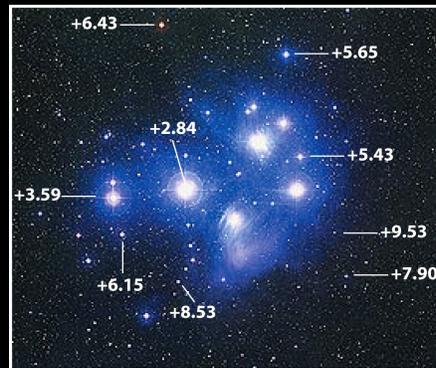


A estrutura das estrelas e a geração de energia

Propriedades das estrelas.

A evolução das estrelas

Morte estelar - estrelas anãs, estrelas de neutrões e buracos negros



Energia potencial gravitacional.

Processos químicos.

Reacções de fusão nuclear.

Luminosidade (L) \Rightarrow perda de energia

\Rightarrow não são estáticas

evoluem à medida que perdem energia para o espaço

Numa estrela gasosa, quasi-estática, a energia poderá ser gerada apenas por contracção gravítica e/ou fusão termonuclear, dependendo do estágio de evolução da estrela.

Energia potencial gravitacional.

A contracção gravitacional de uma massa resulta na conversão de metade da sua energia potencial gravitacional em energia térmica e metade em energia radiativa

(virial theorem – Carrol pp 53-56)

Para uma massa esférica, a energia potencial gravitacional é dada por:

$$dE_{pg} = -G \frac{M(r)}{r} dM(r)$$

Para o Sol sabemos que a energia média disponível para ser radiada é de 9.54×10^{10} J/kg

⇒ A contracção gravítica apenas poderia manter a presente luminosidade do Sol por 15 milhões de anos.

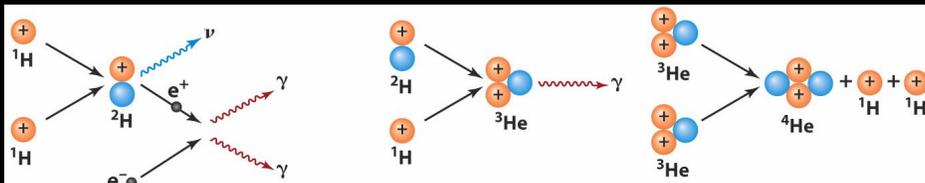
Reacções termonucleares.

O processo só foi “entendido” em 1938

Elementos leves → “queima” → elementos pesados + energia

nucleosíntese.

Fusão ⇒ distância internuclear $< 10^{-15}$ m.



Os prótons aproximam-se o suficiente para que as forças nucleares “actuem”, produzindo novas partículas ou fundindo-se em núcleos mais pesados.

Fontes de energia das estrelas.

Processos de geração de energia termonuclear nas estrelas				
Processo de queima de	Combustível	Produtos principais	Temperatura aproximada (K)	Massa mínima aproximada ($\times M_{\text{Sol}}$)
H	H	He	$1 - 3 \times 10^7$	0.1
He	He	C ; O	2×10^8	1
C	C	O ; N ; Na ; Mg	8×10^8	1.4
Ne	Ne	O ; Mg	1.5×10^9	5
O	O	Mg ; Al ; Si ; P ; S	2×10^9	10
Si	Mg ; Al ; Si ; P ; S	Elementos próximos do Fe	3×10^9	20

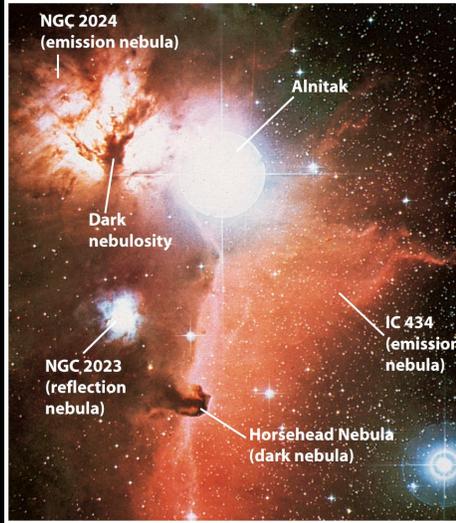
Evolução estelar

Podemos definir quatro estágios principais na evolução de qualquer estrela

- proto-estrela
- estrela pré sequência principal
- estrela da sequência principal
- estrela pós sequência principal

O processo de evolução de uma estrela é ditado, essencialmente, pela sua massa.

