



Universidade Federal do ABC

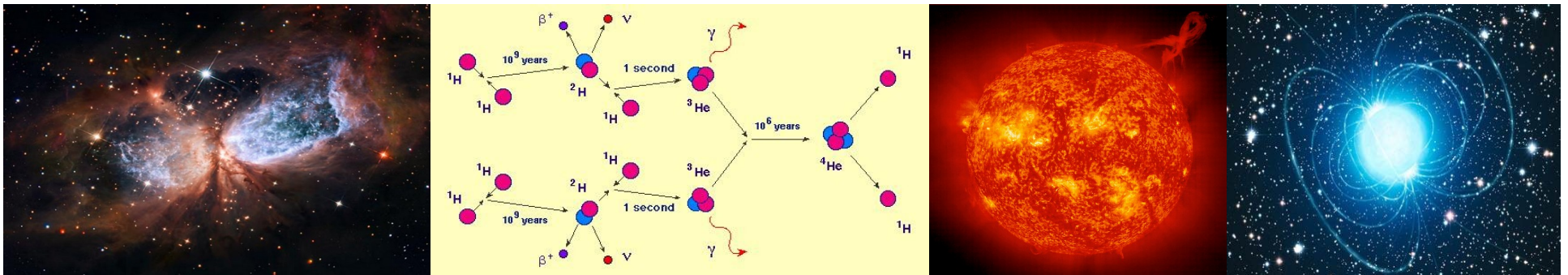
Introdução à Física Estelar

13. Estrelas Binárias e Anãs Brancas

Prof. Pieter Westera

pieter.westera@ufabc.edu.br

<http://professor.ufabc.edu.br/~pieter.westera/Estelar.html>



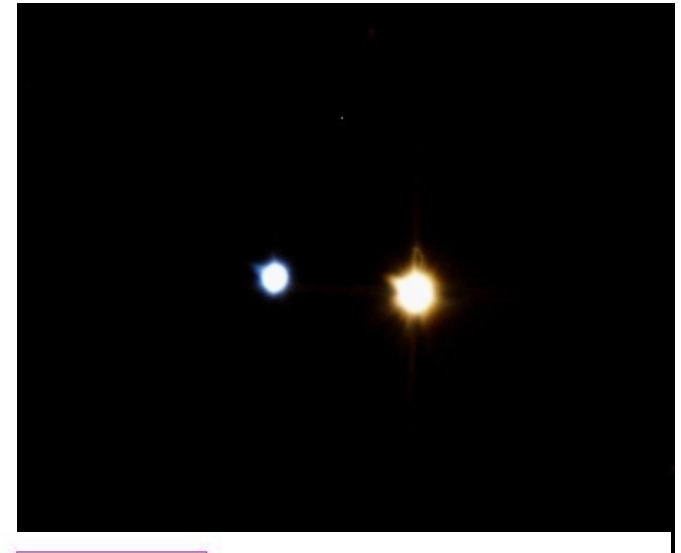
Estrelas Binárias

São estrelas que ocorrem em **pares gravitacionalmente ligados**, girando em torno do **centro de massa** comum.

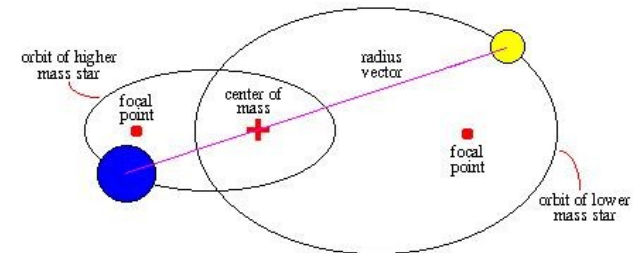
Binárias são muito **frequentes**, tanto que uma frase famosa entre astrônomos é “Três em cada duas estrelas é uma binária”.

Exercício: Se esta frase for verdade (e não houver sistemas de mais de duas estrelas), qual a razão estrelas isoladas : binárias?

