

6^a Escola de Astrofísica e Gravitação da IST

Astrofísica Estelar

Mário G. Santos (mgrsantos@ist.utl.pt)

CENTRA -Centro Multidisciplinar de Astrofísica

Lisboa, IST, Setembro de 2012

Bibliografia

- B. W. Carroll & D. A. Ostlie, “An Introduction to Modern Astrophysics”, Addison-Wesley, 2007
- R. J. Taylor, “The Stars: their structure and evolution”, Cambridge University Press, 1970
- Bennett, Donahue, Schneider & Voit, “The Cosmic Perspective”, Addison-Wesley, 2007
- N. Sá, “Astronomia Geral”, Escolar Editora, 2005
- Internet: Wikipedia, Hubble site, NASA, www.masteringastronomy.com, etc
- Slides das aulas

Programa

- Aula 1:
 - Propriedades das estrelas
 - Formação
- Aula 2:
 - Sequência Principal
 - Estrutura interna
- Aula 3:
 - Evolução das estrelas
 - Estados finais
 - As primeiras estrelas no Universo

Estrelas...

- Importante como objectos de estudo: modelos de formação e evolução estelar, buracos negros, supernovas, etc
- Responsáveis por grande parte da radiação observada na região do óptico e infravermelho próximo
- A luz total emitida nas galáxias permite estudar a estrutura e evolução do Universo

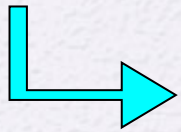


Propriedades das estrelas

Primeira aula, parte 1

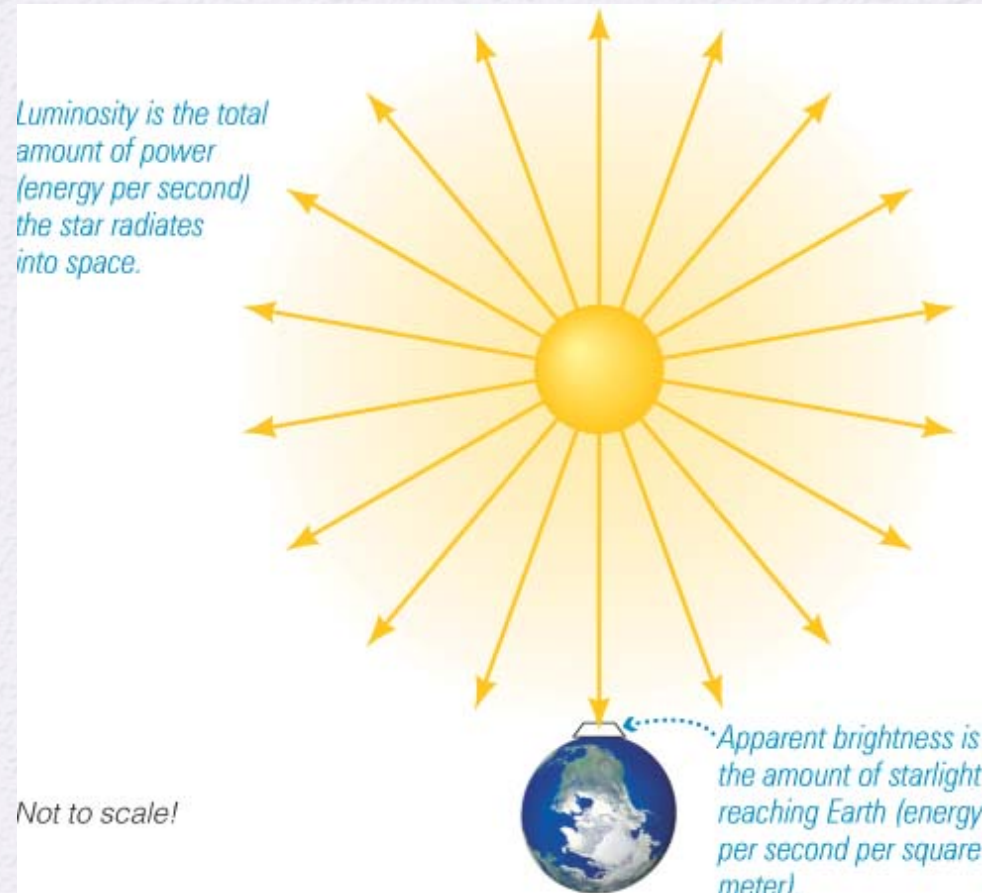
Fluxo/Luminosidade

- Informação obtida através da análise da luz das estrelas
- **Luminosidade (L):** energia total emitida pela estrela, sob a forma de radiação, por unidade de tempo [J/s]



Propriedade intrínseca!

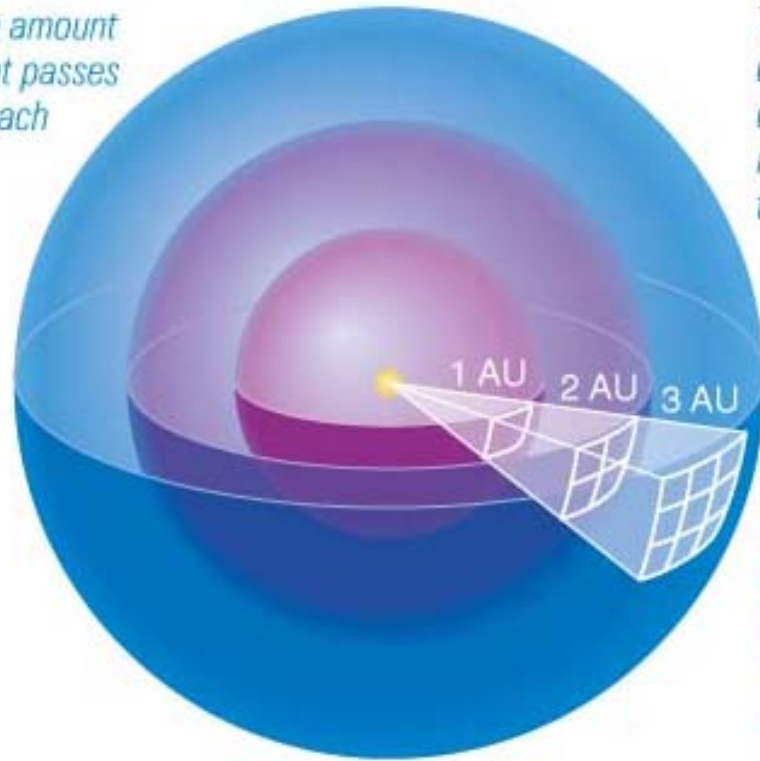
- **F – Fluxo de radiação** (brilho aparente): Energia radiativa recebida por unidade de área e unidade de tempo [J/s/m²] (medido por fotómetros)



Fluxo/Luminosidade

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

The same amount of starlight passes through each sphere.

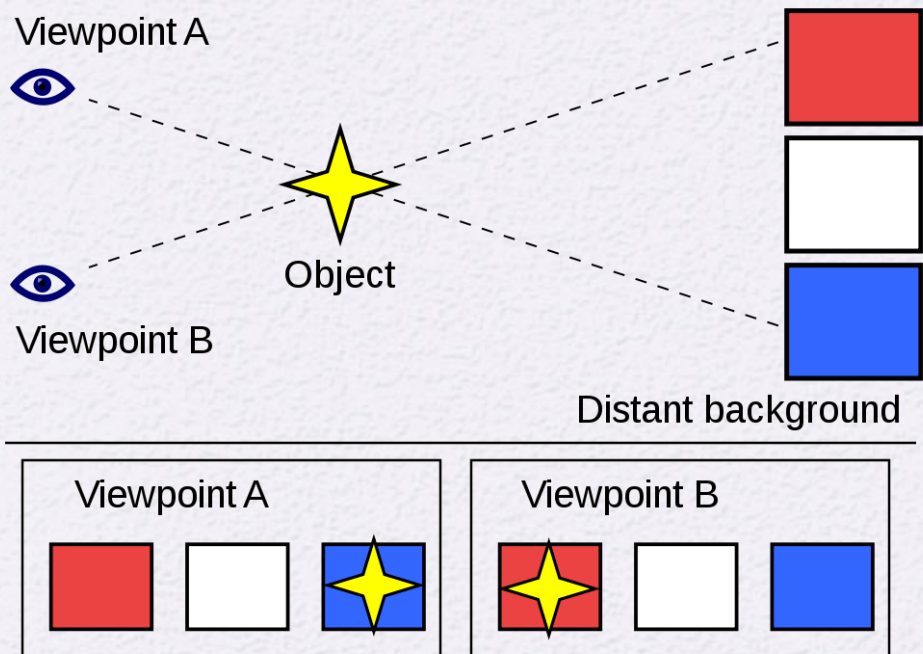


The surface area of a sphere depends on the square of its radius (distance from the star) ...

... so the amount of light passing through each unit of area depends on the inverse square of distance from the star.

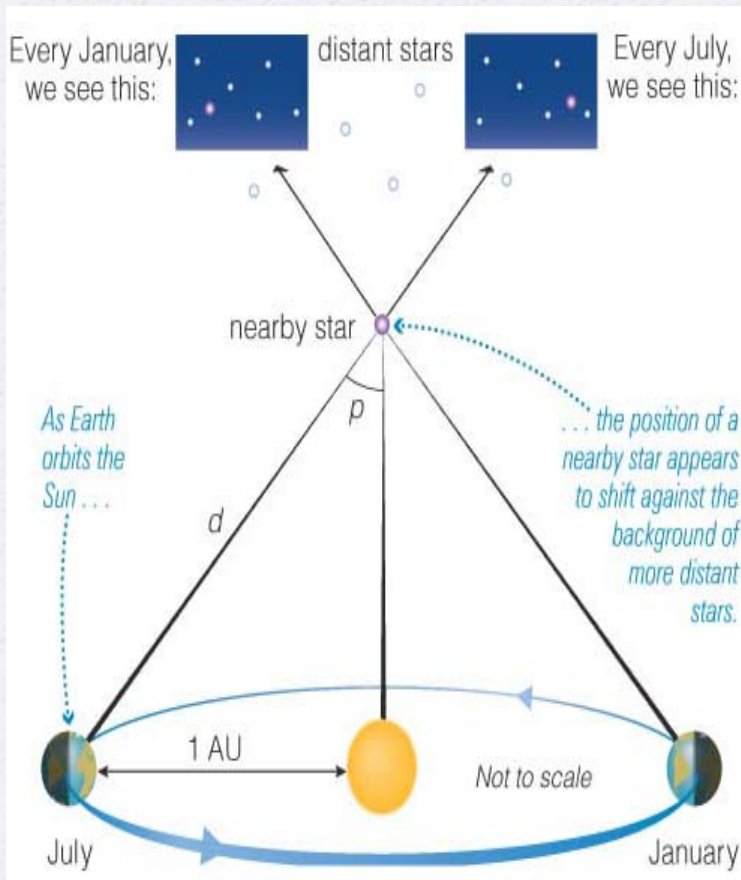
Distância Terra-Estrela

- Usando a paralaxe:



- Mudança da posição aparente de um objecto relativamente a um fundo fixo
- Sabendo o ângulo desta mudança e a distância entre os pontos A e B, podemos calcular a distância ao objecto
- Permite aos humanos ter a noção de profundidade e perspectiva!

Distância Terra-Estrela



- Medir movimento aparente das estrelas usando o fundo de estrelas mais distantes
- Necessário distâncias grandes para observar o ângulo → fazer observações enquanto a Terra se move em torno do Sol (e.g. Julho e Janeiro):

$$\sin(p) = \frac{1 \text{ AU}}{d}$$

parallax angle \leftarrow $\sin(p)$ \leftarrow d \rightarrow distance to star

Ângulo pequeno:

$$d \approx \frac{1 \text{ AU}}{p \text{ [radians]}} \approx \frac{206265 \text{ AU}}{p \text{ [arcsec]}}$$

Para 1": $d \approx 206265 \text{ AU} \equiv 1 \text{ parsec [pc]}$

Distância a estrelas próximas: exemplos

- Paralaxes a partir do solo até $\sim 0.01''$
 - Até ~ 100 pc
 - ~ 1000 estrelas
 - Primeira medição: 61 Cygni ~ 3.5 pc (Friedrich Bessel - 1838)
 - Estrela mais próxima: Proxima Centauri - $0.762''$
 ~ 1.31 pc
- Satélite Hipparcos $\sim 0.001''$
 - até 1000 pc
 - $\sim 100,000$ estrelas
- GAIA (2013) $\sim 0.00002''$
 - até 50 Kpc
 - ~ 1 mil milhões de estrelas



Magnitudes

- Magnitude aparente (m)
 - Escala para brilho aparente da estrela
 - Definição:

$$m_1 - m_2 = -2.5 \log_{10} \left(\frac{F_1}{F_2} \right)$$

- Estrelas mais brilhantes – menor magnitude aparente
 - “Olho nú”: $m < 6$ (Sol: $m = -26,8$, Sirius: $m = -1,47$)
 - Máximo $\sim 30 \Rightarrow 10^{23}$ menos brilhante que Sol
- Magnitude absoluta (M_b) – medida da Luminosidade
 - Magnitude aparente para estrela à distância de 10 pc

$$m - M_b = 5 \log_{10} \left(\frac{d}{10 \text{ pc}} \right) \text{ (sem extinção)}$$

1 pc $\approx 3 \times 10^{13}$ Km ($\approx 200\,000$ UA)

Parâmetros estelares

	Estrelas	Sol
Luminosidade	$10^{-5} L_{\odot} < L < 10^6 L_{\odot}$	$L_{\odot} \sim 10^{26} \text{ J/s}$
Temperatura à Superfície	$10^3 \text{ K} < T < 10^5 \text{ K}$	$T_{\odot} \sim 5800 \text{ K}$ $T_{\odot} (\text{central}) \sim 10^6 \text{ K}$
Massa	$0,5 M_{\odot} < M < 70 M_{\odot}$	$M_{\odot} \sim 10^{30} \text{ Kg}$
Raio	$10^{-2} R_{\odot} < R < 10^3 R_{\odot}$	$R_{\odot} \sim 10^8 \text{ m}$

- Pistol Star (constelação Sagitário) – $M \approx 100 M_{\odot}$
- Gliese 623b (Hercules) – $L \approx 10^{-5} L_{\odot}$
- Grande intervalo de valores!

Radiação

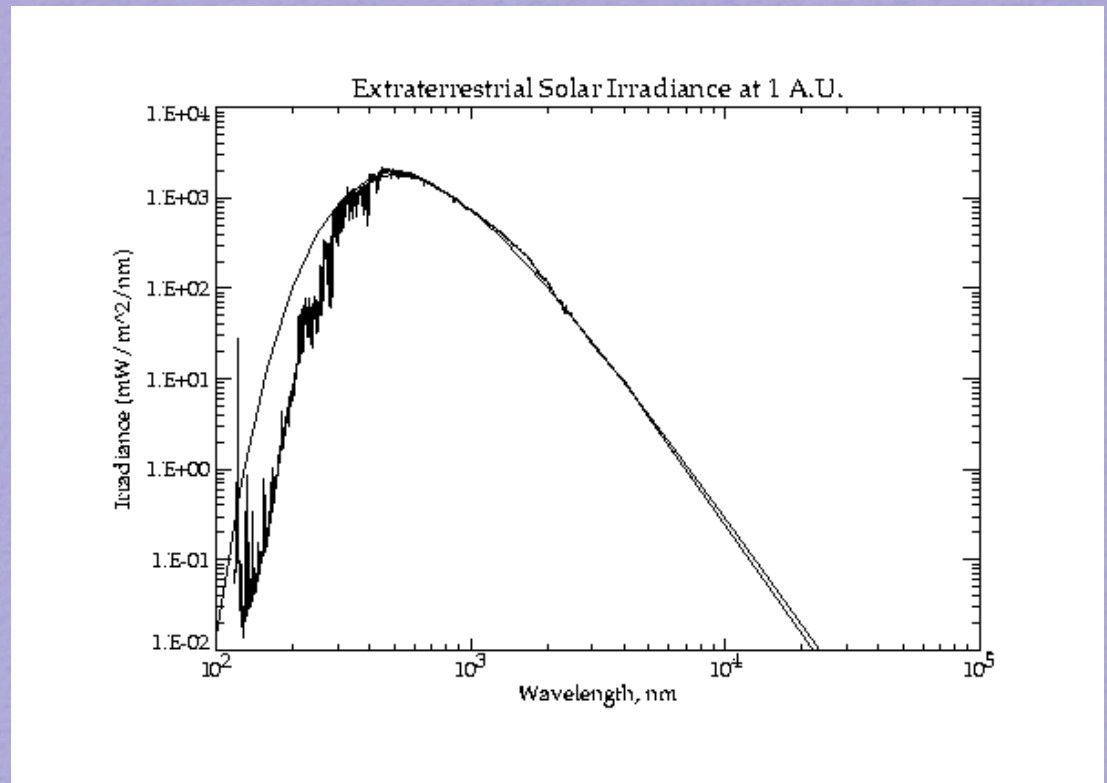
Espectro das estrelas

- Intensidade da radiação recebida versus comprimento de onda

Fundo contínuo (radiação do corpo negro – apenas depende da temperatura, T)

+

Riscas espectrais (absorção na atmosfera da estrela)



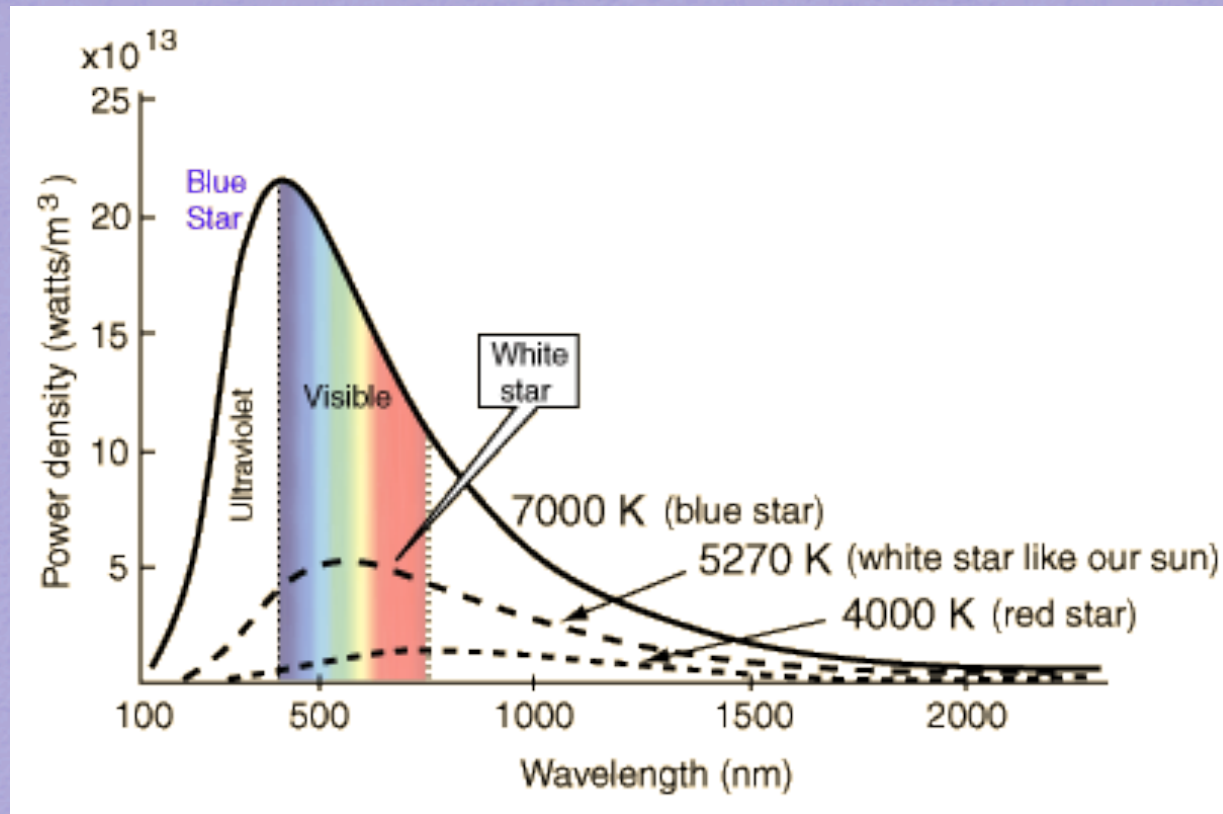
Fluxo da radiação solar em função do comprimento de onda

“Côr”

- Análise do espectro contínuo
 - U – magnitude aparente na região do ultravioleta (3650 Å ± 340 Å)
 - B – magnitude aparente na região do azul (4400 Å ± 470 Å)
 - V – magnitude aparente na região do visível (5500 Å ± 445 Å)
 - Índice de côr_{UB} ≡ U-B=M_U-M_B
 - Índice de côr_{BV} ≡ B-V=M_B-M_V

Côr - Temperatura

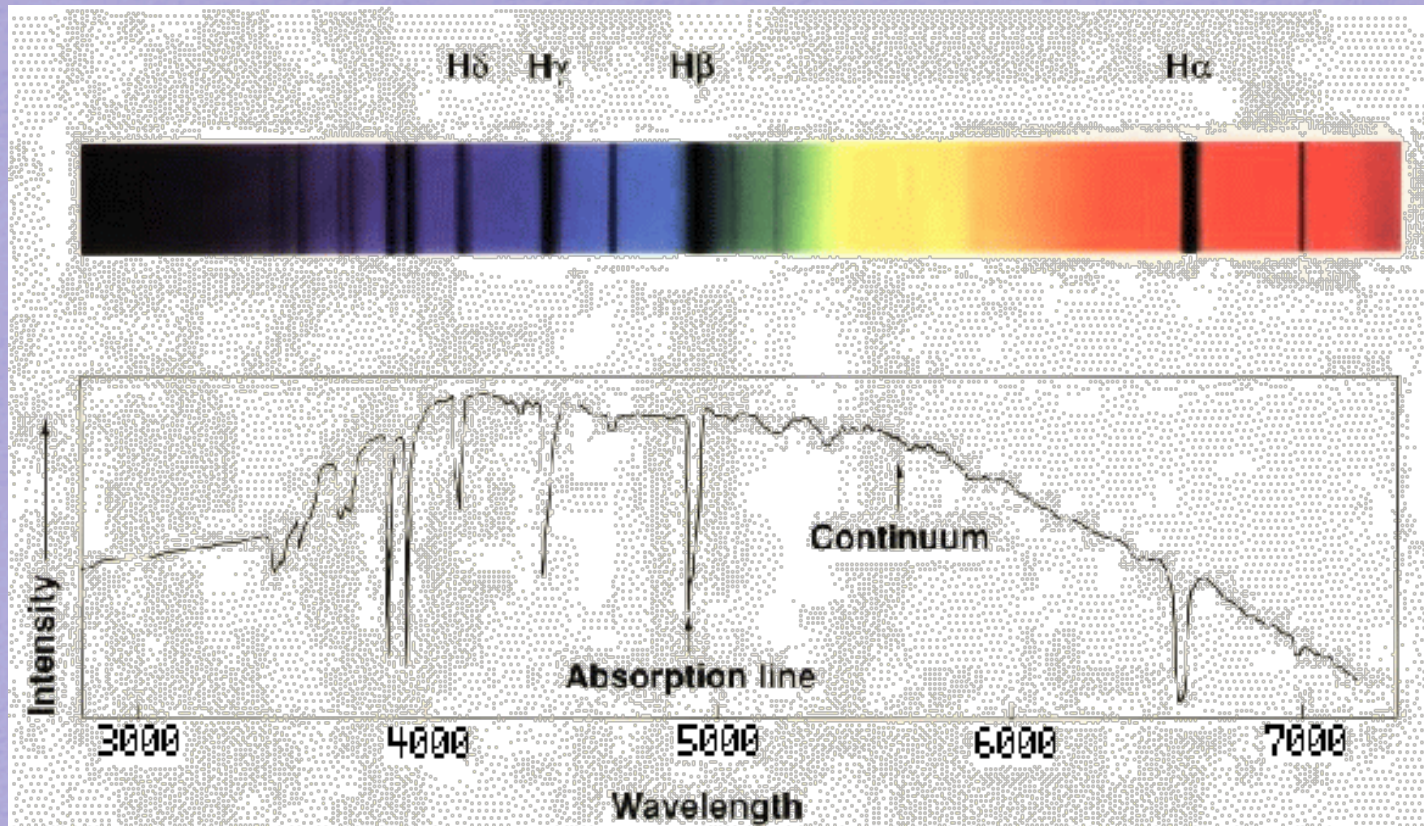
- ◆ Estrelas mais vermelhas ($B-V > 0$) – estrelas mais frias
- ◆ Estrelas mais azuis ($B-V < 0$) – estrelas mais quentes





Riscas espectrais

- Informação sobre elementos presentes na atmosfera da estrela
- Intensidade das riscas depende fortemente da temperatura à superfície



- Comparação das riscas de absorção permite classificar as estrelas...