Pretende-se entender como é que a luminosidade e a temperatura da superfície (duas quantidades mensuráveis) mudam com o tempo.



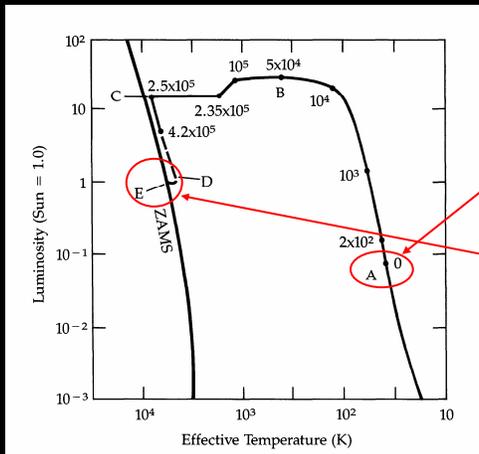
A proto-estrela

Sabemos que as estrelas nascem da contracção gravitacional de nuvens interestelares de gases e poeiras.

À medida que a contracção avança, parte da energia potencial gravitacional é convertida em energia térmica e parte em radiação.

Quando o núcleo aquece o suficiente para que haja fusão, está formada uma estrela.

À nuvem em contracção, antes de estabelecido o equilíbrio hidrostático chamamos **proto-estrela**.



À medida que se estabelece o equilíbrio hidrostático mas antes de começarem as reacções termonucleares temos a chamada **estrela pré sequência principal**

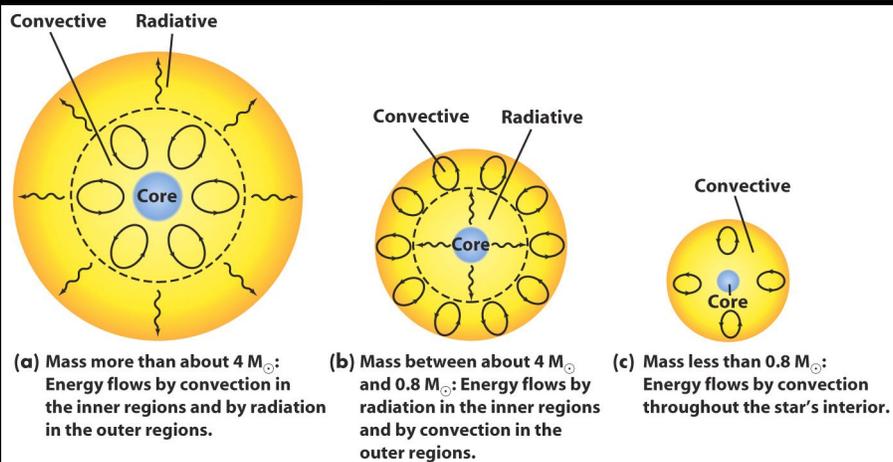
A – formação do núcleo a partir da nuvem interestelar.

E – ano zero na sequência principal

Do ponto A ao ponto E decorrem “apenas” cerca de 20 milhões de anos!!!!!!!

Ciclo da evolução pré sequência principal de uma estrela de massa equivalente à do Sol

A evolução de uma proto-estrela



Quanto mais massiva é a estrela, mas rapidamente ela evolui

Diagramas de Hertzsprung-Russell (H-R)

Evolução de estrelas de diferentes massas (relativamente à massa do Sol), até à sequência principal.