Existem sistemas de mais de duas estrelas também, que não vamos tratar.



Binary Star Orbit



Estrelas Binárias

Como detectá-las?

A **observação direta** é muitas vezes **difícil**, por que as duas estrelas **não** podem ser **resolvidas** e/ou uma brilha **muito mais fracamente** que a outra.

Também há o perigo de confusão com **duplos óticos** (coincidência de duas estrelas independentes na mesma direção no céu).



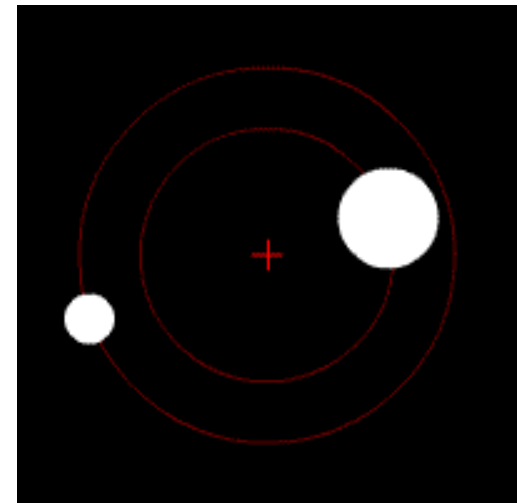
Métodos de Detecção

Quando temos duas estrelas de massa M_1 e M_2 orbitando o **centro de massa** na **distância** r uma da outra, elas orbitam este nas **distâncias individuais**:

Estrela 1: $r_1 = M_2 / (M_1 + M_2) \cdot r$

Estrela 2: $r_2 = M_1 / (M_1 + M_2) \cdot r$

(r é **dividido** na **razão dos inversos** das **massas**)



Velocidade angular $\omega = \sqrt{G(M_1 + M_2) / r^3}$,

e **velocidades** $v_1 = \omega \cdot r_1 = M_2 / (M_1 + M_2) \cdot \omega \cdot r$

e $v_2 = M_1 / (M_1 + M_2) \cdot \omega \cdot r$

supondo **órbitas circulares** (dedução => FeMec).

(Raramente é necessário usar órbitas elípticas.)

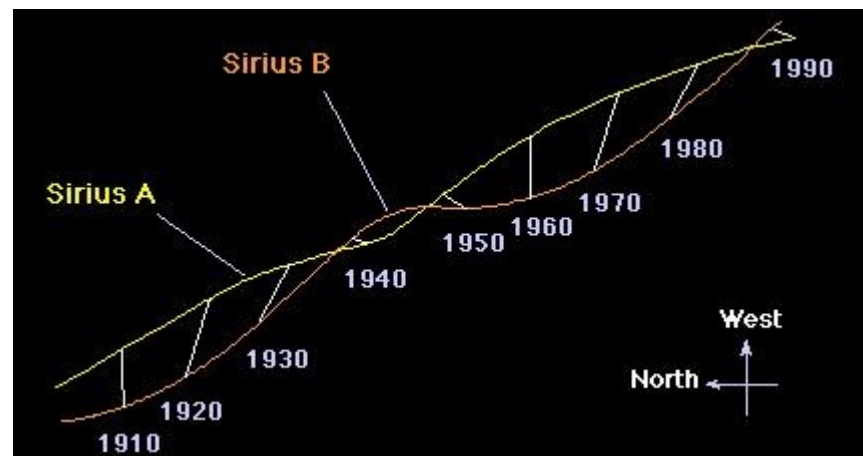
Estrelas Binárias

Pelo **movimento próprio** (o movimento aparente no céu) também é **difícil**, já que este normalmente é **muito pequeno** e **lento**.

Exemplo:

A separação angular entre Sirius A e B varia entre 3" e 11", e o período orbital é da ordem de 50 anos.