Classes espectrais das estrelas

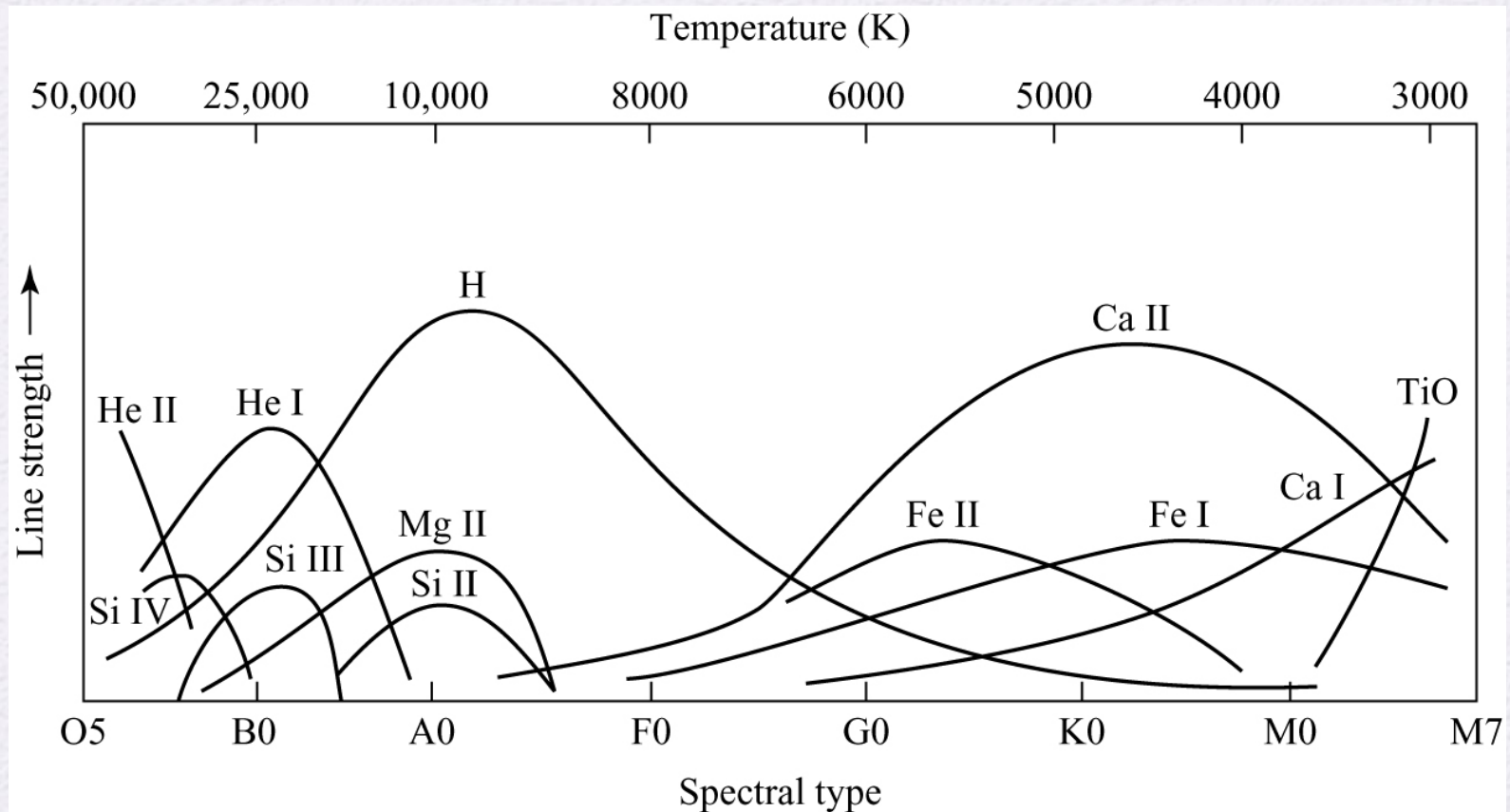
Table 15.1 The Spectral Sequence

Spectral Type	Example(s)	Temperature Range	Brightest Wavelength (color)	Typical Spectrum
O	Stars of Orion's Belt	>30,000 K	<97 nm (ultraviolet)*	
B	Rigel	30,000 K–10,000 K	97–290 nm (ultraviolet)*	
A	Sirius	10,000 K–7,500 K	290–390 nm (violet)*	
F	Polaris	7,500 K–6,000 K	390–480 nm (blue)*	
G	Sun, Alpha Centauri A	6,000 K–5,000 K	480–580 nm (yellow)	
K	Arcturus	5,000 K–3,500 K	580–830 nm (red)	
M	Betelgeuse, Proxima Centauri	<3,500 K	>830 nm (infrared)	

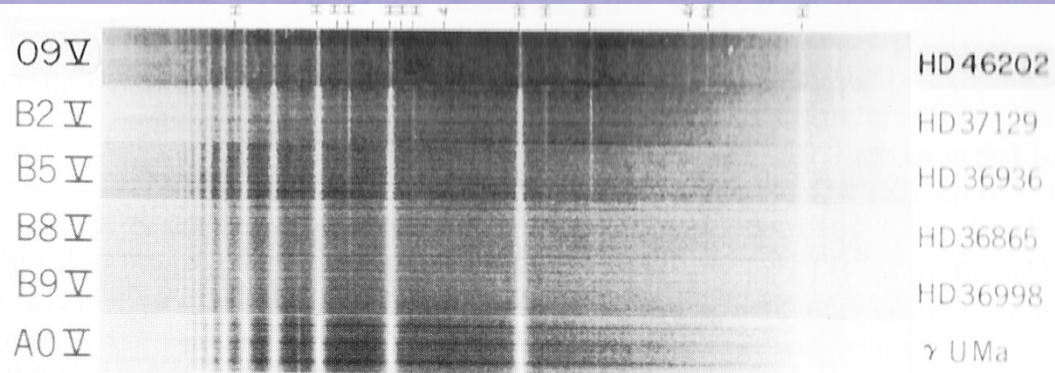
* All stars above 6,000 K look more or less white to the human eye because they emit plenty of radiation at all visible wavelengths.

Classes espectrais das estrelas

- Composição química idêntica
- Temperatura determina estado dos elementos

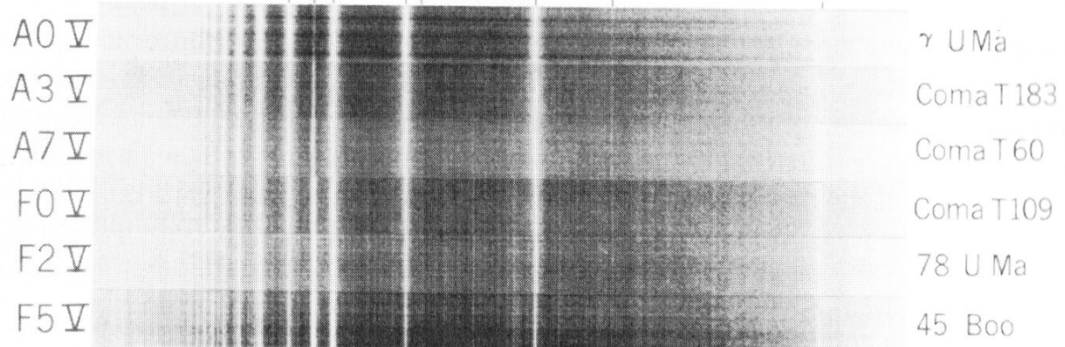


Espectros das estrelas

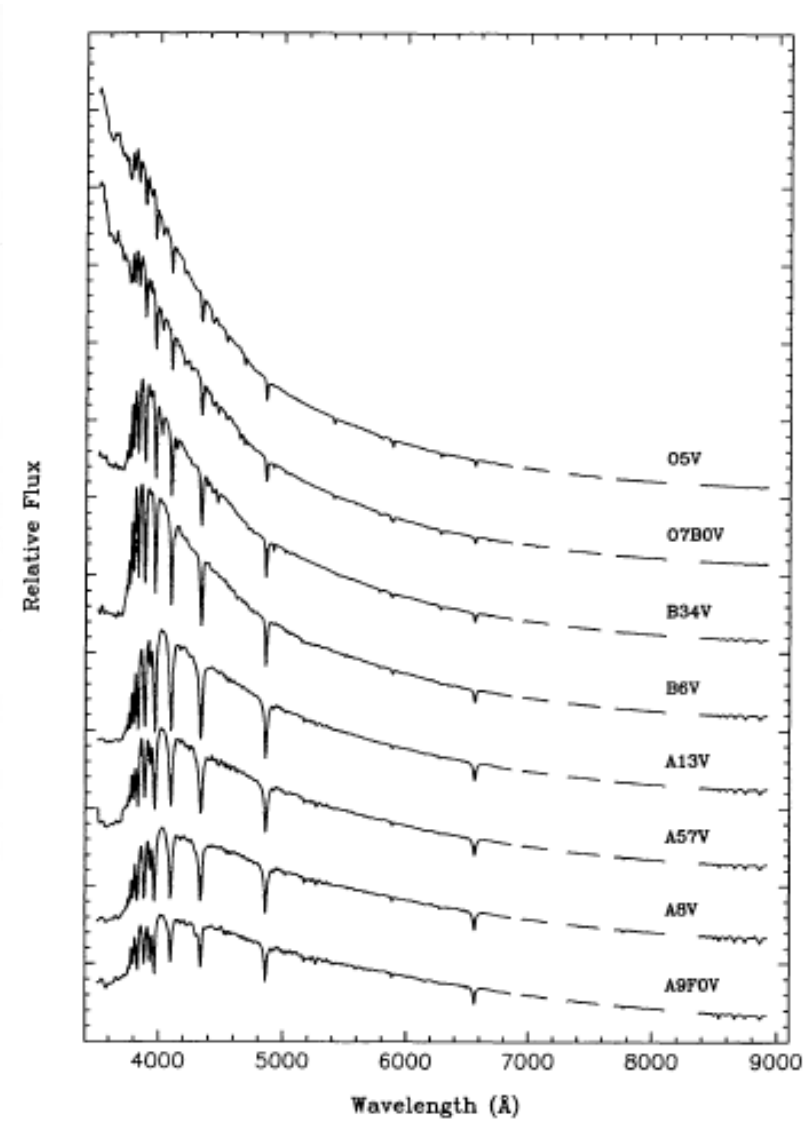


H ϵ 3889 -
 Ca II K -
 H γ 3970 -
 H δ 4101 -
 Si II 4128-30 -
 H γ 4340 -
 Mg II 4481 -
 H β 4861 -

H ϵ 3889 -
 Ca II K -
 H γ 3970 -
 H δ 4101 -
 Si II 4128-30 -
 H γ 4340 -
 Mg II 4481 -
 H β 4861 -



Ca II K -
 Ca II H -
 Mn I 4030-4 -
 Fe I 4045 -
 Sr II 4077 -
 H δ 4101 -
 Ca I 4226 -
 G β -
 H γ 4340 -
 H β 4861 -

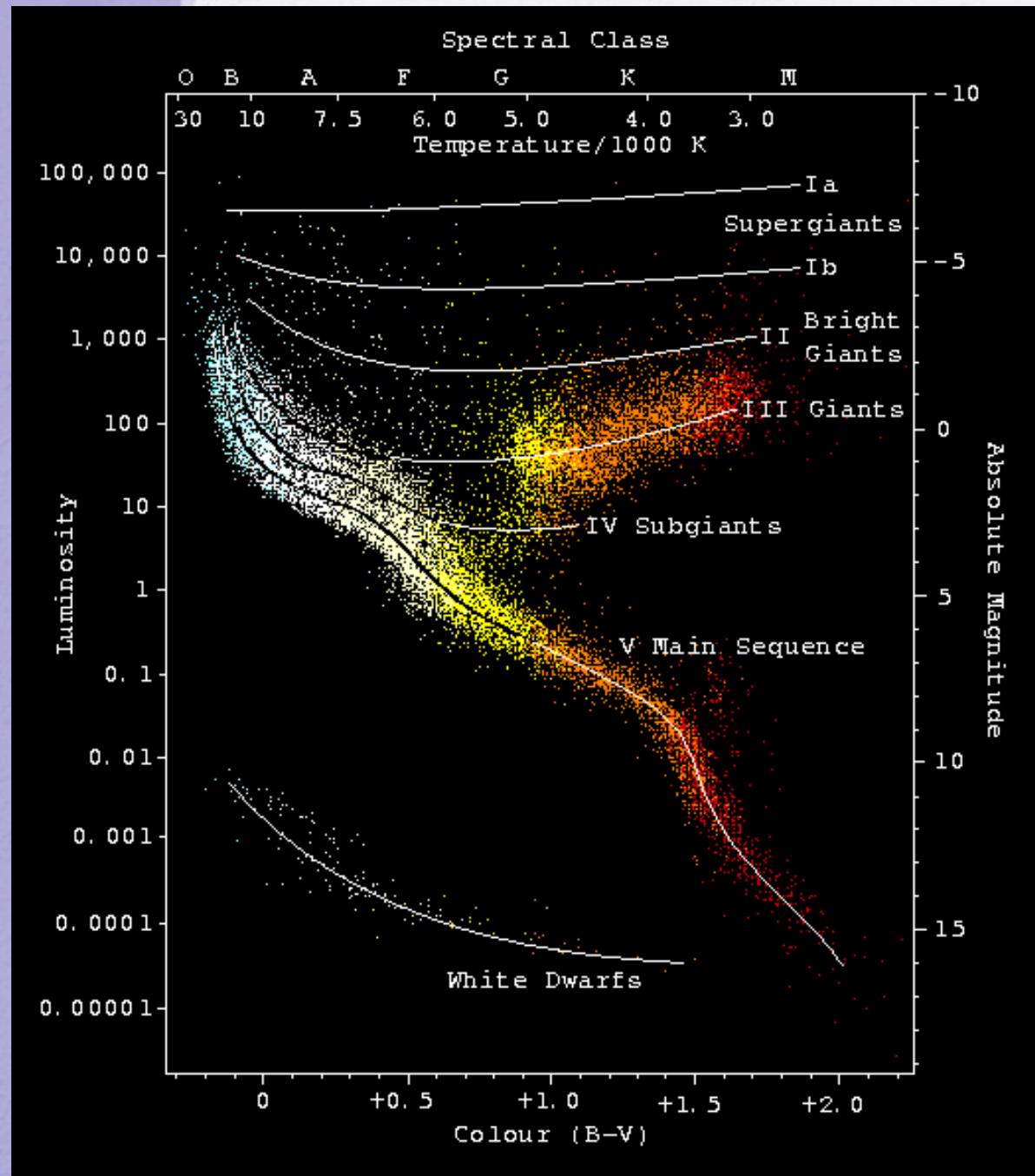


- **Classes espectrais das estrelas - subdivisões**

Classe	Temperatura (K)	Côr
O O0...O9	30000 a 50000 Ex: Mintaca	Violeta-azul
B B0...B9	10000 a 30000 Ex: Rigel	Azul-branco
A A0...A9	7500 a 10000 Ex: Vega	Branco
F F0...F9	6000 a 7500 Ex: Canopo	Branco-amarelo
G G0...G9	5000 a 6000 Ex: Sol	Amarelo
K K0...K9	3500 a 5000 EX: Aldebarã	Laranja
M M0...M9	2500 a 3500 Ex: Betelgeuse	Laranja-vermelho

Diagrama de Hertzsprung-Russel (H-R)

- Gráfico bidimensional
- Relação entre Luminosidade e Temperatura à superfície da estrela



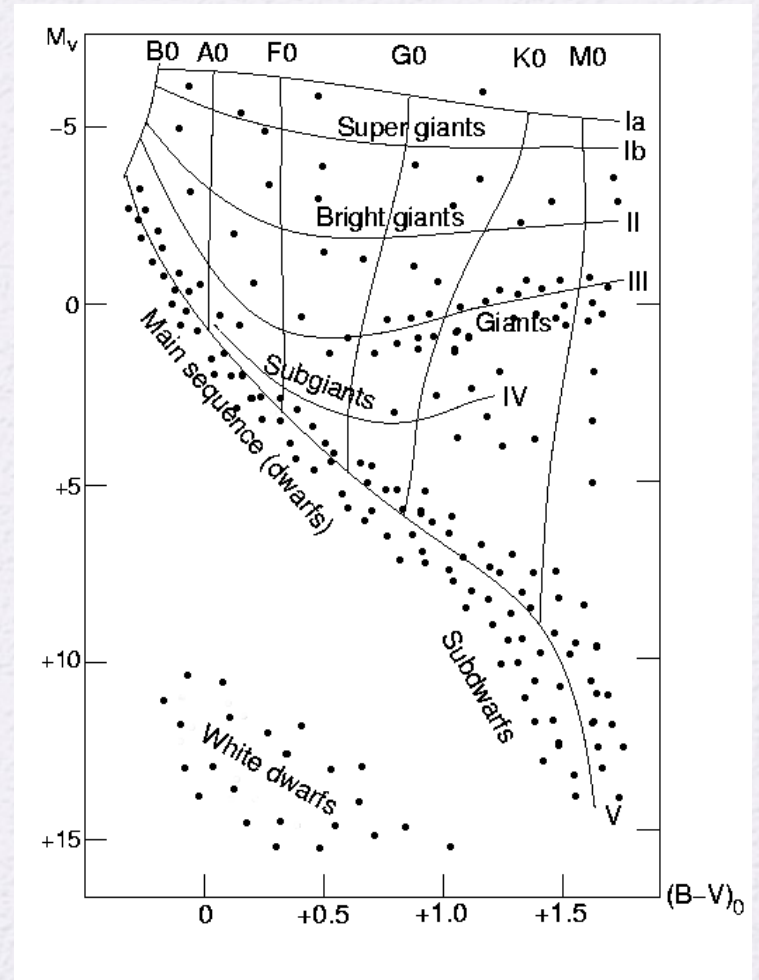
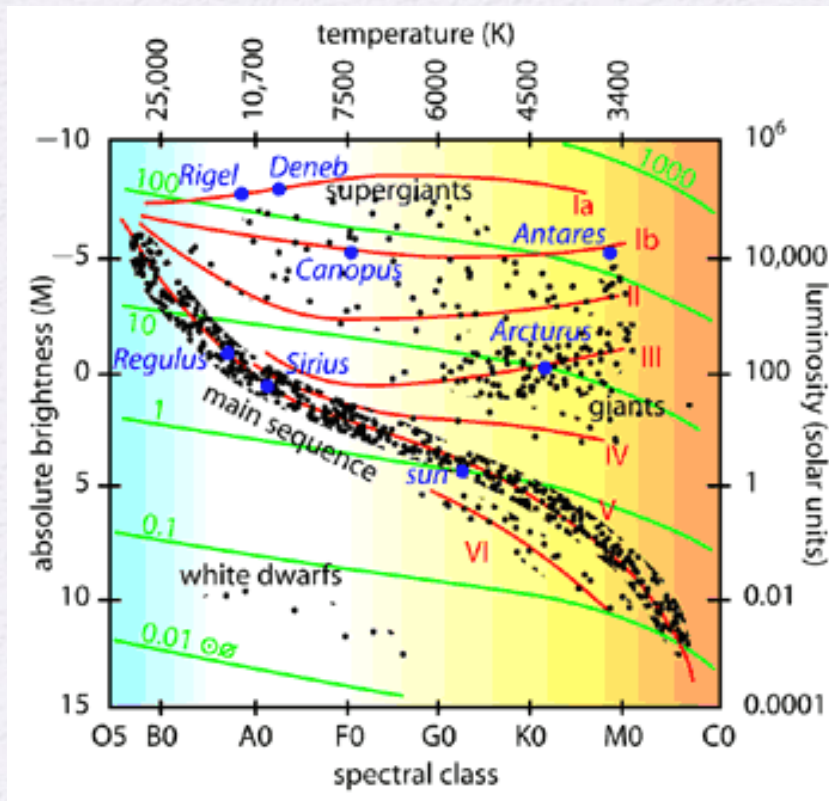
Escala de Luminosidades (classificação M-K)

- Pequenas variações no espectro das estrelas da mesma classe (efeito da pressão – tamanho da estrela)
- Permite indicar estrela no diagrama H-R conhecendo apenas o espectro!