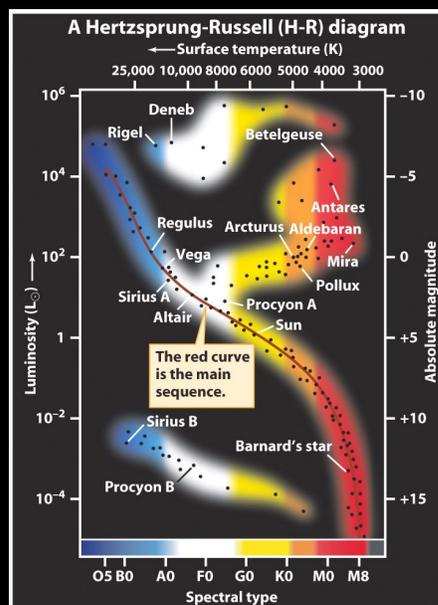
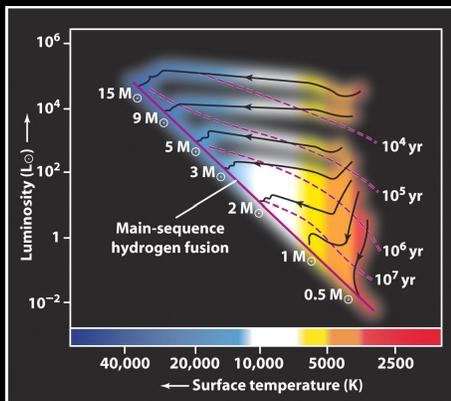
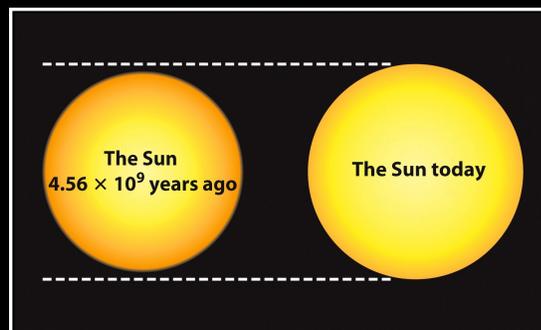


table 21-1 Approximate Main-Sequence Lifetimes				
Mass (M_{\odot})	Surface temperature (K)	Spectral class	Luminosity (L_{\odot})	Main-sequence lifetime (10^6 years)
25	35,000	O	80,000	4
15	30,000	B	10,000	15
3	11,000	A	60	800
1.5	7000	F	5	4500
1.0	5000	G	1	10,000

table 21-1 Approximate Main-Sequence Lifetimes				
Mass (M_{\odot})	Surface temperature (K)	Spectral class	Luminosity (L_{\odot})	Main-sequence lifetime (10^6 years)
25	35,000	O	80,000	4
15	30,000	B	10,000	15
3	11,000	A	60	800
1.5	7000	F	5	4500
1.0	5000	G	1	10,000

Uma estrela como o Sol passa cerca de 80 % do seu tempo de vida a transformar lentamente H em He através do processo em cadeia próton-próton.

Com a diminuição da quantidade de H disponível, a temperatura e a densidade deverão aumentar de modo a manter a mesma taxa de fusão nuclear. Durante este processo, a temperatura no núcleo aumenta gradualmente e a estrela expande lentamente. Isto provoca um maior fluxo de energia para a superfície, com o consequente aumento da luminosidade.



Durante os últimos 4.6 mil milhões de anos, muito do H no interior do Sol foi convertido em He. O núcleo contraiu-se ligeiramente e a luminosidade aumentou cerca de 40 %. O raio aumentou cerca de 6% e a temperatura à superfície passou de 5500 K para 5800 K

A evolução pós sequência principal (estrelas com M_{Sol})

Quando o H do núcleo se esgota, terminam aí as reacções termonucleares, que, no entanto, continuam em níveis menos interiores, onde ainda existe H.