Quando dá, até se vemos só uma das estrelas (caso de Sirius A na descoberta de Sirius B), os detalhes da(s) **órbita(s) no céu** (período, separação angular, etc.) ajudam para calcular as **massas** e **órbitas** das duas estrelas.



movimento próprio de Sirius A e B

Estrelas Binárias

Pelo **movimento radial** (na direção da linha de visada) aproveitando o **efeito Doppler** atuando n(as linhas d)os **espectros** das duas estrelas.

Quanto mais **paralelo** é o **plano orbital** em relação à **linha de visada** (quanto mais “*edge-on*” é o plano orbital), tanto melhor.

Se ele é **perpendicular** à **linha de visada** (“*face-on*”), não dá pra observar o efeito Doppler.

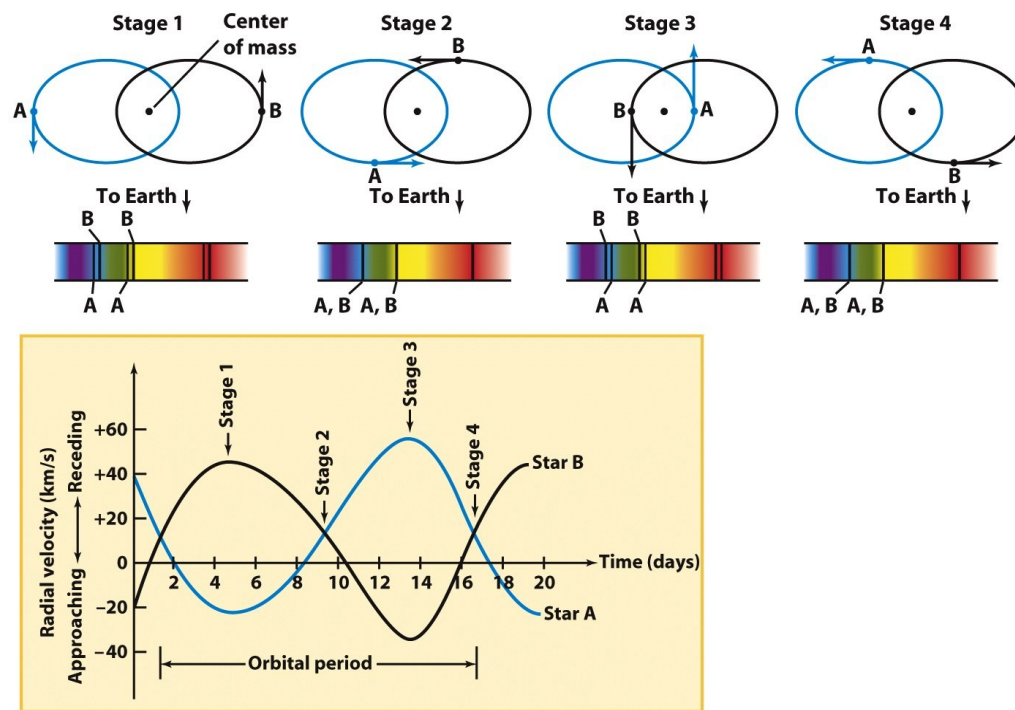
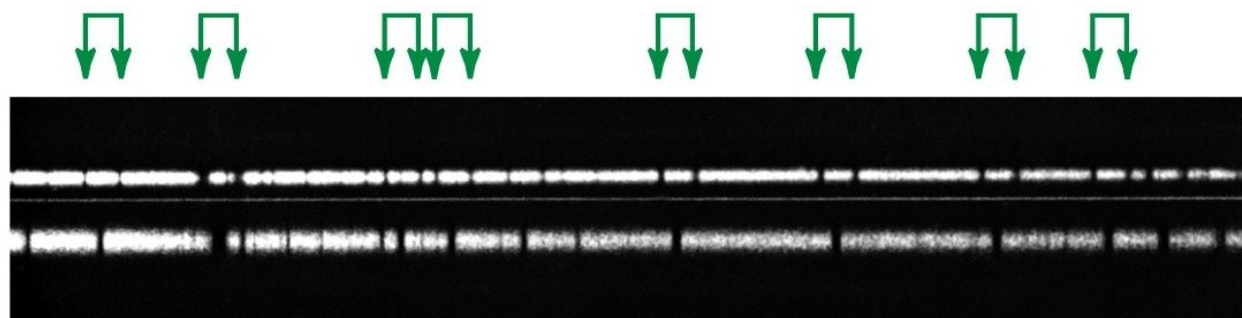


Figure 17-22
Universe, Eighth Edition
© 2008 W. H. Freeman and Company

Estrelas Binárias

Numa **binária não-resolvida** vemos **linhas duplas** no espectro composto.