Escala	Descrição
Ia	Supergigantes
Ib	Supergigantes menos brilhantes
II	Gigantes brilhantes
III	Gigantes normais
IV	Sub-gigantes
V	Sequência Principal
VI	Sub-anãs
D	Anã brancas

Sol: G2 V

Diagrama de Hertzsprung-Russel II



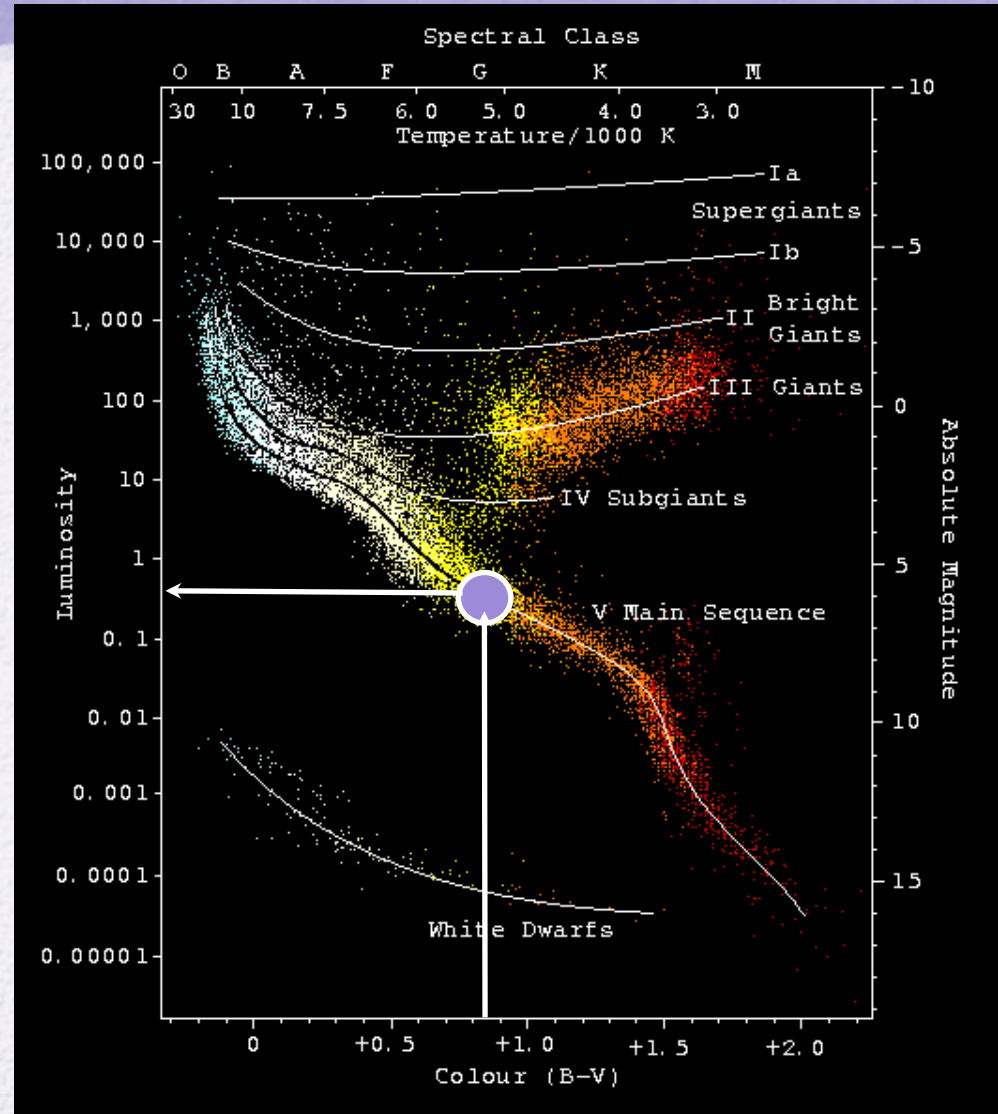
Tamanho da estrela

$$R = \frac{1}{T^2} \sqrt{\frac{L}{4\pi\sigma}}$$

“Paralaxe espectroscópica”

- Usar diagrama H-R para medir distâncias a estrelas distantes
 - Do espectro das estrelas, determina-se a posição da estrela no diagrama H-R
 - Tira-se a Luminosidade
 - A partir da medição do fluxo, determina-se a distância à estrela
- Pode-se usar até ~ 100 Kpc

$$d = \sqrt{\frac{L}{4\pi F}}$$





Formação das estrelas

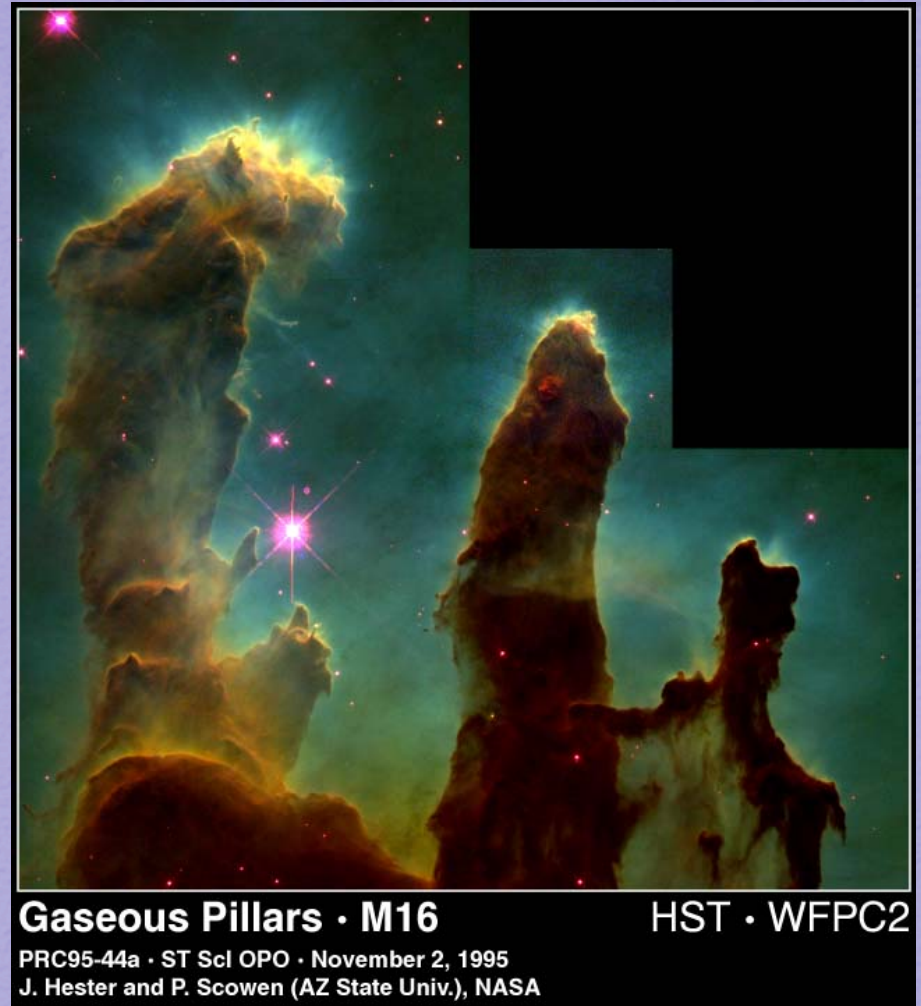
Primeira aula, parte 2

Formação das estrelas

- Contração gravitacional de nuvens de gás e poeira
- Necessário nuvens densas e frias
- Nuvens Moleculares Gigantes
 - Parte do meio interestelar
 - Extremamente frias – 10K
 - Relativamente densas – $10^9 - 10^{12}$ partículas/m³
 - Massivas – até meio milhão de massas solares
 - Tamanho \sim alguns parsec
 - Constituição: moléculas (H₂, CO) e poeira (gelo e silicatos)

Nuvens moleculares gigantes

- Pilares gasosos na nebulosa da Águia
 - Colunas de hidrogénio molecular e poeiras (parte da nuvem molecular gigante)
 - Exterior fotoevaporado pela luz ultravioleta das estrelas novas



7000 anos luz de distância

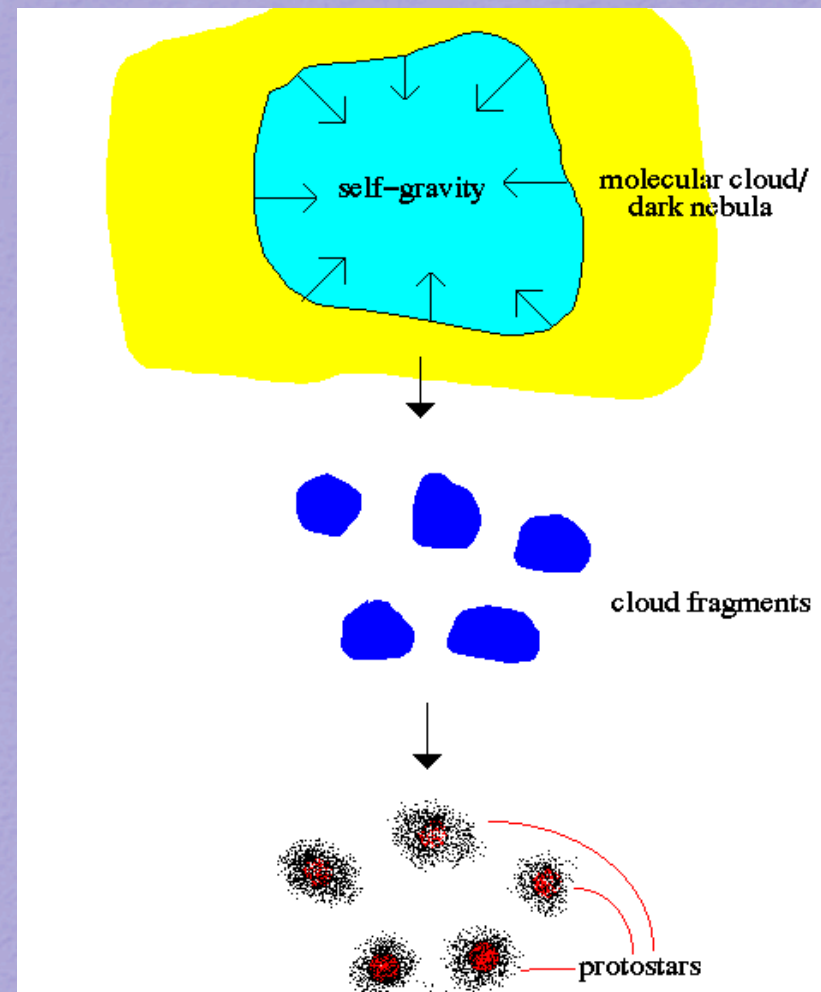
Colapso gravitacional

Condições para colapso:

$$|E_p| > 2E_c \Rightarrow M > \left(\frac{3}{4\pi\rho}\right)^{1/2} \left(\frac{5kT}{G\mu m_H}\right)^{3/2}$$

(Massa de Jeans)

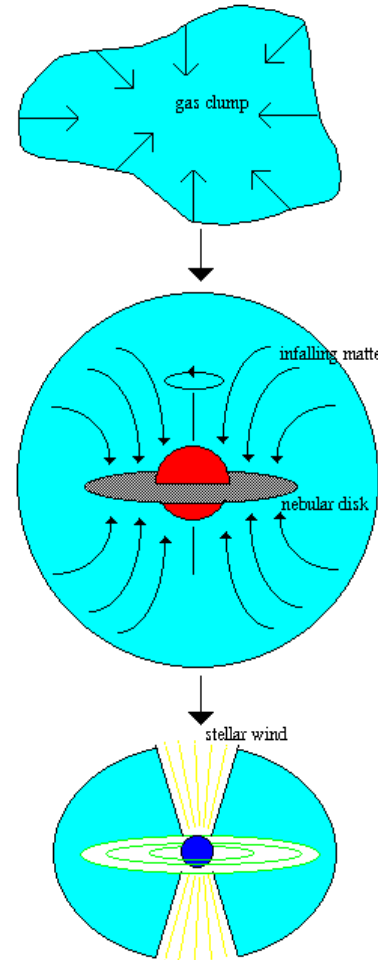
- Parte mais densa da névem inicia colapso ($M \sim 10^4 M_{\odot}$)
 - Induzido pela explosão de uma estrela?
- Possível fragmentação da névem
- Fragmento continua a colapsar ($M \sim 50 M_{\odot}$, $d \sim 0,1$ pc)
 - Tempo de “queda livre” $\sim 3 \times 10^5$ anos



Protoestrelas

- Densidade da névum no seu centro aumenta \Rightarrow aumento da energia interna (fricção) \Rightarrow núcleo aquece \Rightarrow aumento da pressão interna \Rightarrow colapso gravitacional abranda
- Núcleo condensado envolto em material gasoso – **Protoestrela** ($T_{\text{centro}} \sim 10^4 \text{ K}$, $R \sim 1000 R_{\odot}$)
 - Acreção de matéria
 - Temperatura aumenta
 - Transferência de energia por convecção
- Contração + conservação do momento angular \Rightarrow disco protoplanetário + fluxo bipolar

Protostar Formation



A dense gas clump breaks off from molecular cloud and collapses. Angular momentum turns the irregular clump into a rotating disk.

The central region is denser and forms into a protostar, the nebular disk forms slower to become a planetary system. Infalling matter increases the size of the protostar by a factor of 100.

Infall is stopped when the protostar begins thermonuclear fusion and produces a strong stellar wind.

Nasce uma estrela...

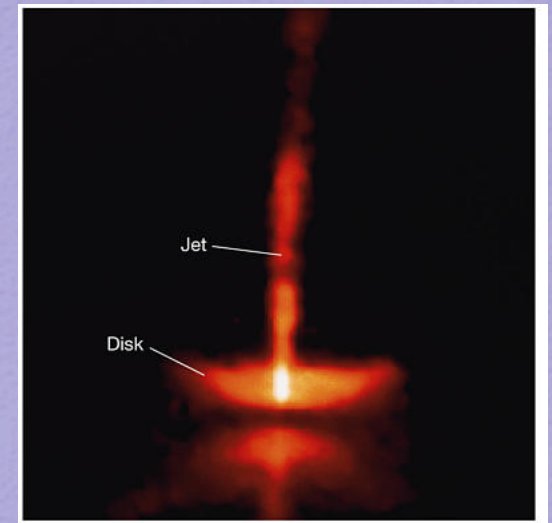
- Fim da acreção de matéria
 - Esgotamento da nuvem e vento solar
 - “Núcleo” fica exposto ($T_{\text{sup}} \sim 3000 \text{ K}$)
- Colapso lento (10^7 anos – escala temporal de Kelvin-Helmholtz)
- Eventualmente $T_{\text{centro}} \sim 10^7 \text{ K}$) \rightarrow início da fusão do hidrogénio
 - Estrela “entra” na sequência principal
- Para $M < 0,08 M_{\odot}$
 - $T_{\text{centro}} (\sim 10^6 \text{ K})$ insuficiente para fusão do Hidrogénio
 - Formação de anãs castanhas

Observações

- Difícil – vida curta e envolvidas por núvens
- Núvem envolvente – $T \sim 100$ K - visível no infravermelho
- Objectos Herbig-Haro (colisão dos jactos bipolares com o meio interestelar)
- Estrelas do tipo T do Touro
 - Jovens (pré-sequência principal)
 - Vento estelar forte
 - Disco protoplanetário



Estrela + disco protoplanetário na nebulosa de Oriente

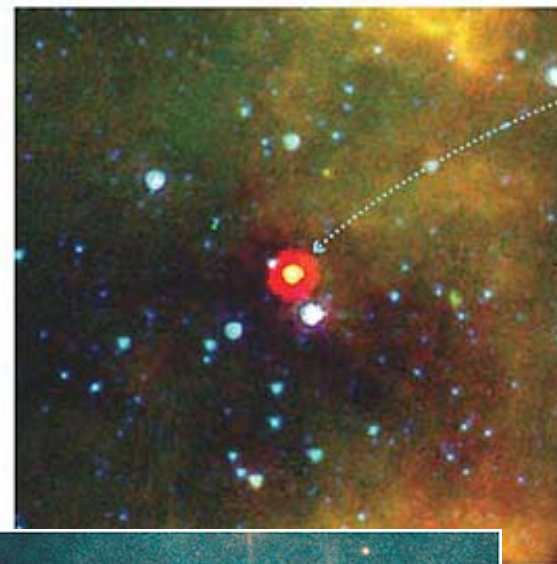


Jactos – estrela HH30 na constelação Touro

Observações...

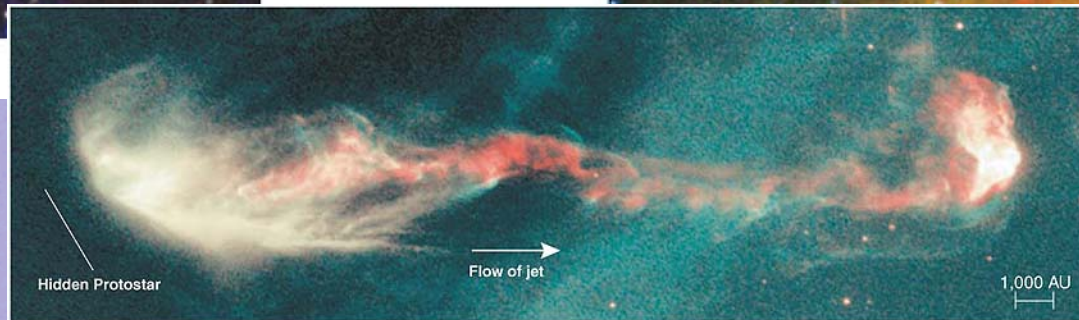


This visible light photo shows a cloud that seems to have no stars at all.

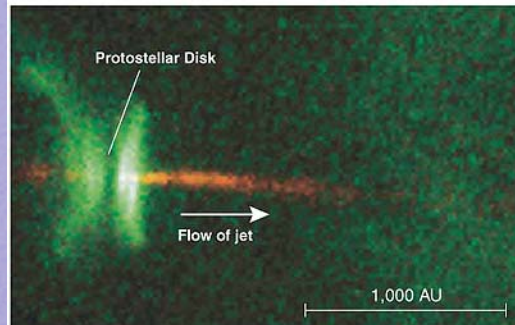


An infrared photo of this same cloud shows a newborn star in the cloud along with several stars lying behind the cloud.

a



a This photograph shows a jet of material being shot far into interstellar space by a protostar. The structure near the far right is formed as the jet material rams into surrounding interstellar gas.



b This photograph shows a close-up view of jets (red) and a disk of gas (green) around a protostar. We are seeing the disk nearly edge-on. The top and bottom surfaces of the disk are glowing, but we cannot see the darker middle layers of the disk.

Regiões HII

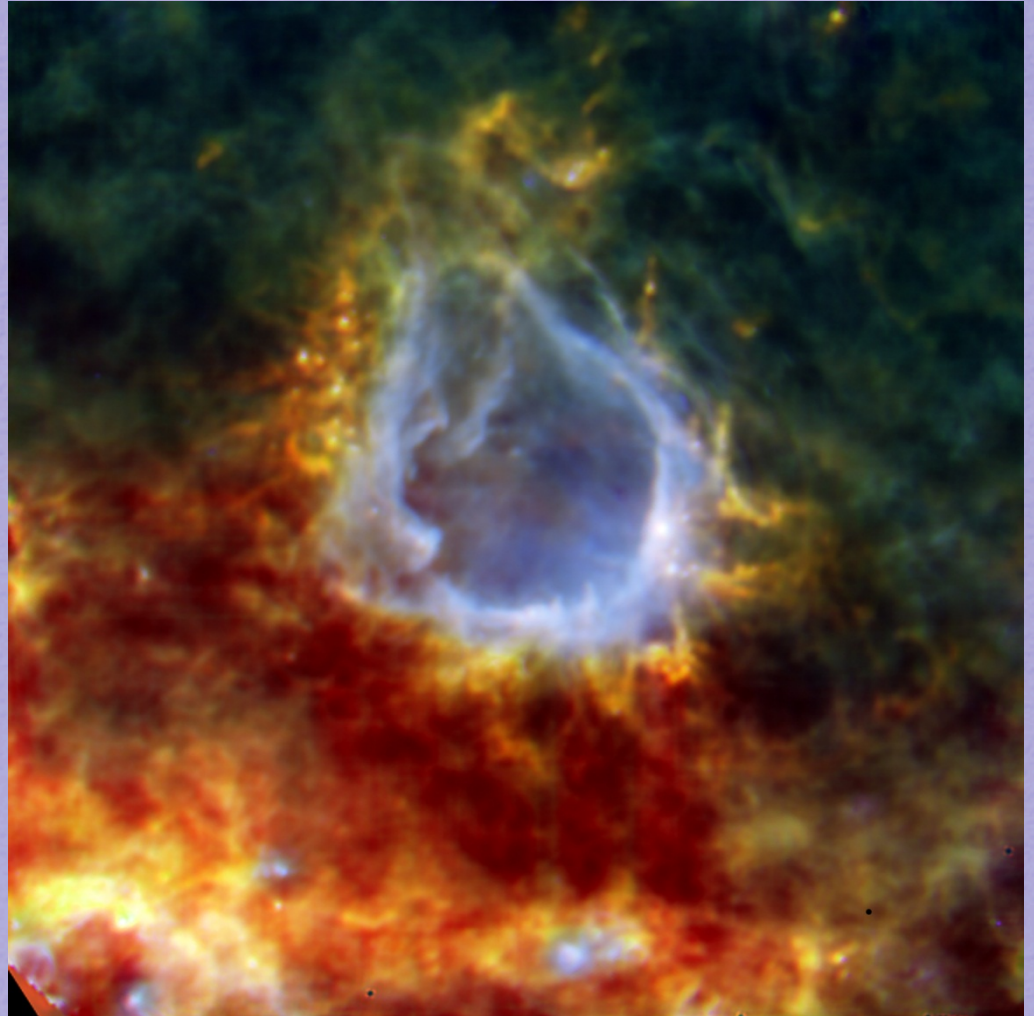


Nebulosas de emissão: Nebulosa de Oriente na luz visível

- Regiões de hidrogénio ionizado (devido a estrelas jovens, tipo O e B) – fronteira da região emite no vermelho
- Pode formar novas estrelas na fronteira

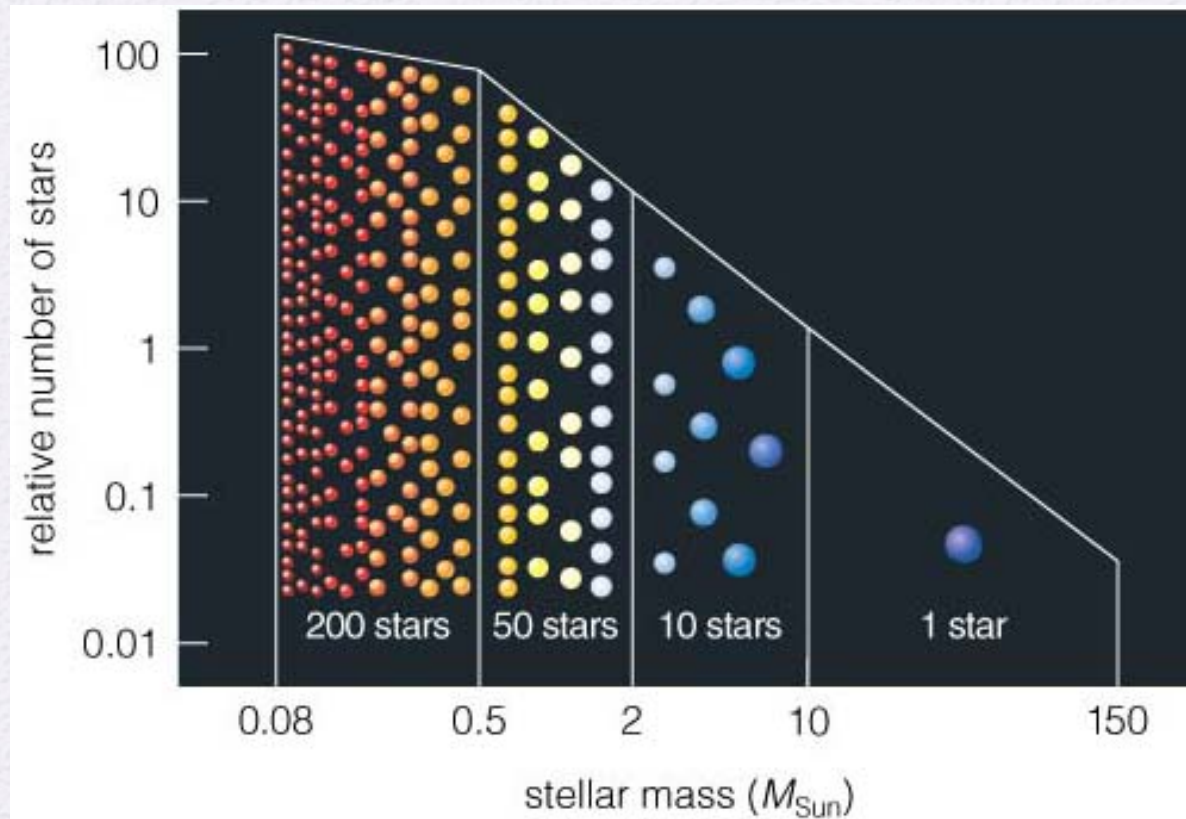
Herschel (ESA)

- Novo satélite – observações no infravermelho
- Detectou protoestrela com $M \sim 10 M_{\odot}$ na sua fase inicial



Número de estrelas

Função de massa inicial (Initial Mass Function – IMF)



Distribuição das estrelas em termos de massa num cluster recentemente formado

Formação das estrelas

- Fim da acreção de matéria
 - Esgotamento da nuvem e vento solar
 - “Núcleo” fica exposto ($T_{\text{sup}} \sim 3000 \text{ K}$)
- Colapso lento (10^7 anos)
- Eventualmente $T_{\text{centro}} \sim 10^7 \text{ K} \Rightarrow$ início da fusão do hidrogénio
 - Estrela “entra” na sequência principal
- Para $M < 0,08 M_{\odot}$
 - $T_{\text{centro}} (\sim 10^6 \text{ K})$ insuficiente para fusão do Hidrogénio
 - Formação de anãs castanhas