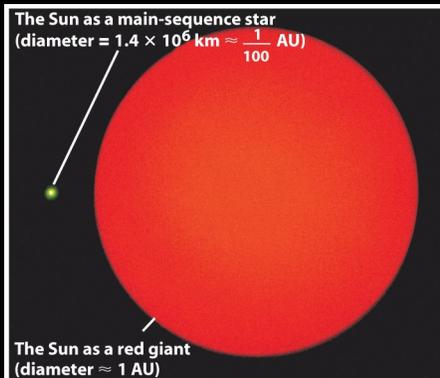
Com o fim das reacções termonucleares no núcleo, este contrai-se, aquecendo ainda mais os níveis onde existe H, que por sua vez aquecem os níveis adjacentes, causando expansão e aumento do raio da estrela, com a consequente diminuição da temperatura à superfície.



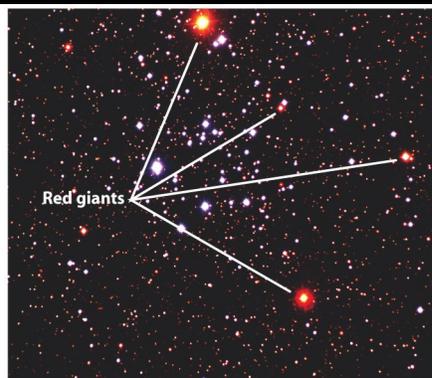
A diminuição de T aumenta a opacidade, favorecendo o transporte convectivo para a superfície e mudando a estrutura da estrela

A gigante vermelha

A diminuição de temperatura aumenta ainda mais a opacidade, até o processo de convecção, a partir de determinado ponto, passar a ser o principal responsável pelo transporte de grandes quantidades de energia para a superfície. A luminosidade aumenta enormemente e a estrela vai transformar-se numa **gigante vermelha**

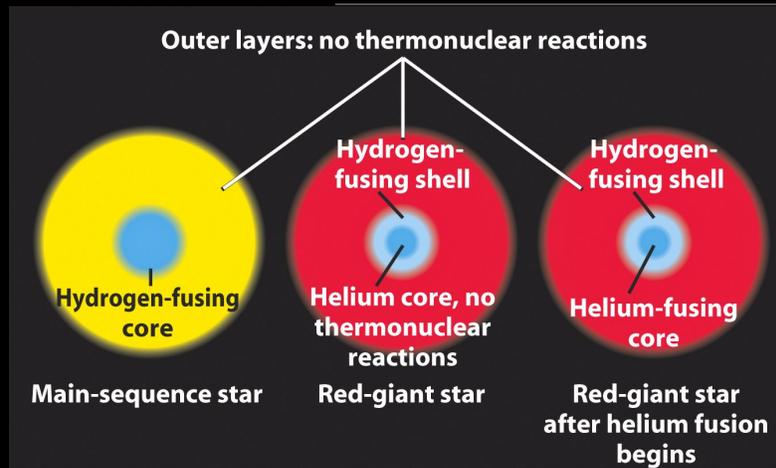


(a) The Sun today and as a red giant



(b) Red giant stars in the star cluster M50

A fusão do He numa gigante vermelha



A queima do He inicia-se quando a temperatura central atinge cerca de 100 milhões K. Uma vez iniciado este processo, o calor produzido espalha-se rapidamente pelo núcleo (por condução), e o resto do combustível rapidamente entra em queima.

AESTIT Julho 07 1_15

A queima de He nas camadas adjacentes ao núcleo torna a estrela instável.

→ a estrela contrai

→ temperatura e produção de energia na camadas aumentam

→ pressão aumenta ⇒ partes externas da estrela expandem

Esta expansão → temperatura e produção de energia na camada decrescem

→ pressão decresce

⇒ estrela contrai

..... novo ciclo

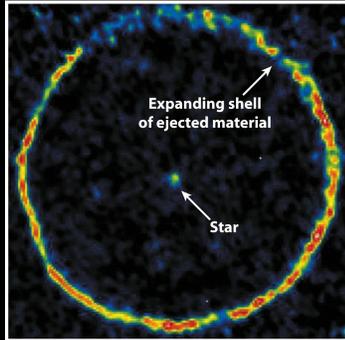
Estes "espasmos" de produção de energia a partir da queima de He são chamados "pulsos térmicos"

Tem uma periodicidade de alguns milhares de anos e fazem com que a luminosidade aumente entre 20 e 50 % em alguns anos (dezenas).