A **variação** no tempo das **velocidades**

radiais nos dá **limites inferiores** para as **massas**.

Conhecendo a **inclinação** do **plano orbital** em **relação** à **linha** de **visada** dá pra encontrar as **massas**.

Espectro de uma binária em dois momentos diferentes

Estrelas Binárias

Quando o sistema binário é exatamente *edge-on* (a linha de visada coincide com o plano orbital) temos uma *binária eclipsante*, e podemos usar o efeito Doppler para calcular as *massas* das estrelas.

Além disso, a *curva de luz* do sistema dá dicas sobre os *tamanhos*.

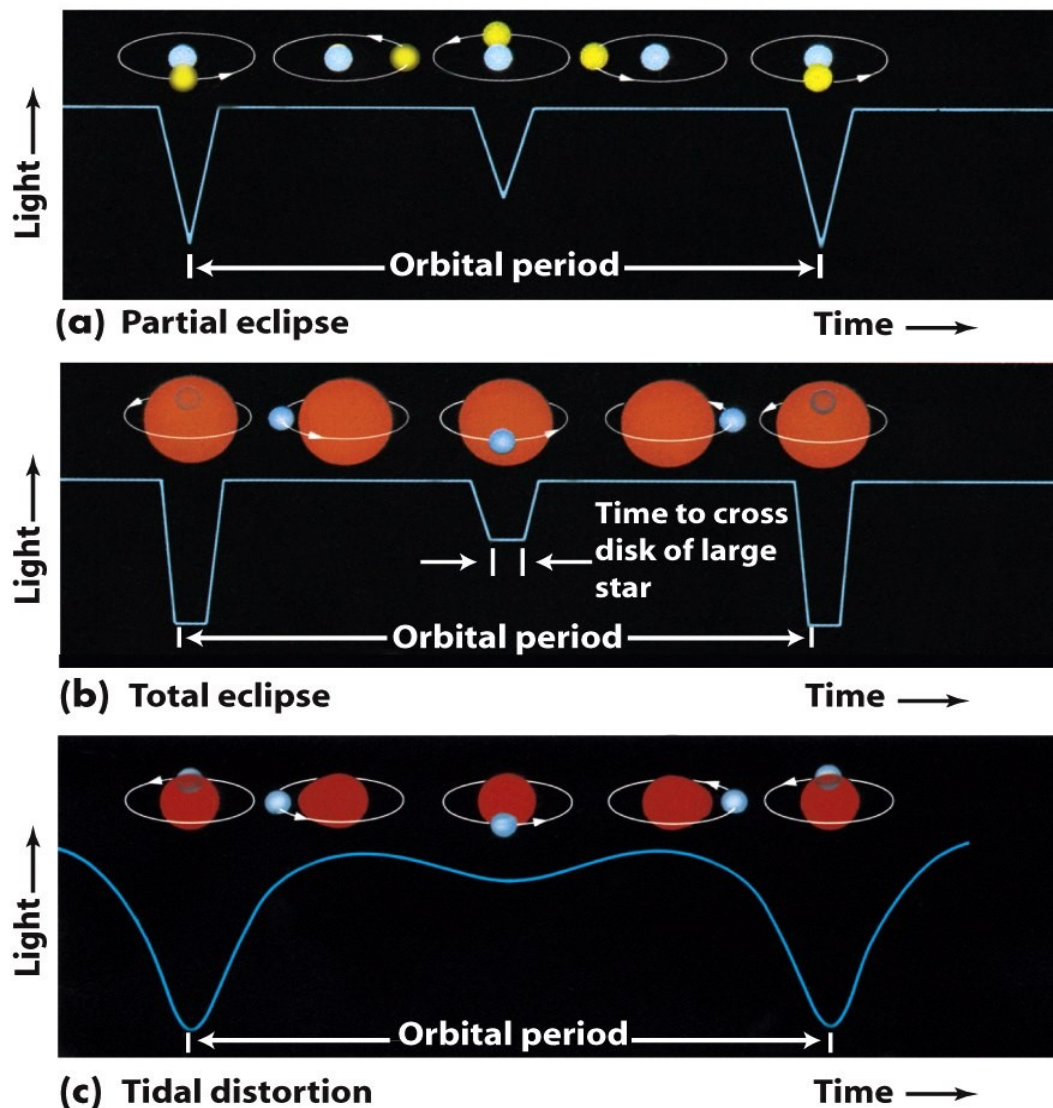


Figure 17-24
Universe, Eighth Edition
© 2008 W. H. Freeman and Company

Estrelas Binárias

Às vezes, **métodos** de determinação da massas/órbitas podem ser **combinados**.