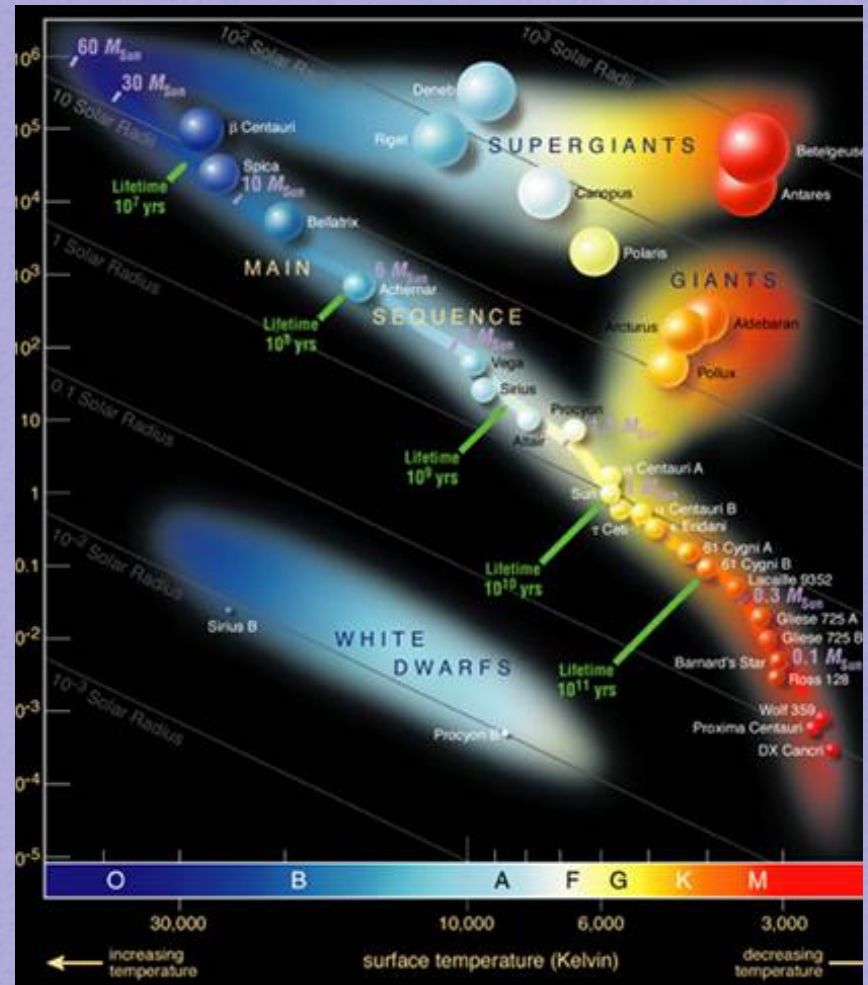


Sequência Principal

Aula 2, parte 1

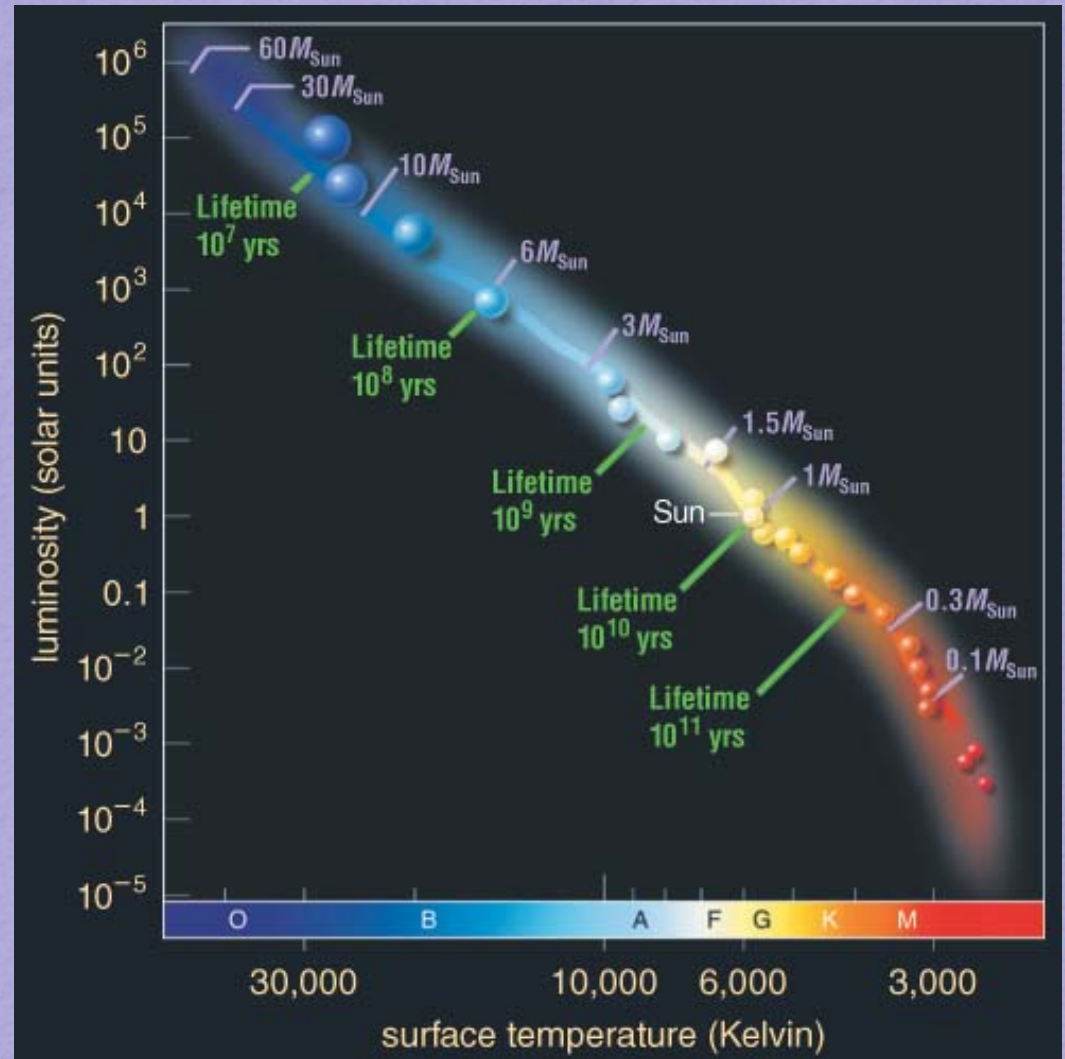
Sequência Principal (SP)

- Fonte de energia: Fusão de hidrogênio no núcleo (10^7 K)
- Composição química aproximadamente uniforme: H ~ 70%, He ~ 28%, metais < 3%
- Posição na SP depende essencialmente da massa
 - $0,08 M_{\odot} < M < 150 M_{\odot}$
- Na SP: $L(M)$ e $T(M)$



Sequência Principal (SP)

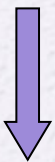
- Taxa de fusão de H depende fortemente da massa
- Aumento da massa \Rightarrow aumento de Luminosidade e Temperatura (raio aumenta pouco)
- $L \propto M^3$
- Estrelas na SP do mesmo tipo espectral têm a mesma massa!



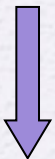
Sequência Principal

- SP corresponde a uma faixa no diagrama H-R \Rightarrow ligeira evolução na SP:

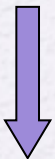
- Fusão de hidrogénio em hélio



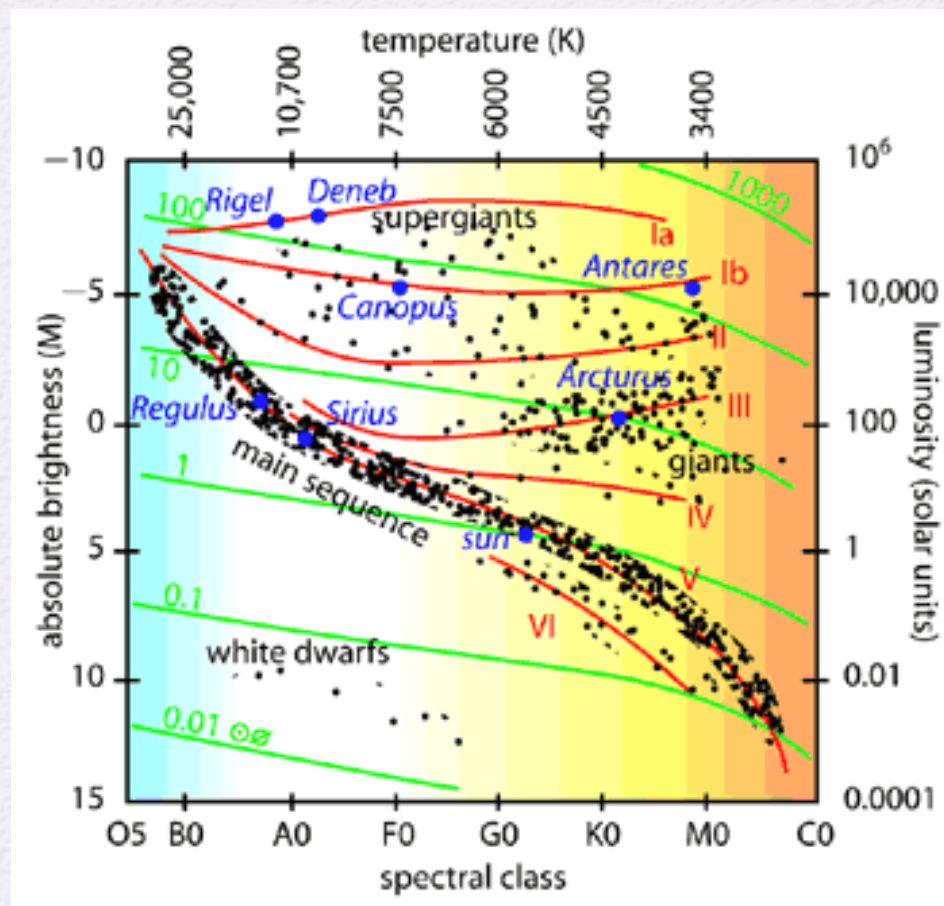
- Diminuição da pressão interna no núcleo



- Contração e aumento da temperatura central

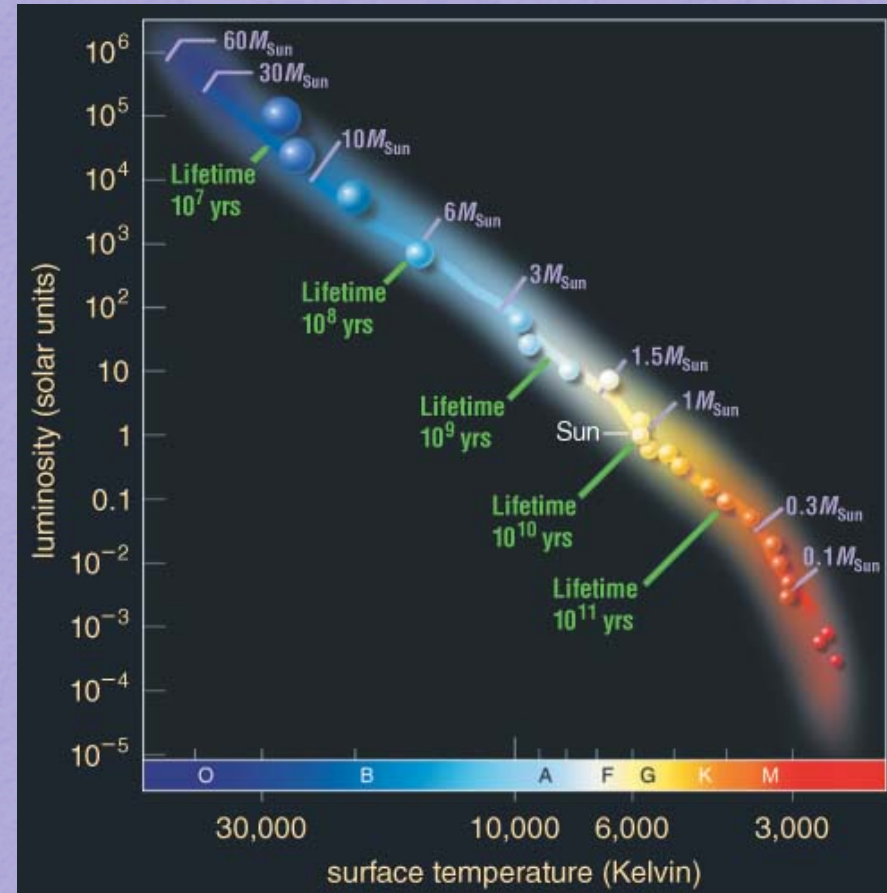


- Aumento de L (no Sol já aumentou 40%)



Sequência Principal

- Maior parte da vida da estrela é passada na SP \Rightarrow abundância na SP!
- Tempo na SP depende da massa - quanto maior a massa mais rápida é a evolução:
 - Combustível (hidrogênio) \propto Massa
 - $L \propto M^3$



$$t = \frac{E}{L} \propto \frac{M}{L} \propto \frac{M}{M^3} \propto \frac{1}{M^2}$$

$$\frac{t}{t_{\text{Sol}}} = \frac{M}{M_{\text{Sol}}} \frac{L_{\text{Sol}}}{L}$$

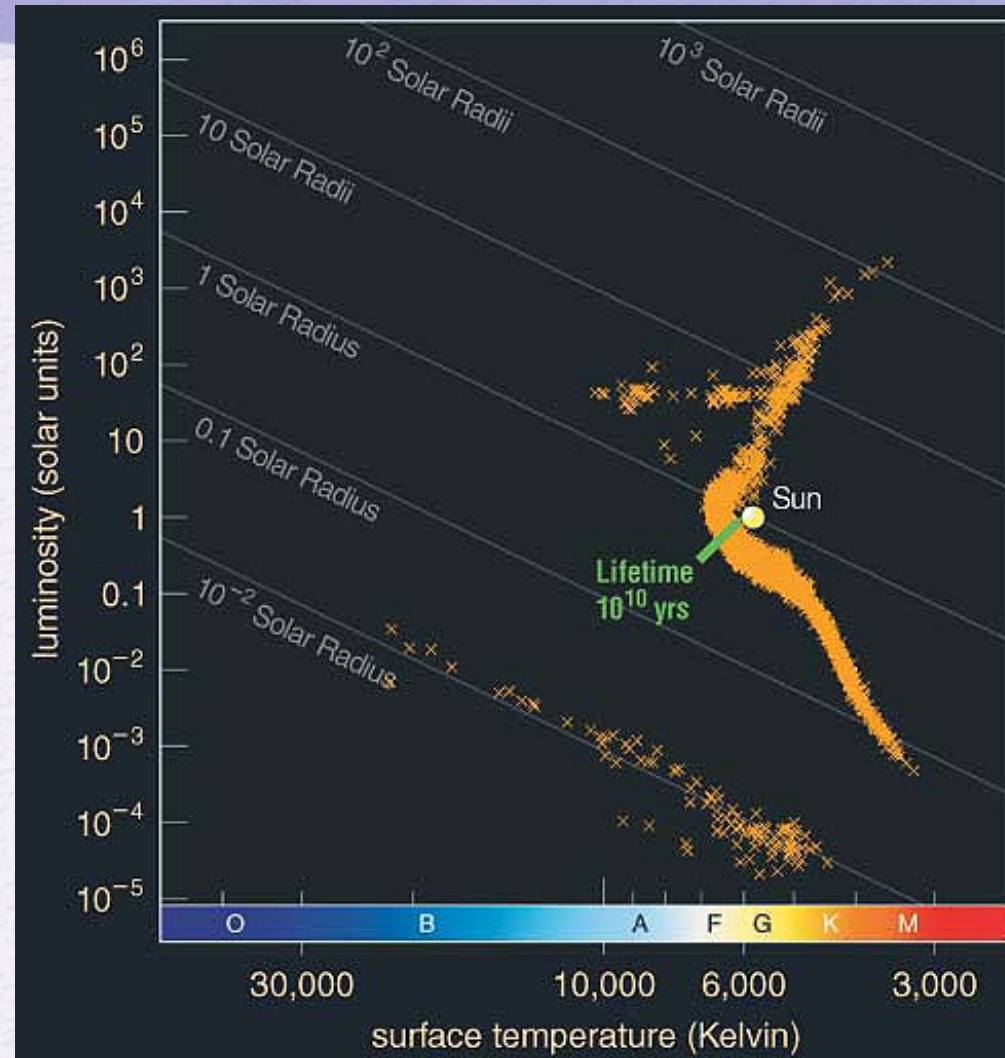
Sequência Principal

- Propriedades das estrelas:

Massa (M_{\odot})	T_{sup} (K)	Luminosidade (L_{\odot})	Tempo na SP (anos)
25	35000	80000	3×10^6
15	30000	10000	15×10^6
3	11000	60	6×10^8
1,5	7000	5	3×10^9
1,0	6000	1	1×10^{10}
0,75	5000	0,5	$1,5 \times 10^{10}$
0,50	4000	0,03	$2,0 \times 10^{11}$

Aglomerados de estrelas

- Idade de um aglomerado:
 - Estrelas que pertencem à SP indicam idade do aglomerado
 - Figura: diagrama H-R do aglomerado globular M4. SP termina em estrelas tipo Sol, logo idade ≈ 10 mil milhões de anos (na realidade 13 mil milhões)



Fontes de energia

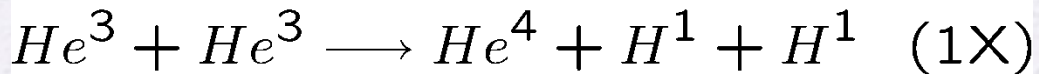
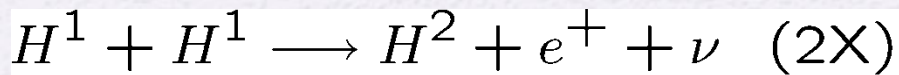
- Energia potencial gravítica
 - Considerar colapso gravitacional do Sol \Rightarrow variação da energia potencial gravítica, $\Delta U \sim -10^{41}$ J
 - $\Delta E = \Delta U/2$ (teorema do virial)
 - Assumindo luminosidade constante \Rightarrow tempo total para gastar a energia, $t_{\text{KH}} = \Delta E / L_{\odot} \sim 10^7$ anos (escala temporal de Kelvin-Helmholtz)
 - Rochas na Lua – 4×10^9 anos... necessário outra fonte de energia!

Fontes de energia

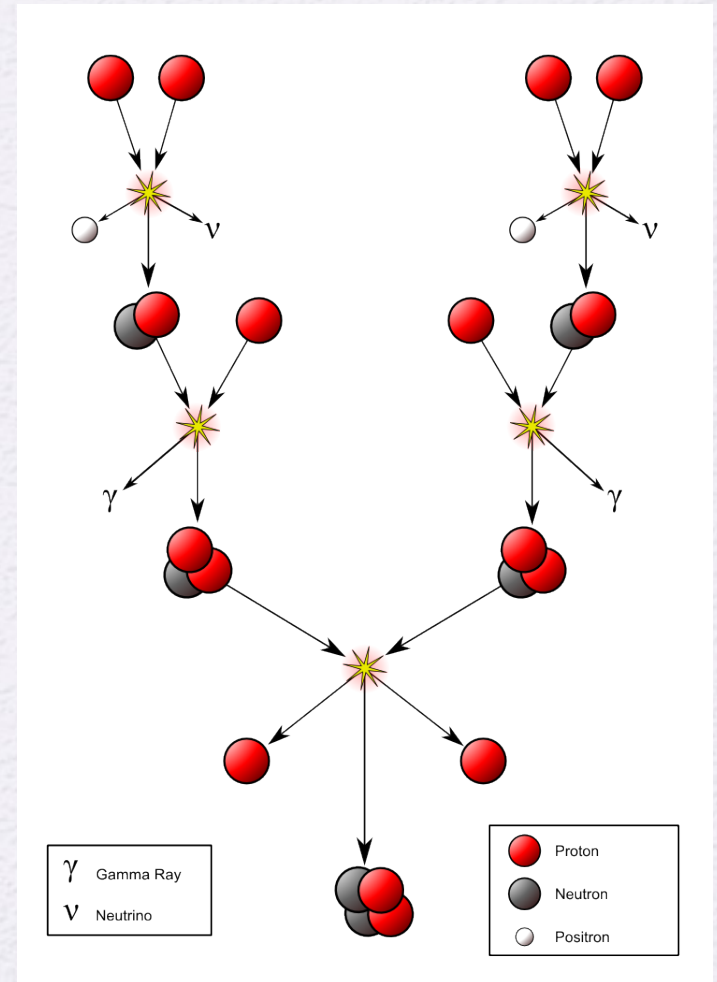
- Energia nuclear
 - Fusão de 4H num átomo de ${}^4\text{He}$
 - $m_{\text{He}} = 4,002603 \text{ U}$
 - $4m_{\text{H}} = 4,031280 \text{ U}$
 - Energia libertada = $(4m_{\text{H}} - m_{\text{He}}) c^2 = 26,71 \text{ MeV}$
 - H \sim 70% massa Sol, logo:
 - $E_{\text{nuc}} = 0,7 \times M_{\odot} / (4m_{\text{H}}) \times 26,71 \sim 10^{45} \text{ J}$ (na realidade 10^{44} J pois apenas 10% do H é utilizado)
 - $t_{\text{nuc}} = E_{\text{nuc}} / L_{\odot} \sim 10^{10} \text{ anos}$
 - Energia nuclear impede colapso da estrela!