AESTIT Julho 07 1_16

Cada explosão gera grande quantidade de energia que é removida por convecção, trazendo à superfície elementos produzidos no interior.

Entretanto a estrela vai libertando massa através do vento estelar (superwind)



Ao fim de alguns anos, toda a envoltura exterior da estrela terá sido expelida, ficando apenas o núcleo muito quente.

O material expelido forma uma "nebulosa planetária".

O núcleo aparece como a "estrela central" da nebulosa, que continua a expandir até se dissipar no meio interestelar.

Para uma estrela com uma massa próxima de M_{sol} o núcleo nunca atingirá temperatura suficiente para a queima do C

Em cerca de 75000 anos torna-se numa anã branca, composta essencialmente de C.

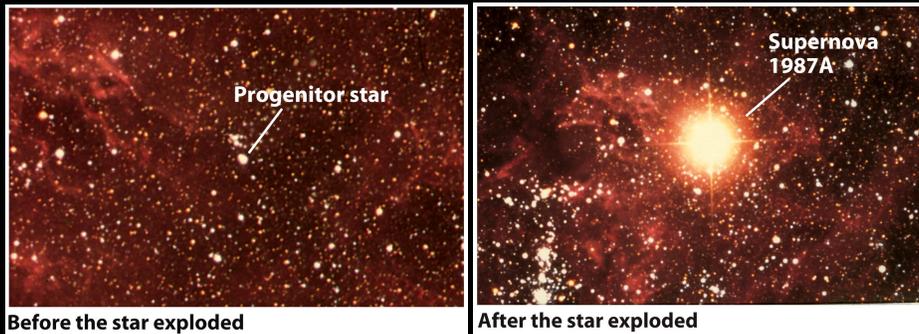
Estrelas de massa superior (até $5 M_{\text{sol}}$), sofrem processos pós sequência principal semelhantes ao anterior.

A evolução do último estágio não é bem conhecida, e estas estrelas tanto podem evoluir para anãs brancas como para supernovas.

Estrelas de massa superior (até $25 M_{\text{sol}}$), à medida que se transformam em super-gigantes vermelhas, o núcleo torna-se instável e colapsa, dando origem a uma supernova.

Stage	Core temperature (K)	Core density (kg/m^3)	Duration of stage
Hydrogen fusion	4×10^7	5×10^3	7×10^6 years
Helium fusion	2×10^8	7×10^5	7×10^5 years
Carbon fusion	6×10^8	2×10^8	600 years
Neon fusion	1.2×10^9	4×10^9	1 year
Oxygen fusion	1.5×10^9	10^{10}	6 months
Silicon fusion	2.7×10^9	3×10^{10}	1 day
Core collapse	5.4×10^9	3×10^{12}	$\frac{1}{4}$ second
Core bounce	2.3×10^{10}	4×10^{15}	milliseconds
Explosive (supernova)	about 10^9	varies	10 seconds

Para as estrelas mais massivas (50 a 100 M_{sol}) temos como resultado uma supernova. Neste caso o núcleo colapsado poderá transformar-se numa estrela de neutrões ou num buraco negro.



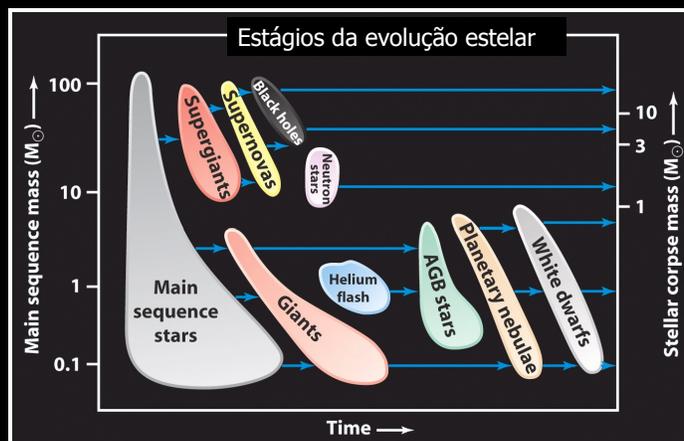
As imagens mostram parte da Grande Nebulosa de Magalhães, antes e depois da explosão de uma super-gigante tipo B3 (massa na sequência principal de cerca de 20 M_{sol}).

