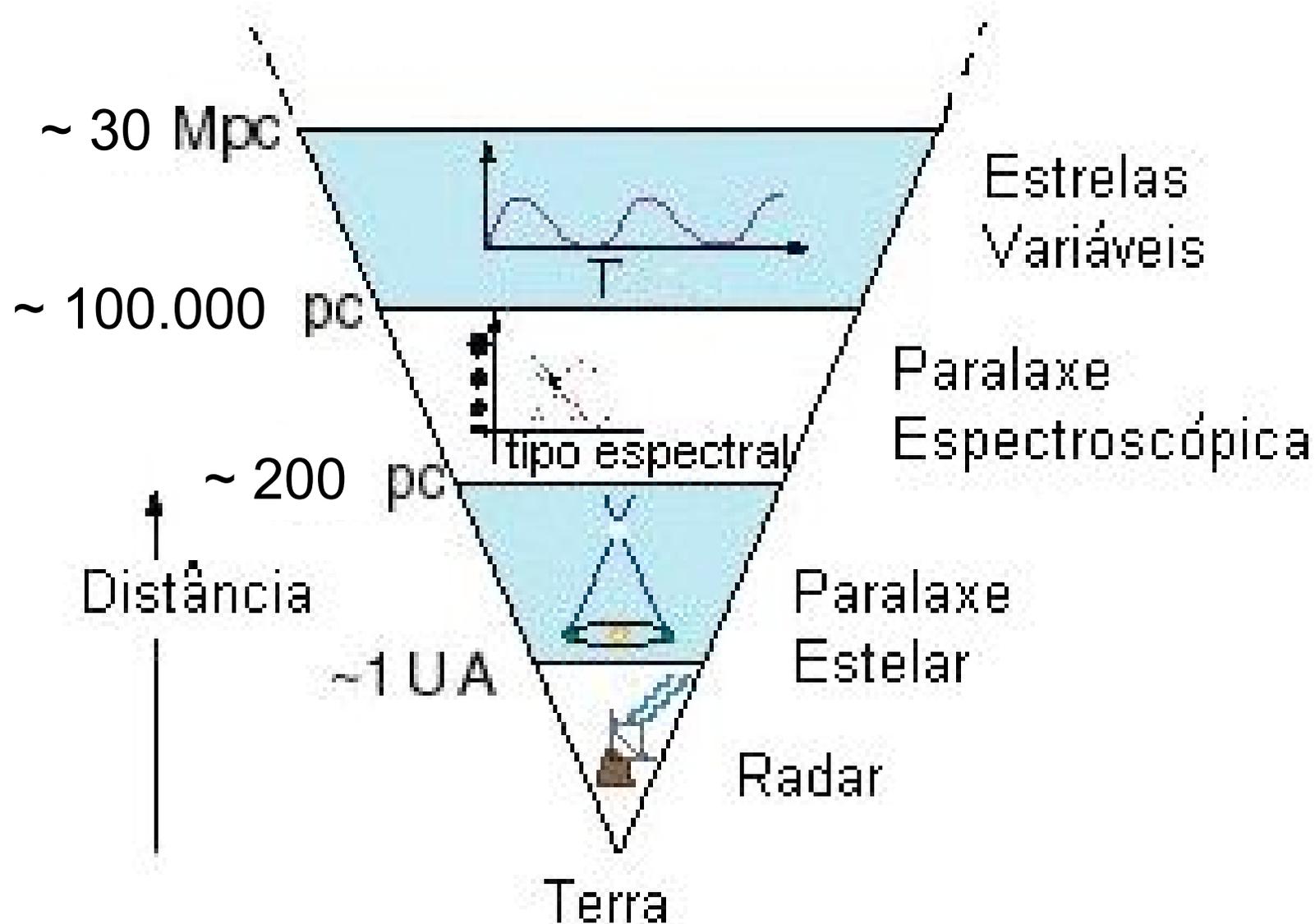
A descoberta desta relação teve um impacto enorme na **cosmologia**, pois permitiu determinar, pela primeira vez, a distância a outras galáxias -> estrutura do Universo.

Variáveis Cefeidas

Uma vez medida a luminosidade aparente de uma Cefeida, podemos determinar sua luminosidade intrínseca, que nos permitirá, por sua vez, determinar sua distância



Sumário dos 3 métodos para medir a distância de objetos a diferentes distâncias



Agradecimento:

Parte dos slides desta apresentação foram gentilmente fornecidos pela profa. Elisabete Gouveia dal Pino e pelo prof. Roberto Boczko (IAG/USP)