Fusão do Hidrogénio

- Para estrelas com $M < 3M_{\odot}$ funciona a cadeia protão – protão (cadeia pp)
- Cadeia ppl:

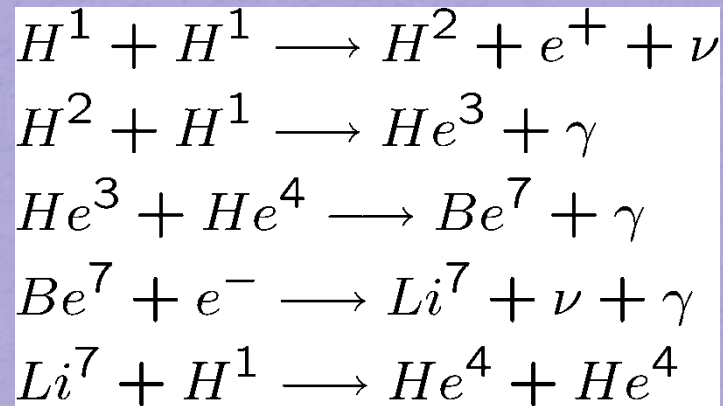


- H^1 – protão
- H^2 – deutério
- He^3 – Hélio-3
- He^4 – Hélio-4

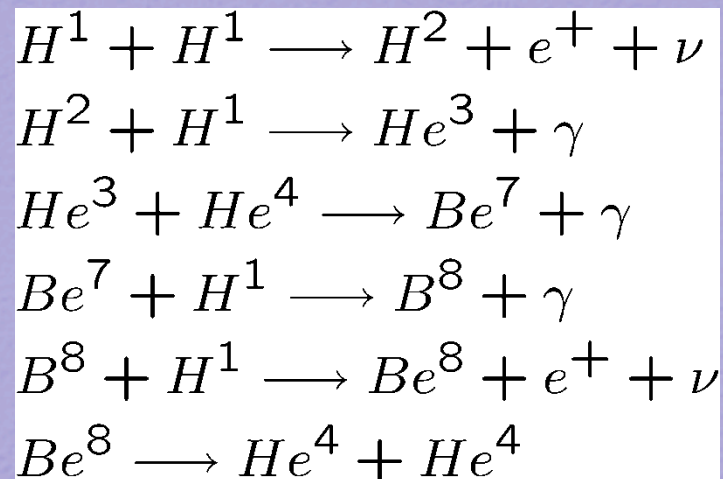


Fusão do Hidrogénio

- Cadeia ppII:



- Cadeia ppIII:



Fusão do Hidrogénio

- Taxa das reacções nucleares depende da temperatura (cadeia ppII e ppIII dominam a temperaturas mais altas)
 - Núcleos com carga positiva \Rightarrow velocidade relativa tem de ser suficiente para vencer barreira de coulomb (efeito de túnel importante!)
 - Formação do deutério – processo mais lento da cadeia pp (responsável pelo tempo de vida destas estrelas)
- No Sol ($T_{\text{centro}} \sim 1,5 \times 10^7 \text{ K}$):
 - Cadeia ppl: ocorre 69% das vezes
 - ppII $\sim 30,9\%$
 - ppIII: 0,1%
- Taxa de produção de energia - $\epsilon_{\text{pp}} \propto T^4$

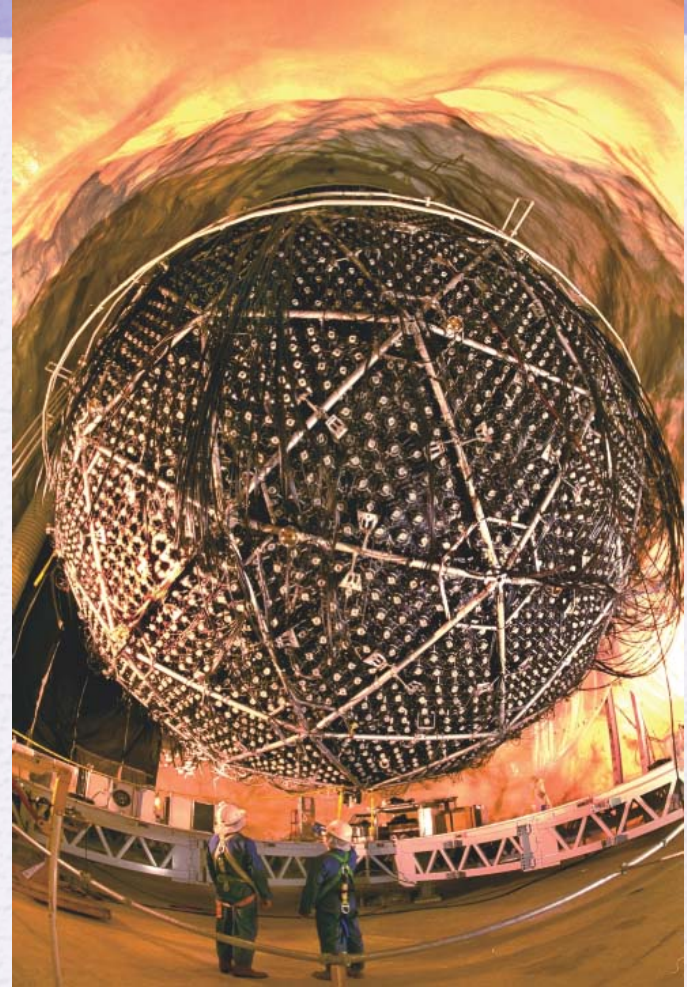
Fusão do Hidrogénio

- Fusão nuclear – energia libertada sob a forma de fótons e neutrinos
 - Fluxo de fótons demora 10^7 anos a chegar à superfície!
 - Neutrinos demoram 2 segundos – importante no estudo das reacções nucleares no Sol
- Energia libertada por neutrinos:
 - ppI – 2%
 - ppII – 4%
 - ppIII – 27%
 - Problema dos neutrinos solares → neutrinos têm massa!

Neutrinos...

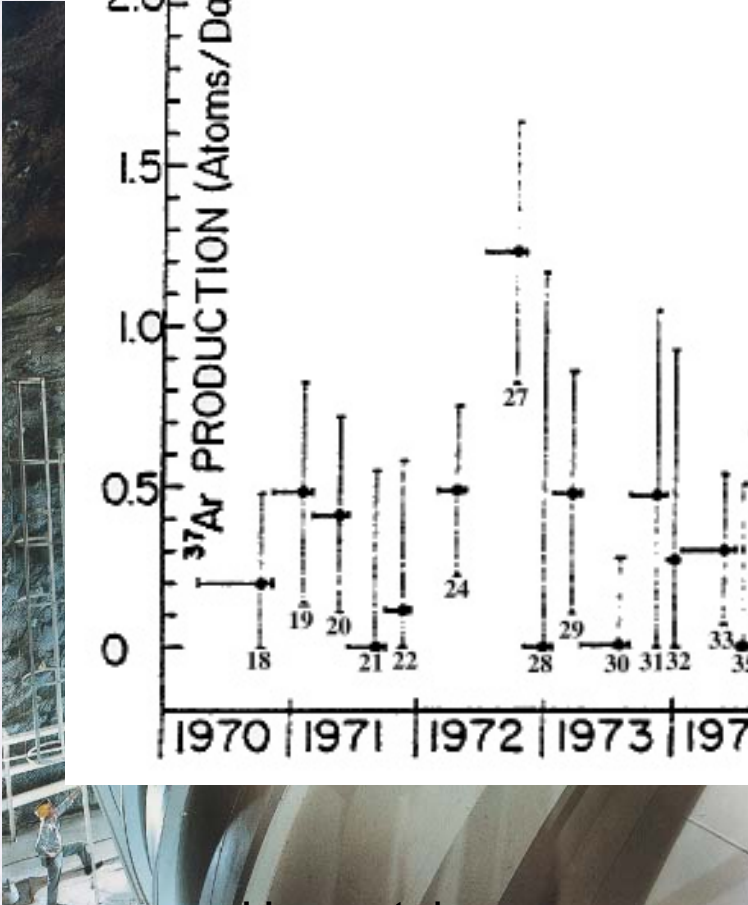
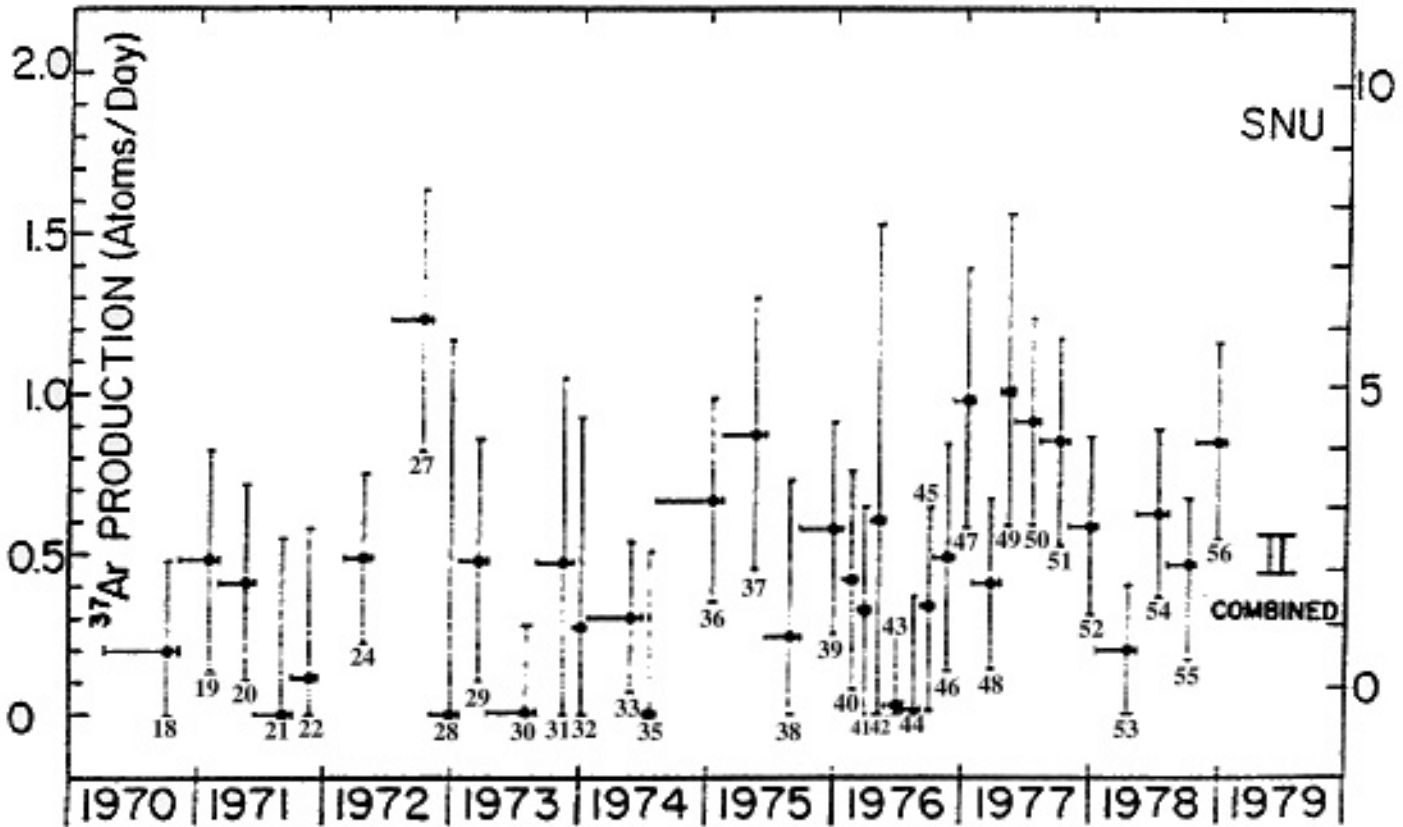


Homestake



SNO

Neutrinos...



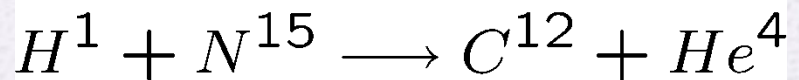
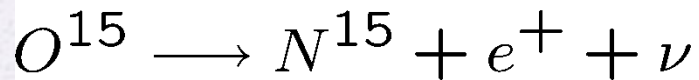
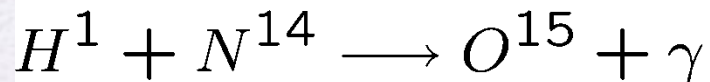
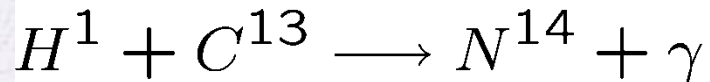
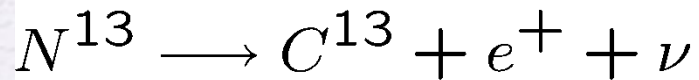
Homestake



SNO

Fusão do hidrogénio

- Para estrelas com massa maior que $3M_{\odot}$, domina o ciclo CNO (Carbono, Azoto e Oxigénio)
- C, N e O funcionam como catalizadores



- Necessário maior T_{central} devido a barreira de coulomb de C e N
- Taxa de produção de energia por unidade de massa - $\epsilon_{\text{CNO}} \propto T^{16}$
- Necessário temperaturas muito maiores para fusão do He (10^8 K)...



Estrutura interna

Aula 2, parte 2

Estrutura interna

- Equações da estrutura estelar
 - Descrevem o equilíbrio das estrelas

$$\frac{dP}{dr} = -\frac{GM(r)\rho(r)}{r^2}$$

$$\frac{dM(r)}{dr} = 4\pi r^2 \rho(r)$$

$$\frac{dT}{dr} = -\frac{3\kappa\rho(r)L(r)}{16\pi ac} \frac{1}{r^2 T^3} \quad (\text{radiativo})$$

$$\frac{dT}{dr} = \left(1 - \frac{1}{\Gamma_2}\right) \frac{T}{P} \frac{dP}{dr} \quad (\text{convectivo})$$

$$\frac{dL(r)}{dr} = 4\pi r^2 \rho(r) \epsilon$$

Estrutura interna

- Equilíbrio Hidrostático
 - Equilíbrio entre a força gravítica e a pressão interna
 - Gravidade – contracção e aquecimento da estrela
 - Pressão – expansão e arrefecimento da estrela
 - Responsável pela estabilidade das estrelas
 - Soma das forças aplicadas a um elemento de fluído no interior da estrela é nula:

$$\frac{dP}{dr} = -\frac{GM(r)\rho(r)}{r^2}$$

- $P = P_{\text{gas}} + P_{\text{rad}}$
- Derivada de P é negativa – pressão aumenta para o interior
- P_{central} do Sol $\sim 2,5 \times 10^{11}$ atm

Estrutura interna

- Conservação da massa:

$$\frac{dM(r)}{dr} = 4\pi r^2 \rho(r)$$

- Variação da Luminosidade:

$$\frac{dL(r)}{dr} = 4\pi r^2 \rho(r) \epsilon$$

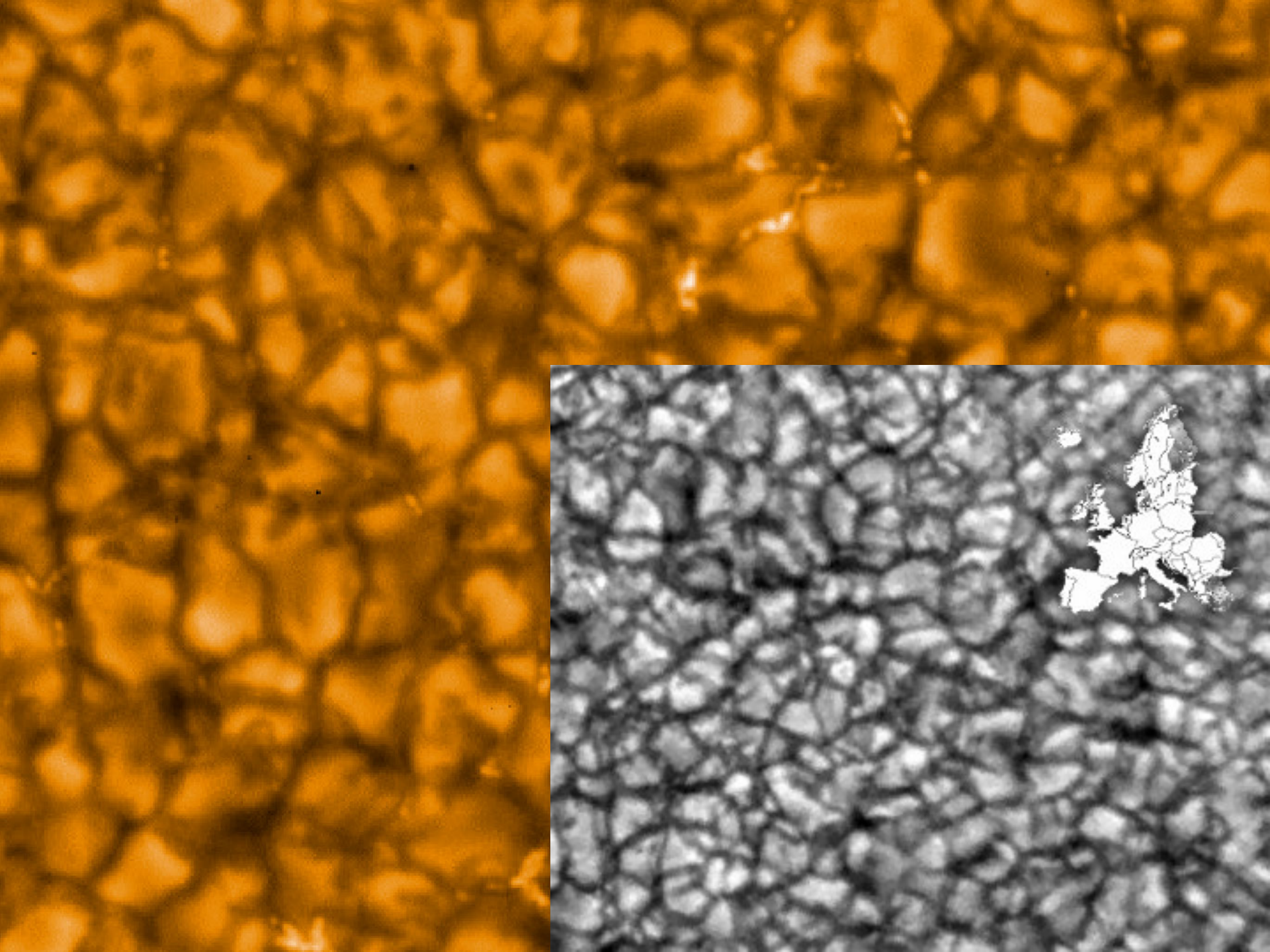
- ϵ – taxa de geração de energia nuclear por unidade de massa
- Aumenta com a distância ao centro da estrela

Estrutura interna

- Transporte de energia – processo radiativo

$$\frac{dT}{dr} = -\frac{3\kappa\rho(r)L(r)}{16\pi ac r^2} \frac{1}{T^3} \quad (\text{radiativo})$$

- κ – coeficiente de absorção média de Rosseland – indica a opacidade do gás
- a – constante radiativa
- Derivada negativa – T aumenta para o interior
- Maior parte das estrelas da sequência principal transportam energia utilizando um misto de radiação e convecção – Sol apenas é convectivo numa estreita camada superficial

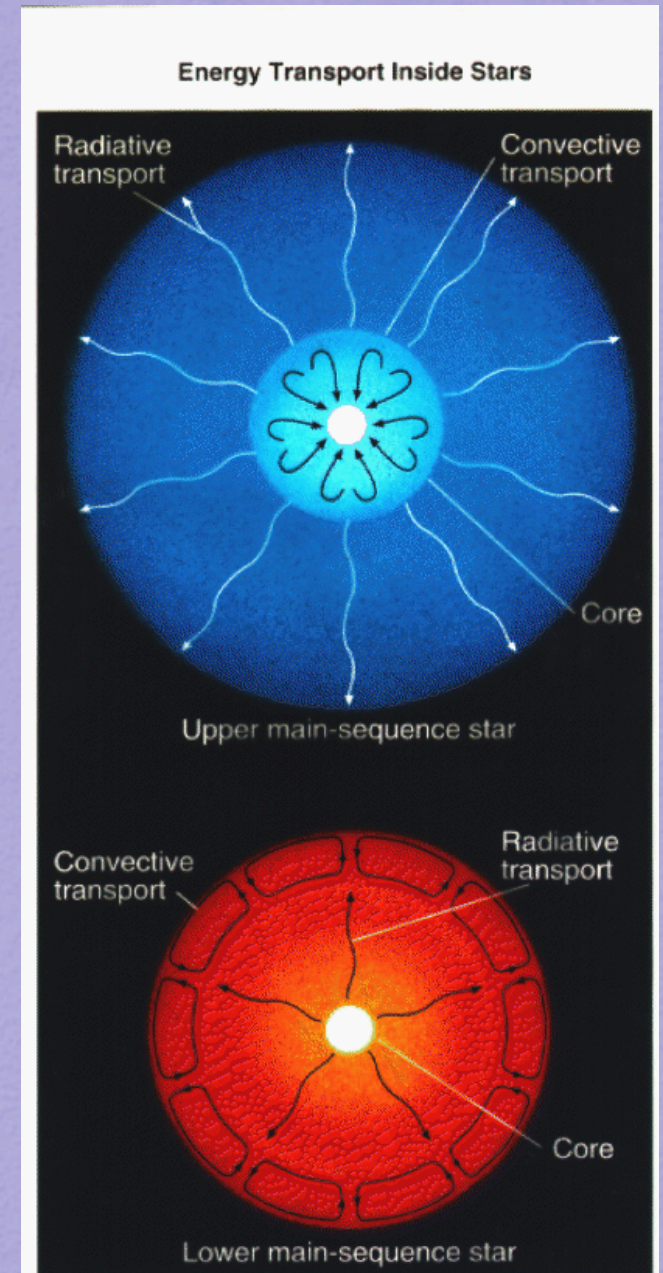


Estrutura interna

- Transporte de energia – processo convectivo:

$$\frac{dT}{dr} = \left(1 - \frac{1}{\Gamma_2}\right) \frac{T}{P} \frac{dP}{dr} \quad (\text{convectivo})$$

- Γ_2 – coeficiente de Chandrasekhar (pressão e calores específicos do gás)
- Dominante para estrelas com $M < 0,8 M_{\odot}$

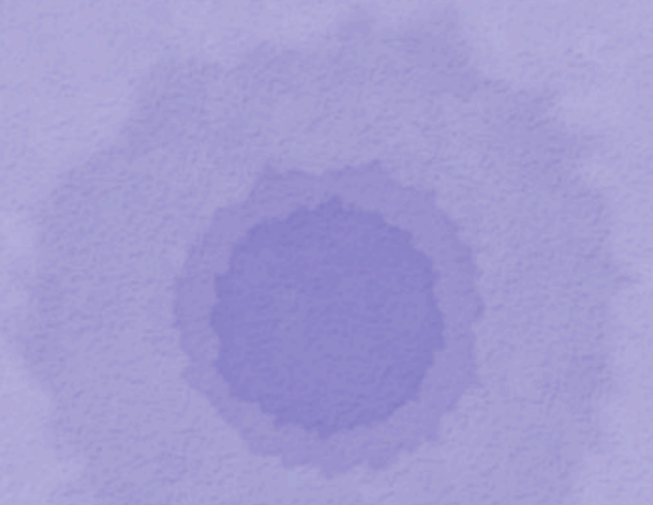


Estrutura interna

- 4 Equações + 3 equações de estado + condições fronteira \Rightarrow determinação das incógnitas
- Dados: Massa e composição química inicial
- Usar computador!

$$\frac{dP}{dr} = -\frac{GM(r)\rho(r)}{r^2}$$
$$\frac{dM(r)}{dr} = 4\pi r^2 \rho(r)$$
$$\begin{cases} \frac{dT}{dr} = -\frac{3\kappa\rho(r)L(r)}{16\pi ac} \frac{1}{r^2 T^3} & \text{(radiativo)} \\ \frac{dT}{dr} = \left(1 - \frac{1}{\Gamma_2}\right) \frac{T}{P} \frac{dP}{dr} & \text{(convectivo)} \end{cases}$$
$$\frac{dL(r)}{dr} = 4\pi r^2 \rho(r) \epsilon$$

- Teorema de Vogt-Russel
 - Massa e composição determinam unívocamente o raio, luminosidade, estrutura interna e evolução da estrela