Morte estelar – estrelas anãs, estrelas de neutrões e buracos negros

Estrelas pequenas: $M < 5 M_{\text{sol}}$ \Rightarrow anãs brancas

Estrelas intermédias: $10 M_{\text{sol}} < M < 40 M_{\text{sol}}$ \Rightarrow supernovas e estrelas de neutrões

Estrelas massivas: $M > 40 M_{\text{sol}}$ \Rightarrow buracos negros



Anãs Brancas

Em termos gerais podemos afirmar que a massa média das anãs brancas é de aproximadamente $0.7 M_{\text{Sol}}$.

O brilho das anãs brancas é uma consequência da sua energia térmica.

À medida que vai perdendo energia o núcleo vai arrefecendo, até se tornar numa "anã escura" e deixa de brilhar.

Para uma anã branca com uma massa de $0.8 M_{\text{Sol}}$ e uma temperatura interna média de 10^7 K, admitindo uma luminosidade constante de $10^{-3} L_{\text{Sol}}$, o tempo de vida será da ordem de 10^9 anos .

Estrelas de neutrões

A matéria é comprimida a densidades tão altas que os prótons e os electrões são "esmagados" para formar neutrões, formando-se assim um "gás de neutrões".

As estrelas de neutrões tem diâmetros (dependendo da massa) da ordem de algumas dezenas de km !

A gravidade à superfície para uma estrela de neutrões com uma massa igual à massa do Sol e com um raio de 12 km é cerca de 1011 vezes maior do que a gravidade à superfície da Terra.

Buracos negros

Os buracos negros surgem de estrelas em colapso, quando as massas excedem cerca de $3 M_{\text{Sol}}$.

Nenhum dos processos de equilíbrio anteriormente descritos para as anãs brancas ou para as estrelas de neutrões é agora suficiente para equilibrar a atracção gravitacional.

O volume continuará a diminuir até se "anular" e a densidade tornar-se-á infinita. A este ponto "teórico" chamamos uma singularidade. As leis da física, como as conhecemos colapsam .

1. um buraco negro curva o espaço-tempo à sua volta

2. Longe do buraco negro, o espaço-tempo é quase plano; perto do buraco negro, a curvatura forma um "poço" infinitamente profundo

3. Um objecto que se aproxime dos buraco negro não consegue escapar ao seu "poço".

Um buraco negro pode ser definido como uma região do espaço-tempo em que a gravidade é tão elevada que nem mesmo a luz consegue "escapar".

AESTIT Julho 07 1_23

1. A supergiant star has relatively weak gravity, so emitted photons travel in essentially straight lines.

2. As the star collapses into a neutron star, the surface gravity becomes stronger and photons follow curved paths.

3. Continued collapse intensifies the surface gravity, and so photons follow paths more sharply curved.

4. When the star shrinks past a critical size, it becomes a black hole: Photons follow paths that curve back into the black hole so no light escapes.

AESTIT Julho 07 1_24

- *Voyages Trough the Universe* - A. Fraknoi, D. Morrisson, S. Wolf
Saunders College Publishing - 2ª ed.
- *Universe* - R. A. Freedmann, W. J. Kaufmann III
W.H. Freemann and Company - 7ª ed.
- *Modern Physics* - Paul A. Tipler, Ralph A. Llewellyn
W.H. Freemann and Company - 3ª ed.
- <http://www-groups.dcs.st-and.ac.uk/~history/index.html>