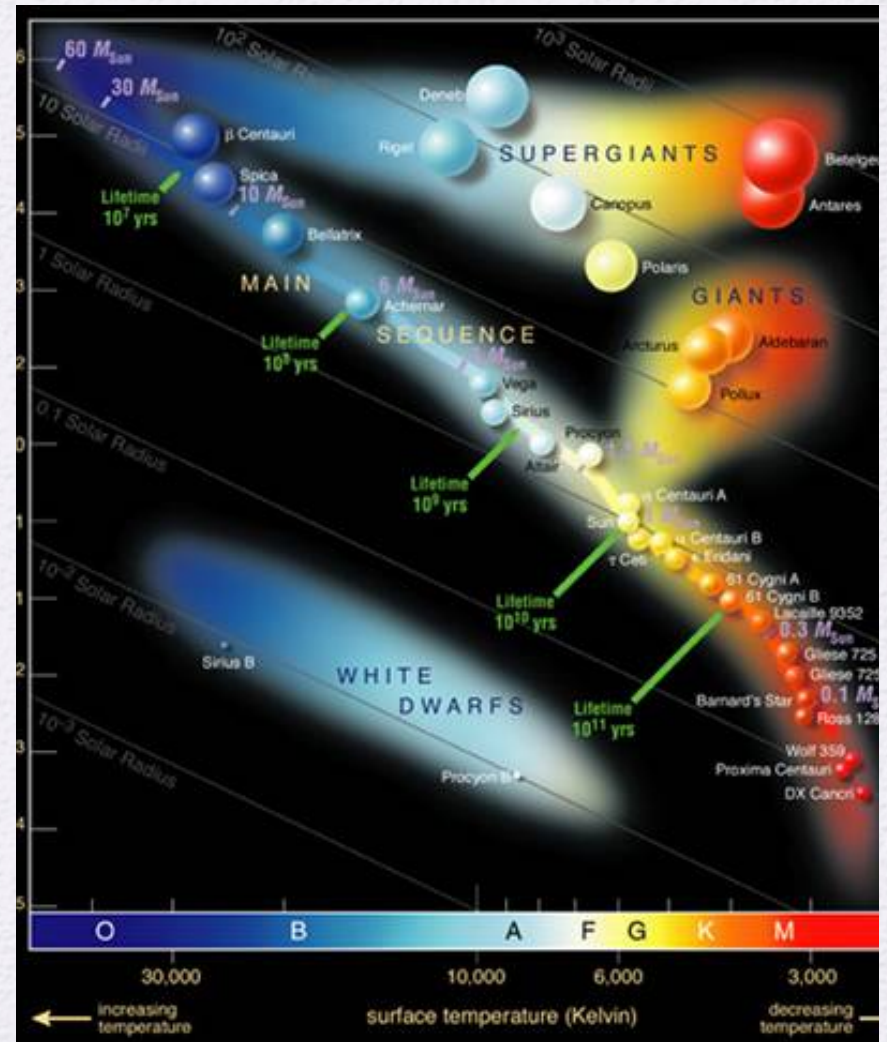
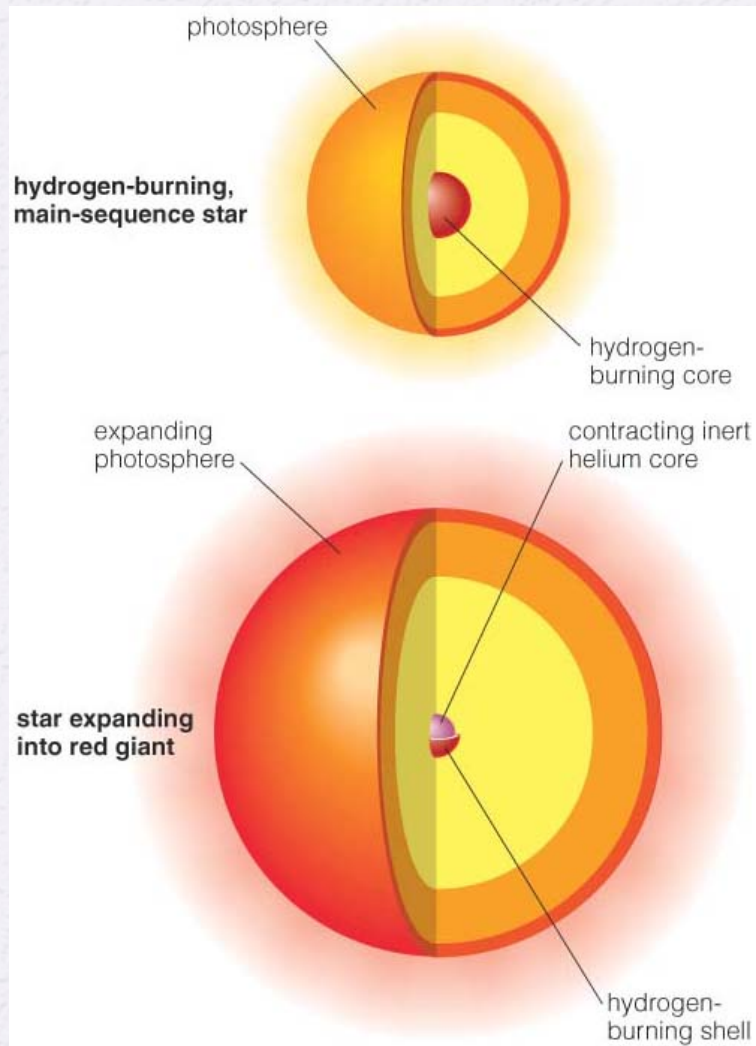
*Evolução e estados
finais das estrelas*

Aula 3

Evolução das estrelas

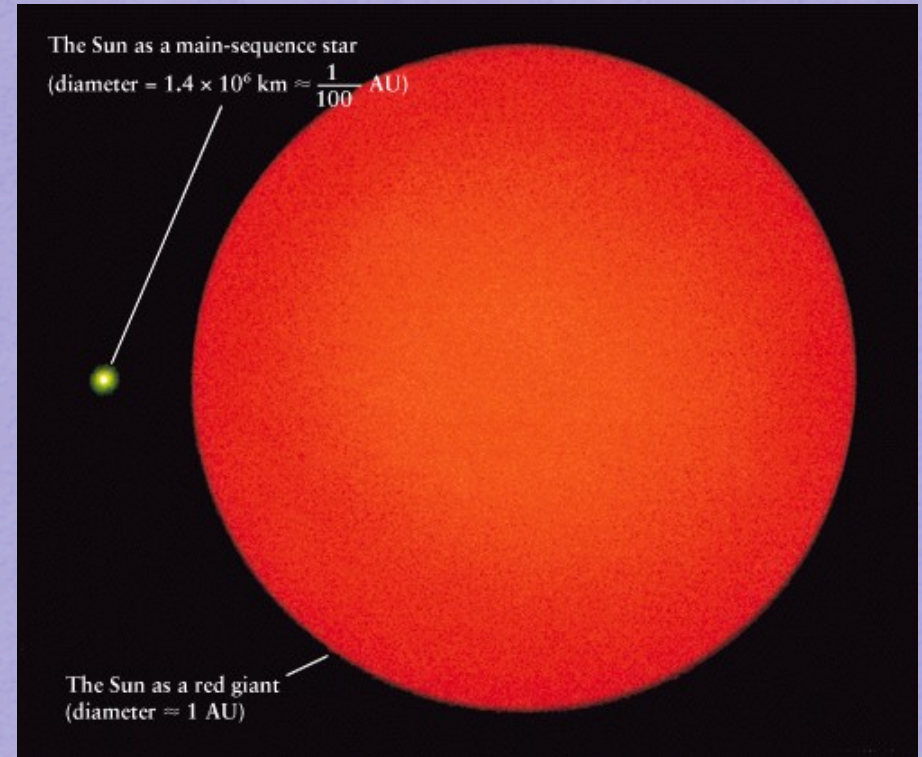
- Evolução depende da massa
- Fusão do hidrogénio \Rightarrow núcleo rico em hélio \Rightarrow estrela “sai” da sequência principal
- $0,8 M_{\odot} < M < 3 M_{\odot}$ (Sol)
 - Fim da fusão de H no núcleo \Rightarrow núcleo de He contrai e aquece
 - Camada periférica de H em torno do núcleo entra em fusão
 - Superfície da estrela expande – fase da gigante vermelha!
 - $L \sim 10^3 L_{\odot}$
 - $T_{\text{sup}} \sim 4000 \text{ K}$
 - Diâmetro do núcleo de hélio $\sim 30000 \text{ Km}$

Evolução – Gigante Vermelha



Evolução ($0,8 M_{\odot} < M < 3 M_{\odot}$)

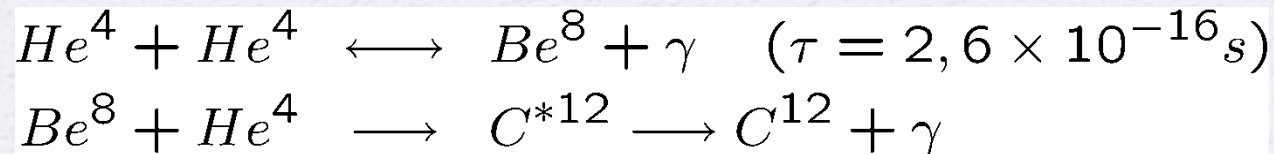
- Sol vai passar pela fase da gigante vermelha
 - Tamanho de 1UA
 - Planetas interiores vaporizados
 - Oceanos e atmosfera da Terra vaporizada



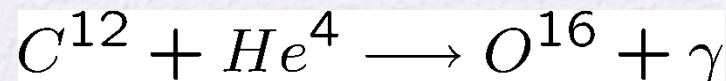
- Grande densidade do núcleo – pressão devido a gás degenerado de electrões
- Para $T_{\text{central}} > 10^8$ K – início da fusão central do hélio (estrelas com $M < 0,8 M_{\odot}$ não chegam a iniciar fusão do hélio)

Evolução ($0,8 M_{\odot} < M < 3 M_{\odot}$)

- Processo triplo- α



- $\epsilon_{3\alpha} \propto T^{40}$
- Grande libertação de energia $\Rightarrow T_{\text{central}}$ aumenta
- Pressão no núcleo não varia (gás degenerado) \Rightarrow aumento brutal de $T_{\text{central}} \Rightarrow$ “explosão” do núcleo quando degenerescência levantada (“helium flash”)
- Fusão central do hélio (ramo horizontal)
- Formação de um núcleo de carbono e oxigénio, devido à reacção:



Evolução – Nebulosa planetária

- Fim da fusão central do He
- Contração do núcleo de C-O
- Fusão periférica de He (e H) – ramo assintótico
- Instabilidade (pulsos térmicos)) expulsão das camadas exteriores da estrela
- Núcleo de carbono-oxigênio fica exposto ($T_{\text{sup}} \sim 100000 \text{ K}$)
- Radiação emitida faz brilhar gás expelido – nebulosa planetária
 - Expansão do gás $\sim 20 \text{ Km/s}$
 - Diâmetro ~ 1 ano-luz
 - Duração 50000 anos
 - Enriquecimento do meio interestelar - $5 M_{\odot}$ / ano (Sol liberta 60% da sua massa)



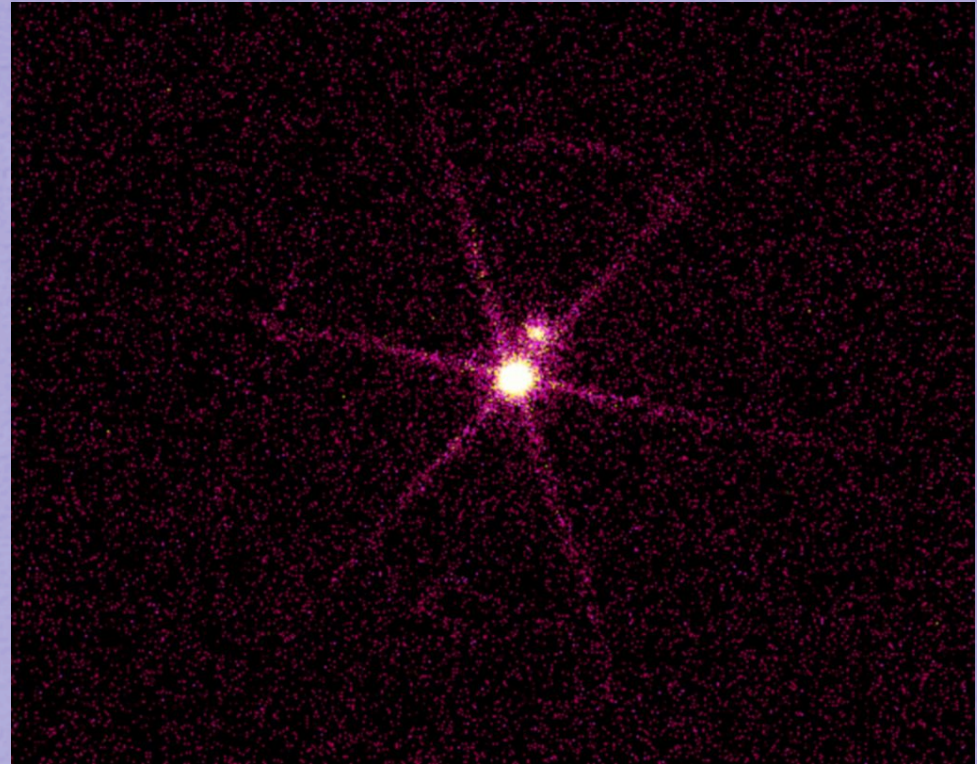
NGC 2440 a 3600 anos-luz, constelação Puppis (Popa) – $T_{\text{sup}} \sim 220000 \text{ K}$

Mais nebulosas planetárias...



Estado final – anã branca

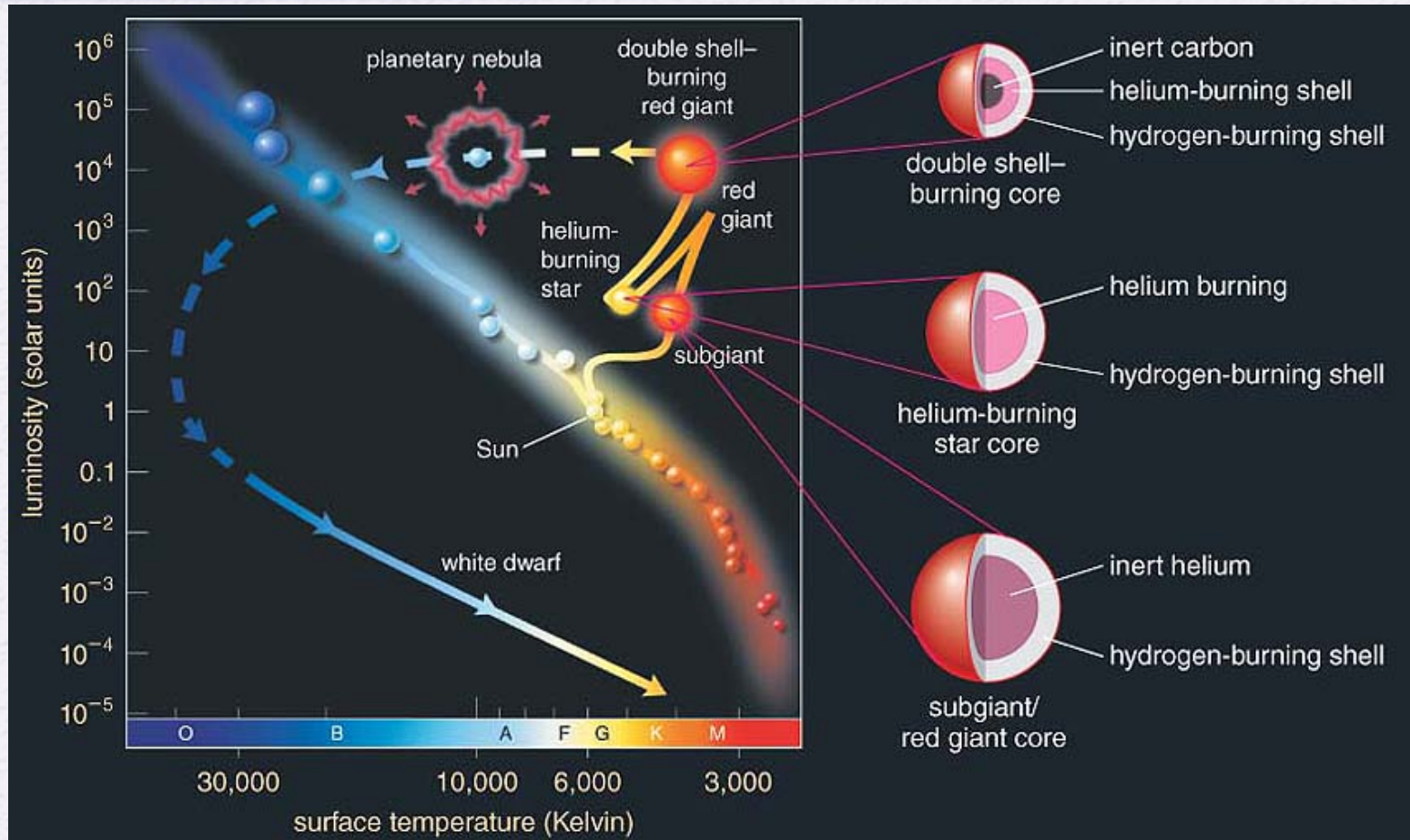
- Densidade do núcleo de C-O elevada (não entra em fusão)
- Equilíbrio hidrostático devido a pressão do gás de electrões degenerado! (não depende da temperatura)
- Pressão suficiente desde que $M < 1,4 M_{\odot}$ (limite de Chandrasekhar)
- Raio $\sim 0,01 R_{\odot}$
- Temperatura muito alta (côr branca)
- $\rho \sim 10^9 \text{ Kg/m}^3$ (colher de chá de matéria pesa ~ 6 toneladas na Terra!)



Sírius B (raios-X) – $T_{\text{Sup}} \sim 30000 \text{ K}$

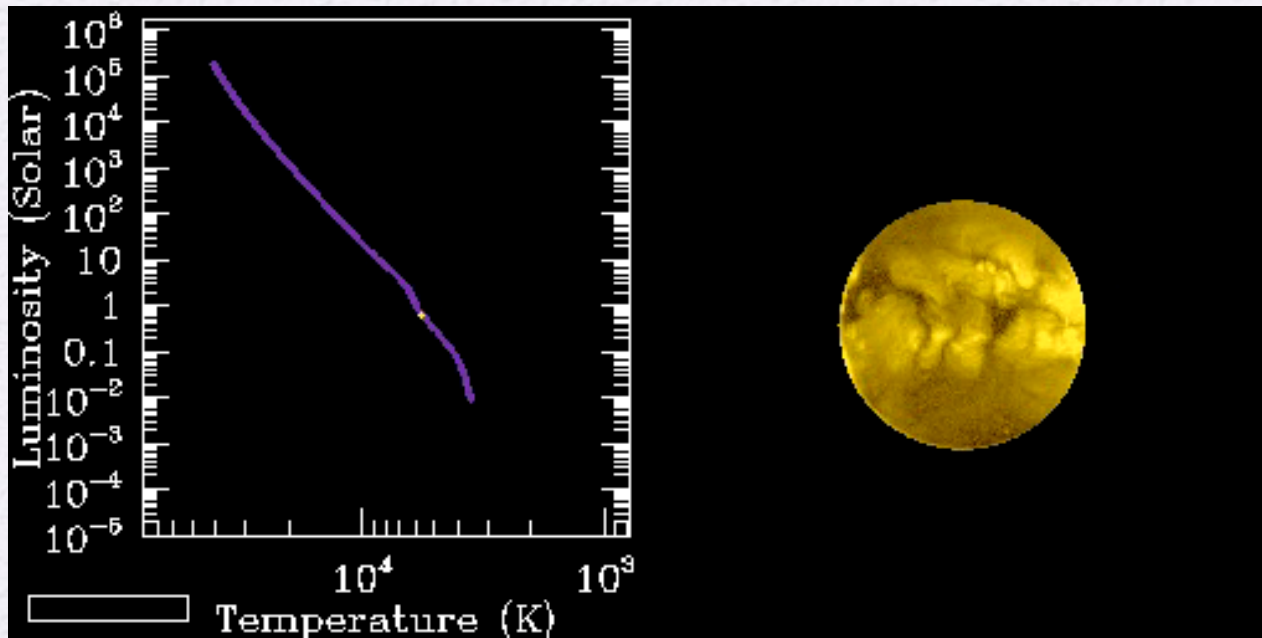
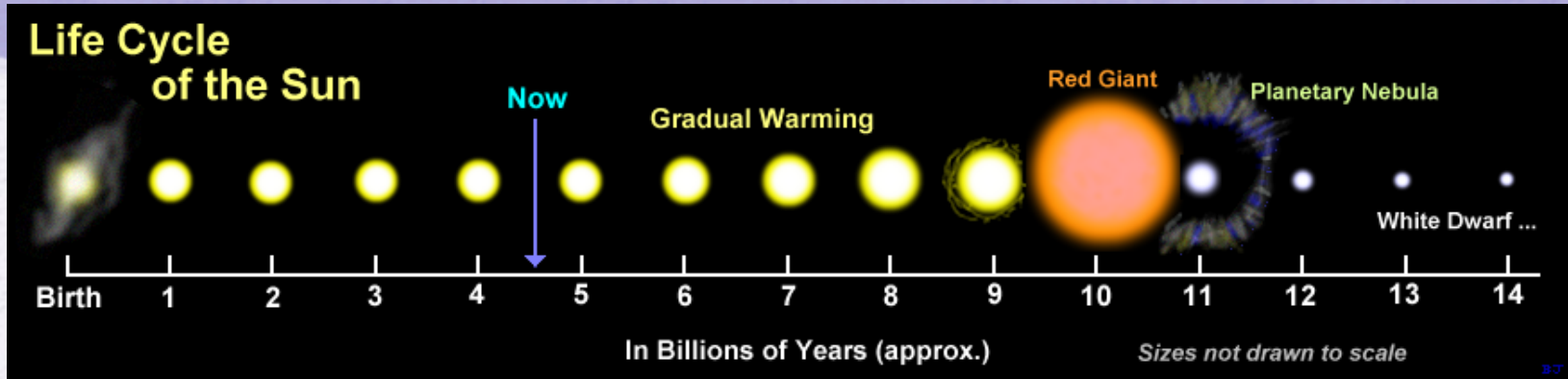
- Única fonte de energia: energia térmica – estrela arrefece e luminosidade diminui (anã preta)

Evolução - Sol



Evolução de uma estrela com $1M_{\odot}$

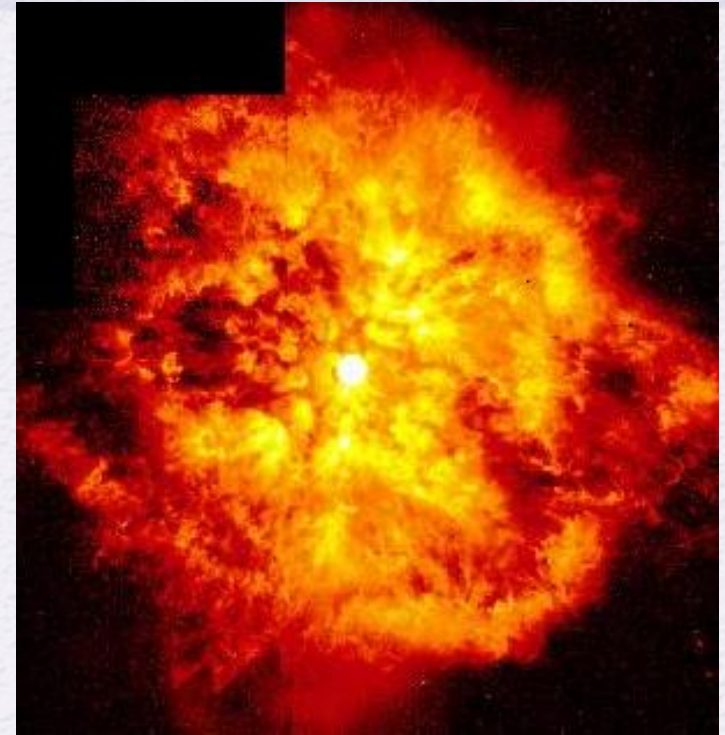
Evolução - Sol



Evolução do Sol (Digital Demo Room)

Evolução – perda de massa

- Estrelas ejectam matéria para o espaço interestelar ao longo da sua vida (vento estelar)
 - Processo importante durante a fase gigante vermelha das estrelas (atracção gravítica sobre superfície da estrela é fraca)
 - Afecta estados finais de evolução
 - Processo importante no enriquecimento do meio interestelar
-
- Estrelas Wolf-Rayet: estado de evolução de estrelas massivas ($\sim 25 M_{\odot}$) com grande perda de massa ($\sim 10^{-5} M_{\odot}$ por ano), vento estelar de 2000 Km/s e $T_{\text{sup}} \sim 25000 \text{ K} - 50000 \text{ K}$

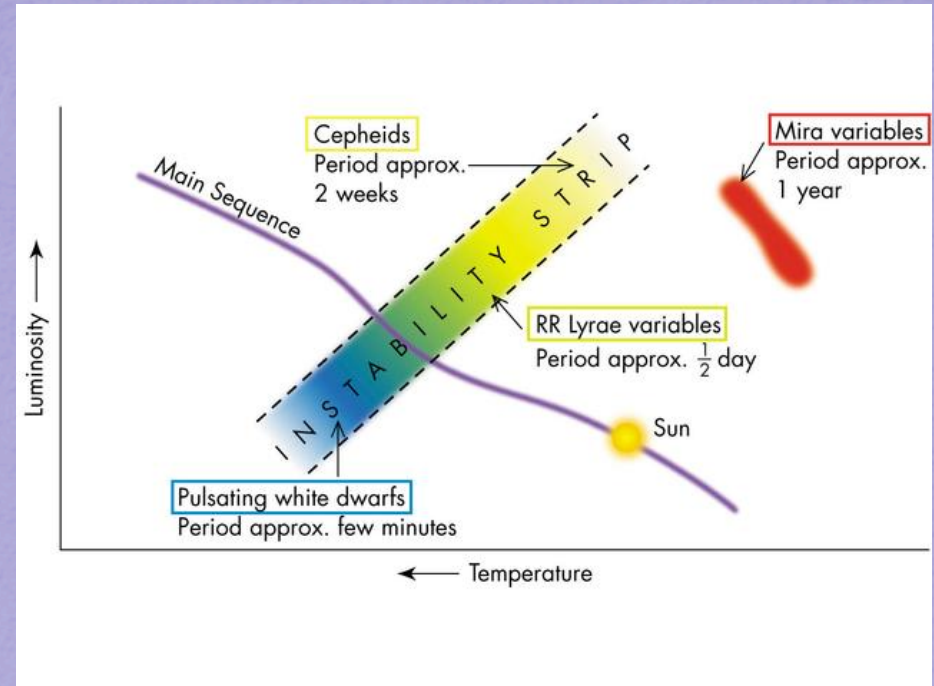


Estrela Wolf-Rayet WR124

Evolução

Estrelas variáveis intrínsecas (pulsantes)

- Apresentam grandes variações periódicas da luminosidade durante intervalos de tempo pequenos
- Variações do desvio doppler das riscas espectrais para o azul e vermelho \Rightarrow expansão e contracção da superfície (velocidade ~ 100 Km/s)



- Perturbação do equilíbrio hidrostático \Rightarrow oscilações em torno do equilíbrio
- Ocorre quando estrela passa pela “faixa de instabilidade” do diagrama H-R durante a fase de gigante vermelha

Evolução

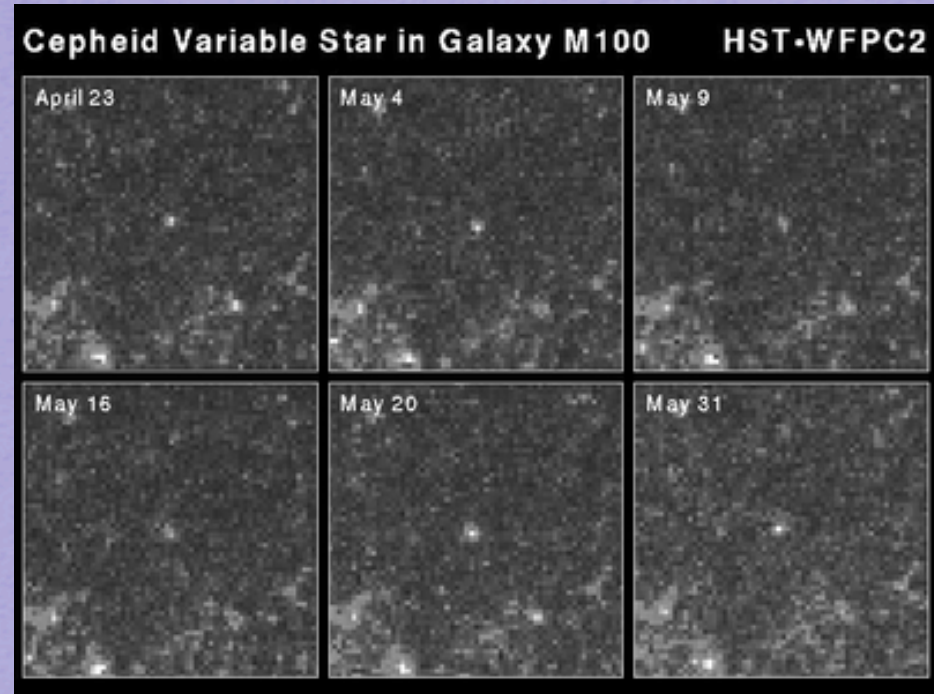
■ Estrelas variáveis intrínsecas:

■ Cefeidas

- Grande massa e luminosidade ($\sim 10^3 - 10^4 L_{\odot}$)
- Período entre 1 e 70 dias
- Variação entre 0,1 e 2,0 magnitudes
- Forte correlação entre período e luminosidade

■ RR da Lira

- Massa pequena ($< M_{\odot}$)
- $L \sim 40 - 50 L_{\odot}$
- Período \sim horas



Variação do brilho de uma estrela Cefeida

Cefeidas – distâncias cosmológicas

- Usamos o método de paralaxe para determinar a distância (e a luminosidade) a algumas destas estrelas
- Encontrou-se uma relação precisa entre o periodo e luminosidade!

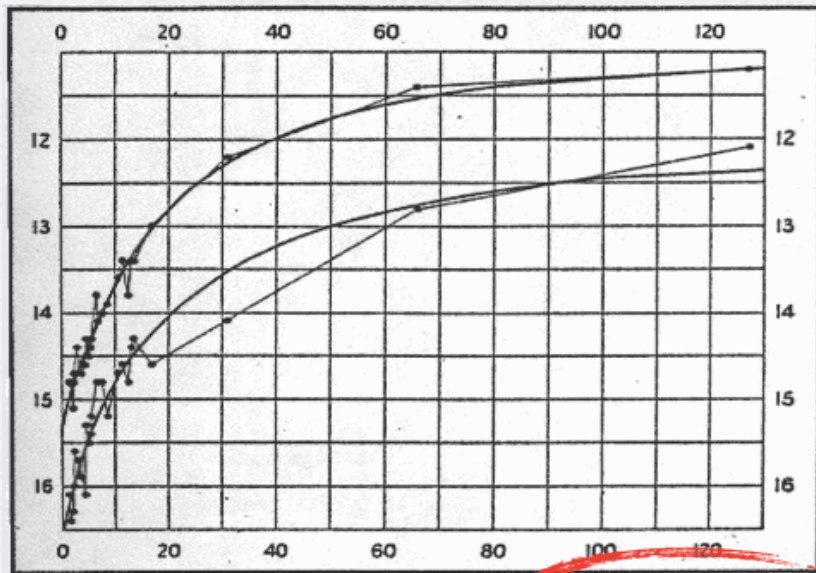
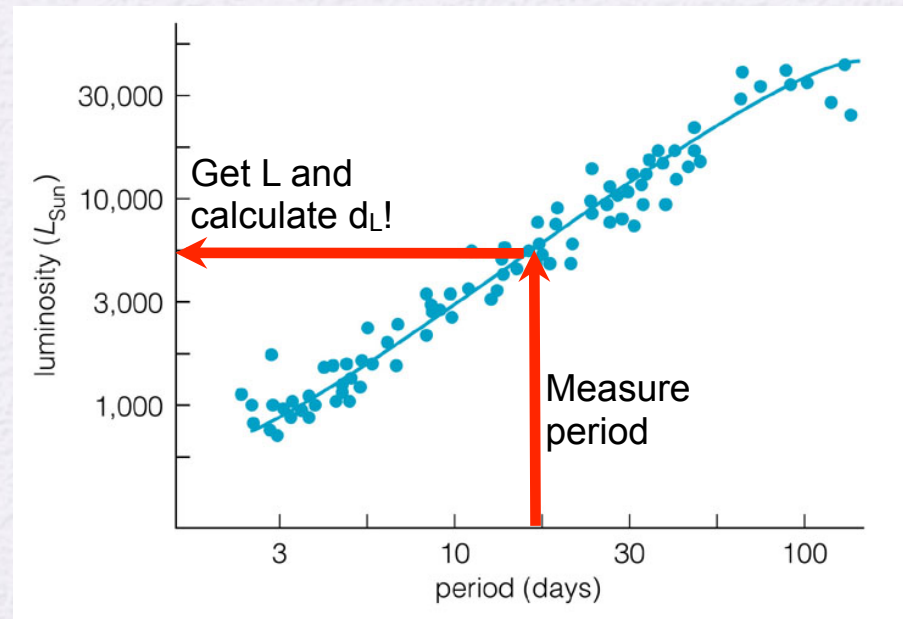


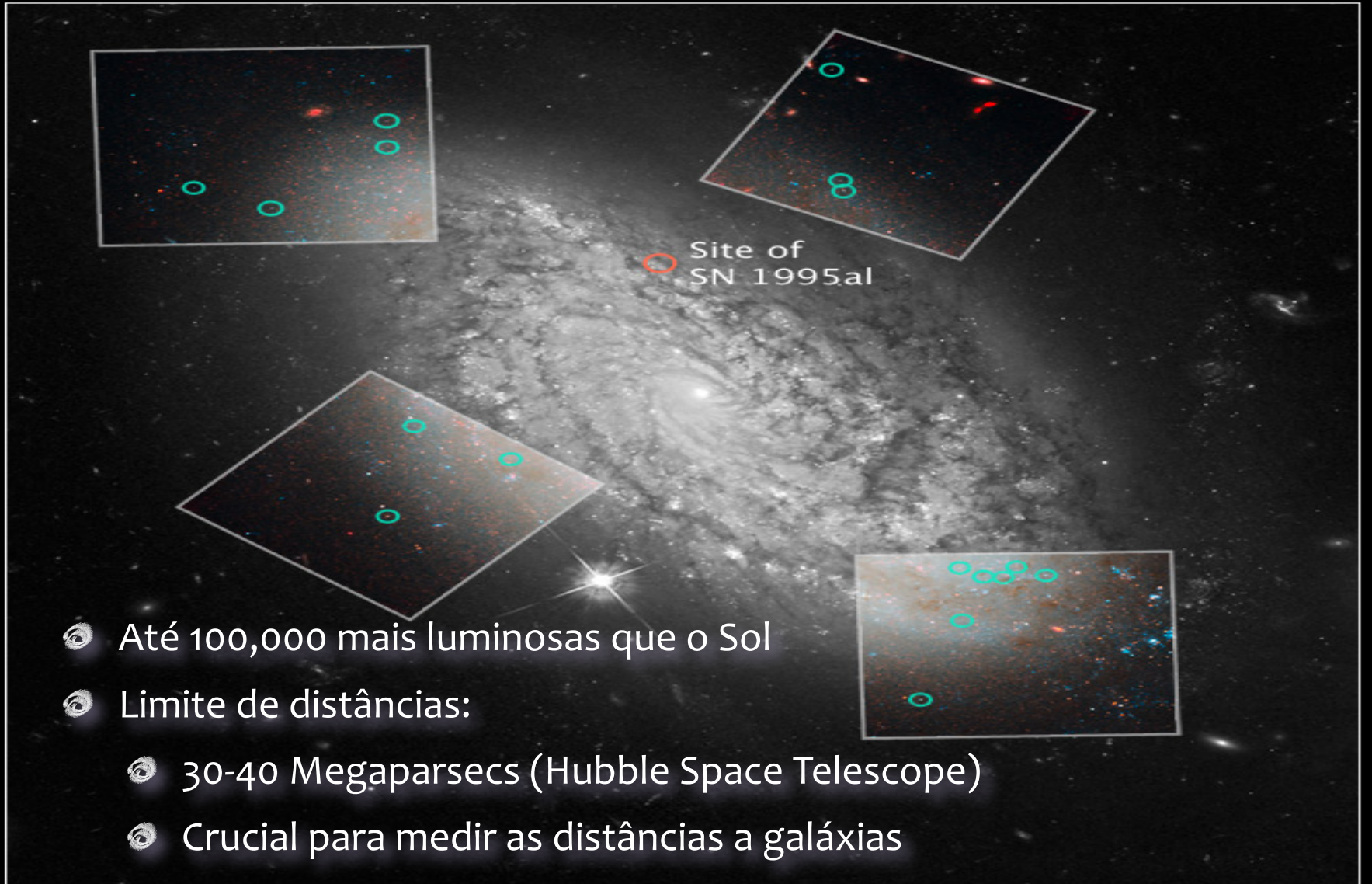
FIG. 1. Henrietta Swan Leavitt, 1912



Cefeidas

Spiral Galaxy NGC 3021

HST • ACS/WFC • NICMOS

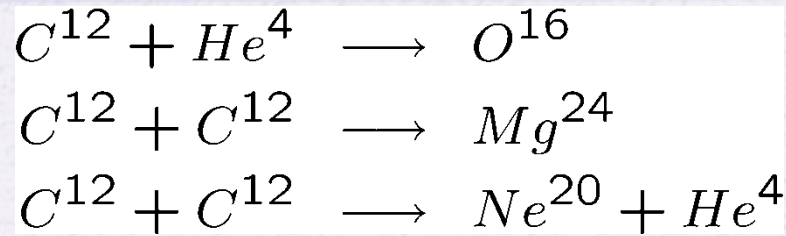


- Até 100,000 mais luminosas que o Sol
- Limite de distâncias:
 - 30-40 Megaparsecs (Hubble Space Telescope)
 - Crucial para medir as distâncias a galáxias

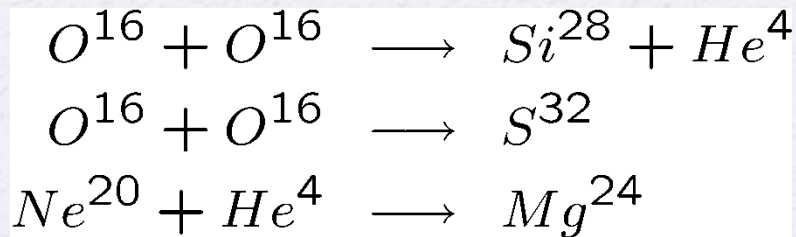
Evolução - estrelas pesadas

- Também passam por fase gigante (ou super-gigante) vermelha
- $3 M_{\odot} < M < 9 M_{\odot}$
 - Não existe “flash de hélio”
 - Possível “carbon flash” se núcleo suficientemente massivo
 - Grande perda de massa durante a fase gigante evita fusão do carbono
- $9 M_{\odot} < M < 20 M_{\odot}$
 - Fim da fusão no núcleo de um certo elemento \Rightarrow contracção e fusão de elementos mais pesados
 - Alternância entre fusão central e periférica

Evolução



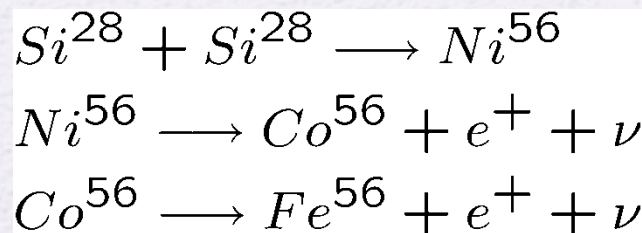
$T \sim 4 \times 10^8 \text{ K}$



$T \sim 2 \times 10^9 \text{ K}$

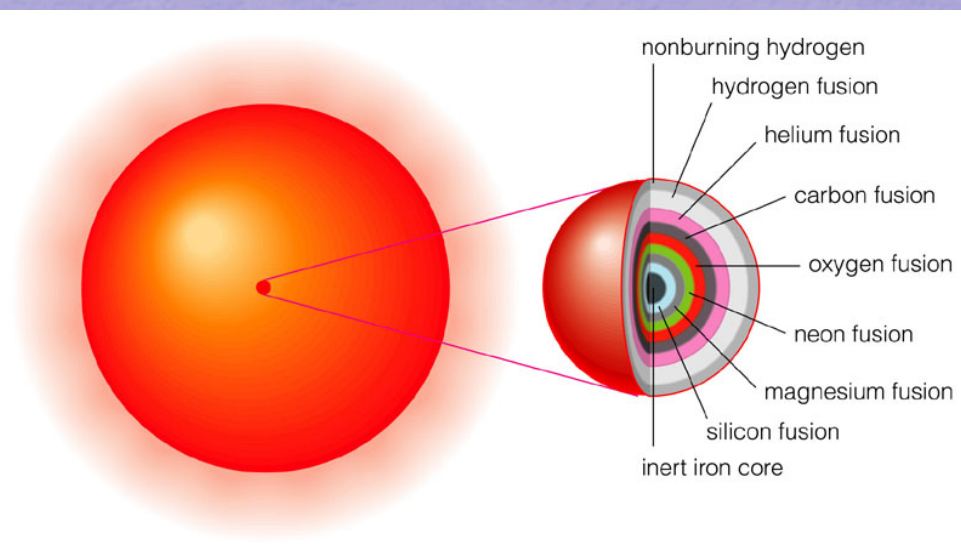
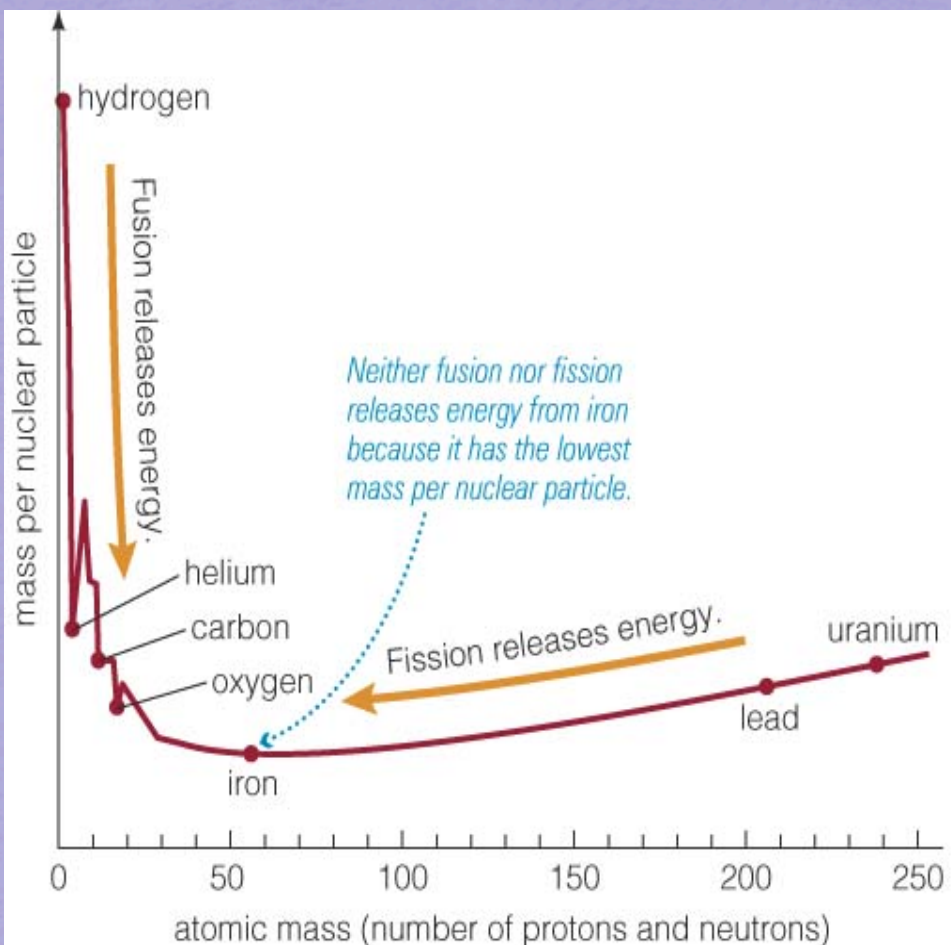
- $M > 20 M_{\odot}$

- Fusão de elementos mais pesados até chegar ao ferro:



$T \sim 3 \times 10^9 \text{ K}$

Evolução – estrelas pesadas



- Fe é estável (fusão consome energia)
- Fim dos ciclos de fusão
- Fusão nuclear deixa de “alimentar” luminosidade da estrela
- Estrela colapsa

Evolução – estrelas pesadas

Temperatura mínima para fusão (K)	Elemento em fusão	Elementos produzidos	Duração da fusão (anos)
4×10^7	H	He	7×10^6
2×10^8	He	C, O	7×10^5
6×10^8	C	Ne, Na, Mg, O	600
$1,2 \times 10^9$	Ne	O, Mg	1
$1,5 \times 10^9$	O	Si, S, P	$\sim 0,5$
$2,7 \times 10^9$	Si	do Ni ao Fe	~ 1 dia

Tempo de duração das reacções nucleares para estrelas de grande massa ($\sim 25 M_{\odot}$)

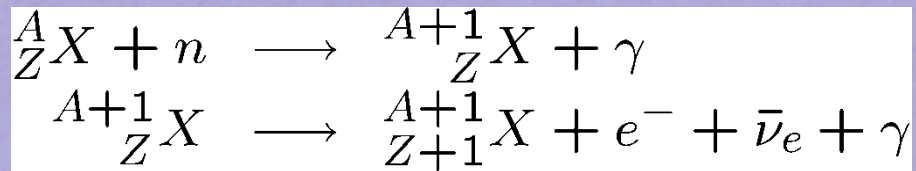
- Outros núcleos formados pela captura de neutrões e transmutação dos isótopos
- Grande parte dos elementos químicos do Universo resultam das reacções nucleares nas estrelas!! (excepto H e He)

Evolução – Supernovas tipo II

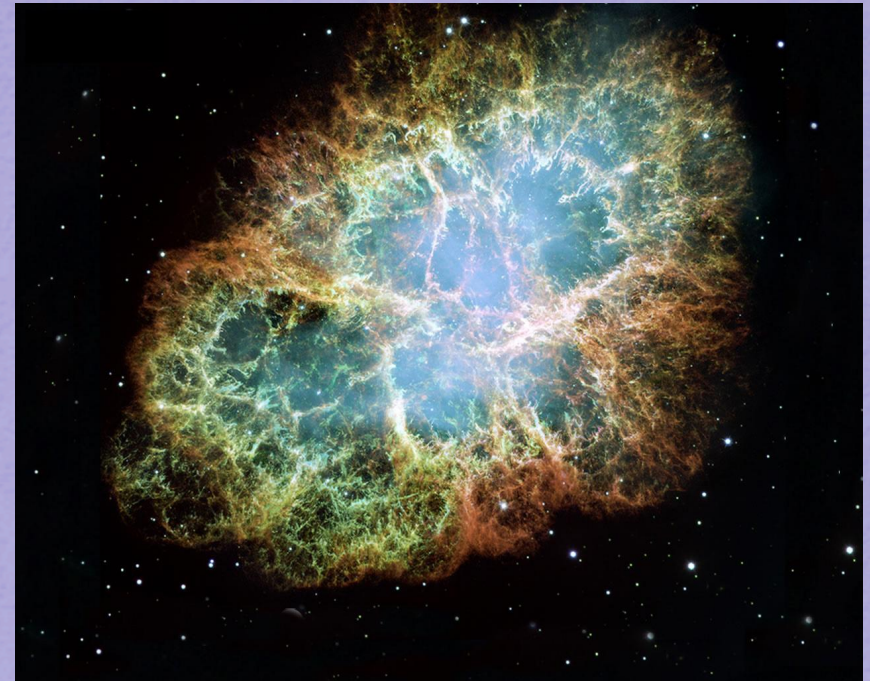
- Formação de núcleo de Fe \Rightarrow fim da fusão nuclear ($M >$ limite de Chandrasekhar) \Rightarrow colapso catastrófico do núcleo
 - Enorme produção de neutrões e neutrinos – fotodissociação e decaimento beta inverso:
$$p^+ + e^- \longrightarrow n + \nu_e$$
 - $T_c \sim 8 \times 10^9$ K
 - $\rho_c \sim 8 \times 10^{17}$ Kg/m³ (1/4 segundo após colapso do núcleo) \sim densidade do núcleo de um átomo
- Núcleo pára de colapsar (pressão do fluído de neutrões degenerados!)
- Colapso das camadas externas continua ($\sim 15\%$ velocidade da luz)
 - Formação de ondas de choque
 - Explosão das camadas externas (impulsionada por fluxo de neutrinos) \Rightarrow Supernova!
- Enorme libertação de neutrinos $\sim 10^{46}$ J (10 segundos) $\sim 100 \times$ energia produzida pelo Sol na sequência principal!!
- Emissão de fotões: 10^{42} J (meses...), pico – 10^{36} J/s – $10^9 L_\odot$

Supernovas

- Formação de elementos mais pesados que o Fe:



- Enriquecimento do meio interestelar
- Ondas de choque – formação de estrelas!

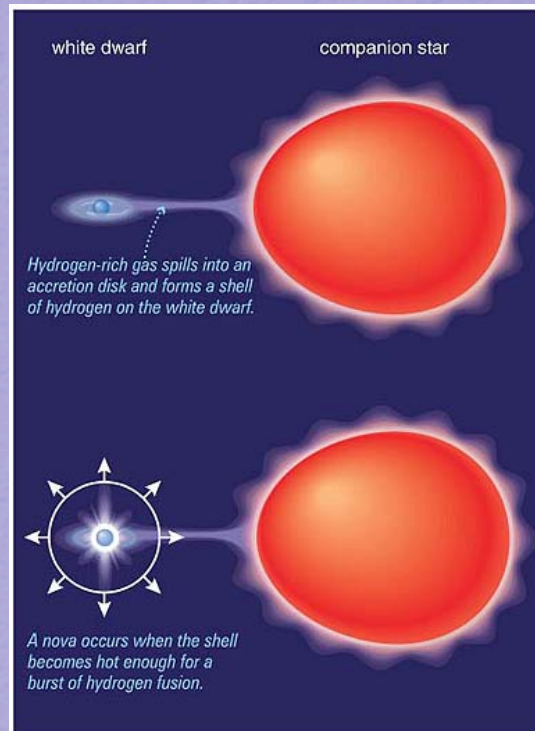


Nebulosa de Caranguejo – expansão do gás devido a supernova observada em 4 de Julho de 1054 (China)

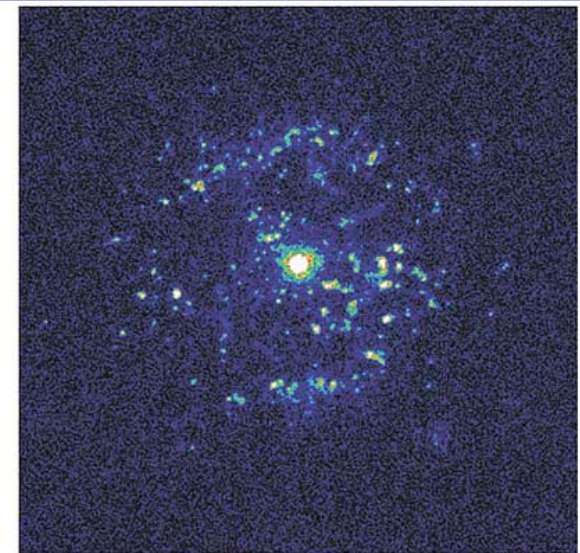
Supernovas

■ Anã branca em sistema binário:

- Acreção de matéria (H) da outra estrela
- Aquecimento do gás \Rightarrow fusão de H e Nova
- Aumento da massa e temperatura $\Rightarrow M \approx 1.4 M_{\odot} \Rightarrow$ Supernova tipo Ia (Bomba de Carbono – destruição completa da estrela)
- Útil para medição de distâncias cosmológicas

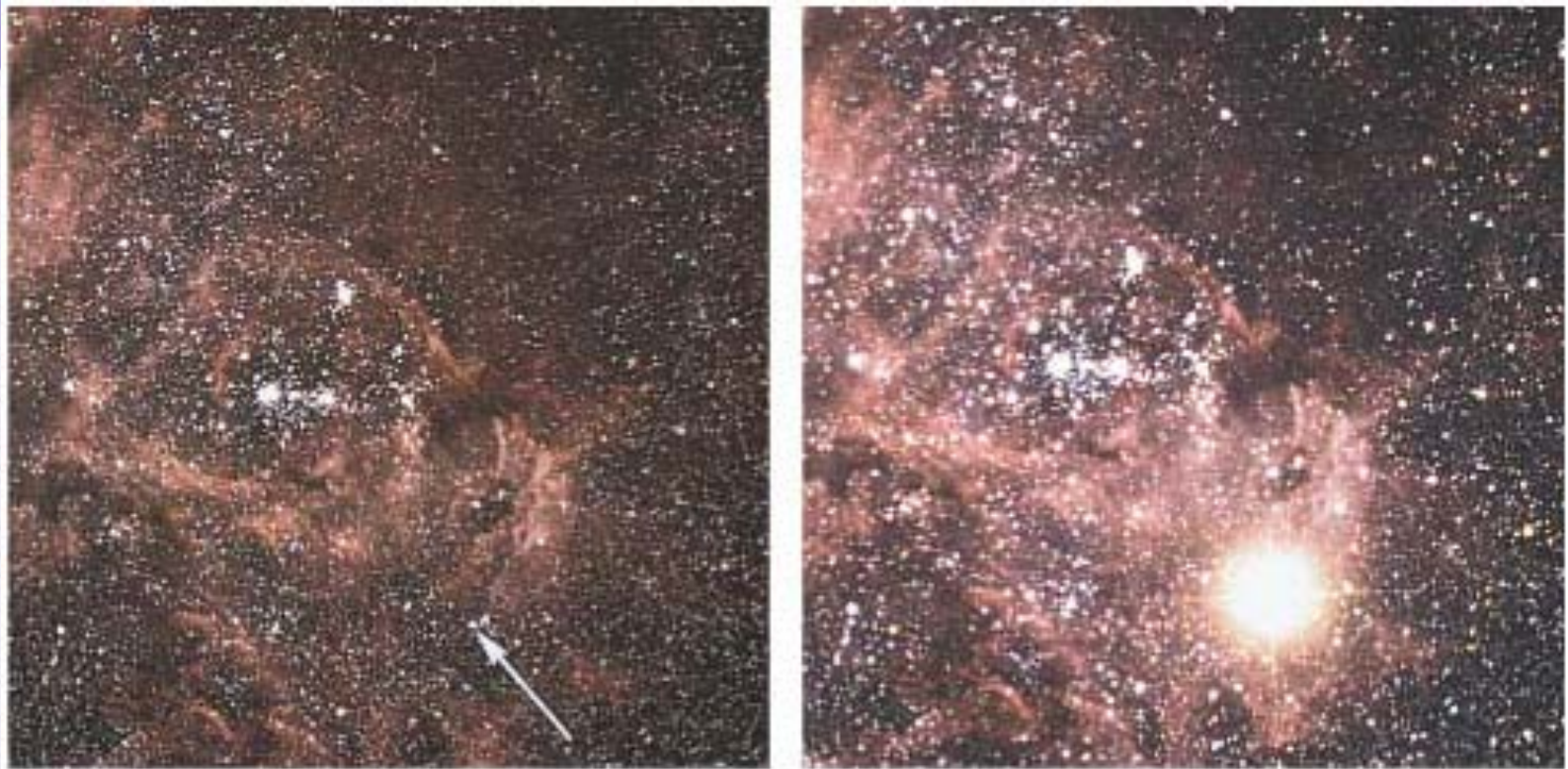


a Diagram of the nova process.



b Hubble Space Telescope image showing blobs of gas ejected from the nova T Pyxidis. The bright spot at the center of the blobs is the binary star system that generated the nova.

Supernovas



- Acima: supernova 1987A
- Supernovas observadas na nossa galáxia (datas): 1006, 1054, 1572, 1604
- Betelgeuse – possível candidata ($R \sim 500 R_{\odot}$, 427 anos-luz) – supernova seria 10x mais brilhante que a lua cheia!

Estados finais – estrela de neutrões

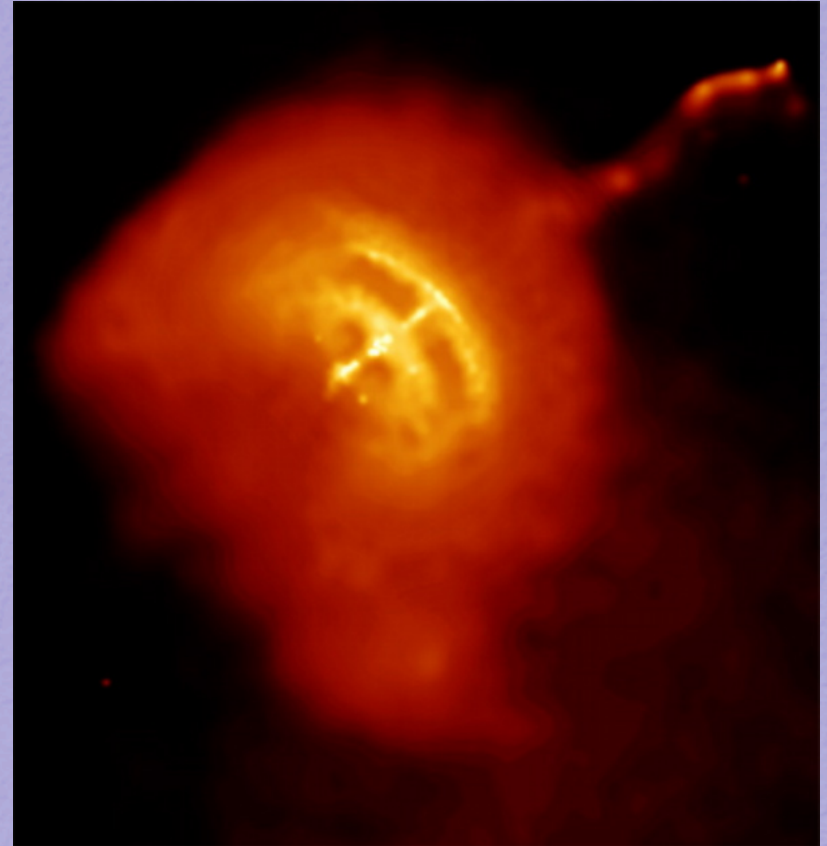
- Núcleo final após Supernova tipo II
- Pressão devido a neutrões degenerados
- $M < 2 M_{\odot}$ (limite de Tolman-Oppenheimer-Volkoff)
- Raio ~ 10 Km
- $\rho \sim 10^{18}$ Kg/m³ (colher de chá da estrela pesa ~ 100 milhões de toneladas na Terra!)
- Constituição:
 - Exterior - Crosta sólida formada (ferro + núcleos atómicos pesados)
 - Interior – superfluido de neutrões (supercondutor – protões + electrões)



Estrela de neutrões (pulsar) observada na nebulosa do Caranguejo

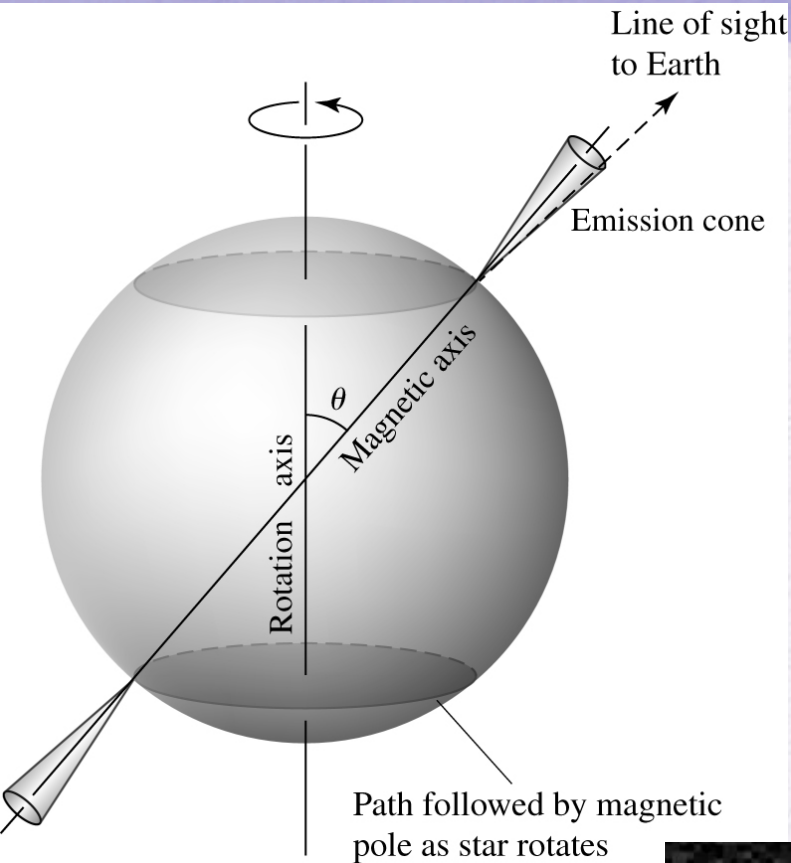
Estrela de neutrões - pulsares

- Descobertos em 1967 (extra-terrestres?)
- Estrelas de neutrões – rápida rotação e campos magnéticos muito fortes
- Emissão de radiação ao longo dos pólos magnéticos (diferente do eixo de rotação) – pulsos
- Período mínimo $\sim 0,5$ ms
- Pulsar mais próximo (90 pc) - $P \sim 0,237$ s



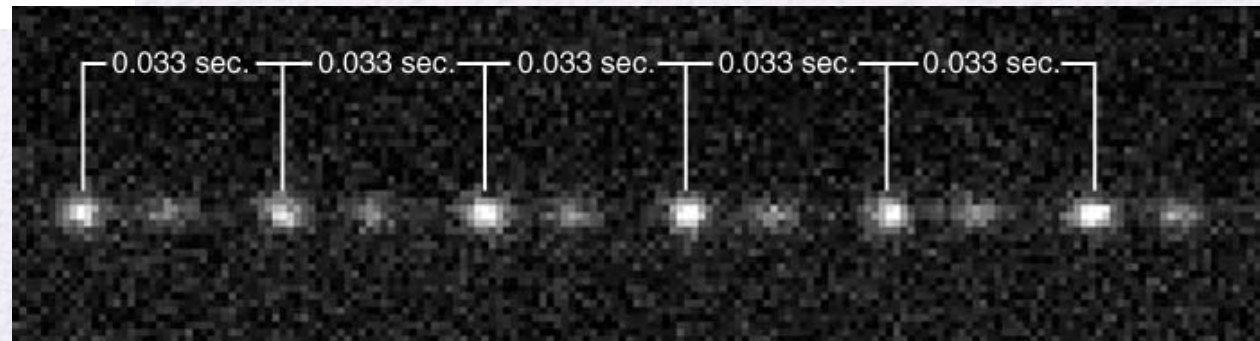
O pulsar “Vela” – emissão de um jacto de gás

Pulsares

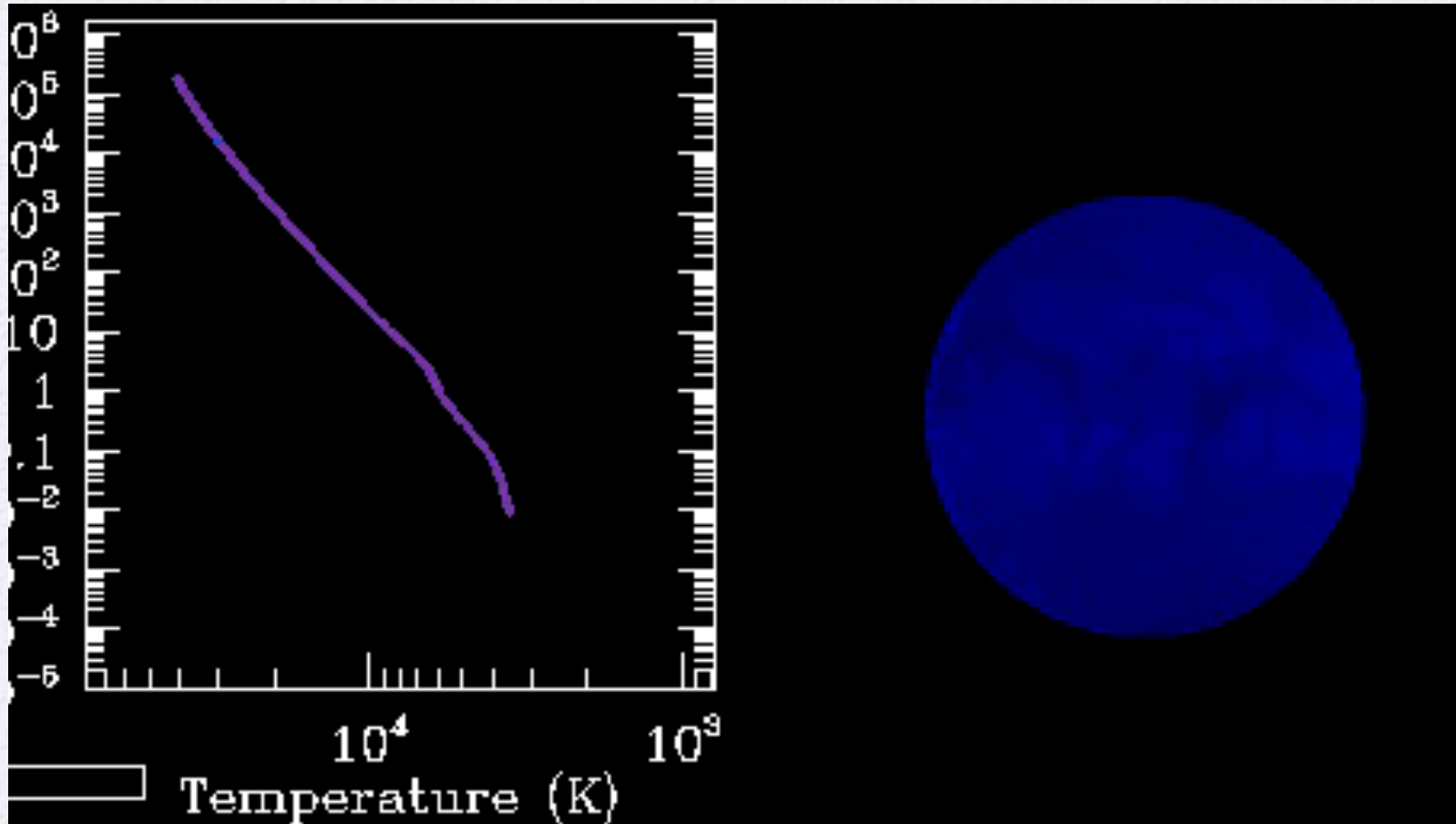


Eixo de rotação e eixo magnético não estão alinhados. Feixe de emissão ao longo do eixo magnético

Pulsar da Nebulosa de Caranguejo (0,033 s)



Estados finais - evolução para $15 M_{\odot}$

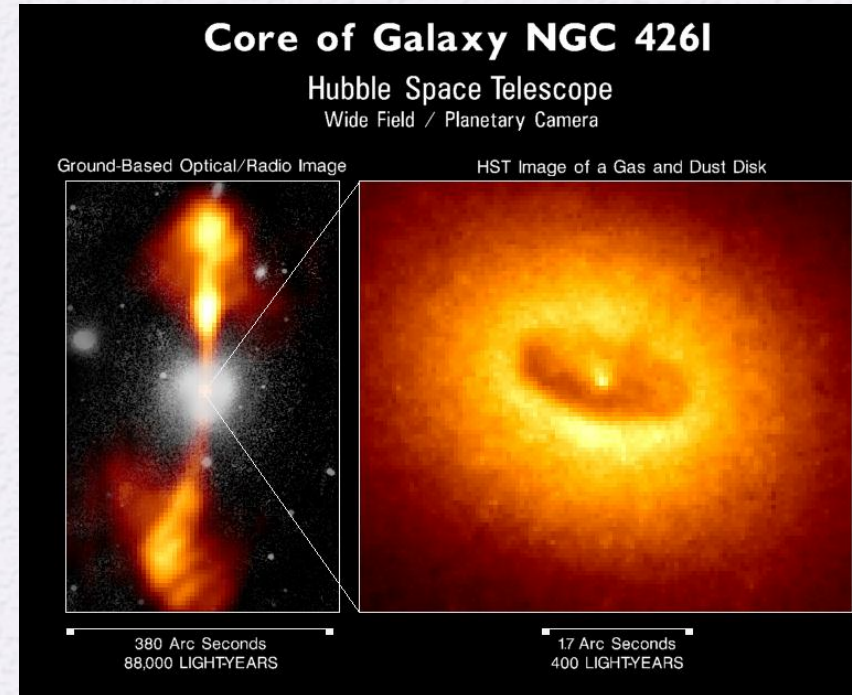


Estados finais – buracos negros

- $M_{\text{inicial}} > 25 M_{\odot}$
- Núcleo final da estrela com $M > 2 M_{\odot}$ → pressão dos neutrões degenerados insuficiente → “estrela” colapsa
- Quando $R < R_S$ (raio de Schwarzschild - horizonte de acontecimentos) → matéria e luz não conseguem escapar → buraco negro

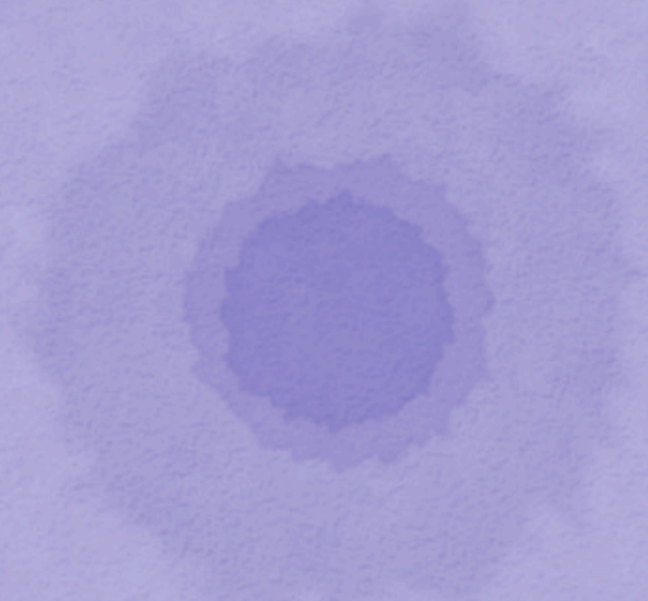
- $$R_S = 2GM/c^2$$

- $M = 3M_{\odot} \rightarrow R_S = 8,9 \text{ Km}$
- Colapso final em microsegundos → formação de uma singularidade
- Observações:
 - “Sistemas binários”
 - Emissão de raios-X por acreção de matéria no buraco negro



Buraco negro supermassivo na galáxia elíptica NGC 4261 (45 milhões de anos luz de distância)

Massa $\sim 10^9 M_{\odot}$; $R_S \sim 20 \text{ UA}$



Fim...

Contactos: mgrsantos@ist.utl.pt

Dept. Física, quinto piso, Laboratório de Astrofísica

An aerial photograph of a large-scale radio telescope array, likely the SKA (Square Kilometer Array). The image shows a vast field of white, parabolic radio dishes arranged in a grid-like pattern across a flat, arid landscape. The dishes are supported by metal structures and are oriented towards the sky. The background shows a clear blue sky and the horizon line.

From the Dark Ages to Dark Energy

Cosmology with the next generation of radio telescopes



The High- z Universe: Dark Ages, first stars and Reionization

The “low- z ” Universe