Os mesmos métodos também são usados para detectar **exoplanetas**, planetas fora do Sistema Solar.



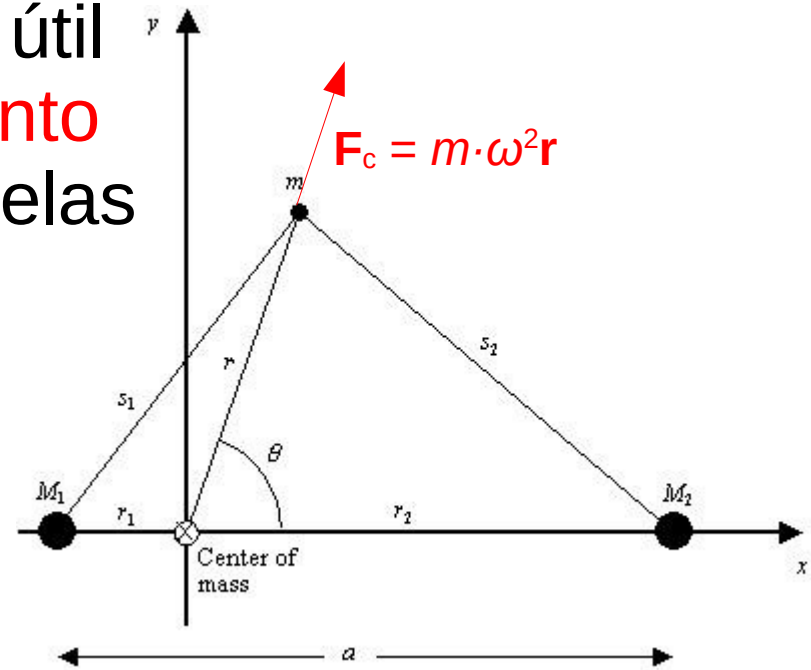
Estrelas Binárias

Tratando de Binárias, pode ser útil usar **coordenadas** que **giram junto** com as estrelas, tal que as estrelas ficam paradas neste sistema.

!Não é um **sistema inercial!**

A **energia potencial** de uma massa de teste m ganha um termo extra U_c , devido à “força centrífuga” \mathbf{F}_c (na verdade uma força de inércia ou pseudoforça): $U_c = -\int \mathbf{F}_c \cdot d\mathbf{r} = -\frac{1}{2} \cdot m \cdot \omega^2 r^2$

=> Energia Potencial de m : $U = -G(M_1 m/s_1 + M_2 m/s_2) - \frac{1}{2} \cdot m \cdot \omega^2 r^2$
e seu potencial $\Phi = U/m = -G(M_1/s_1 + M_2/s_2) - \frac{1}{2} \cdot \omega^2 r^2$

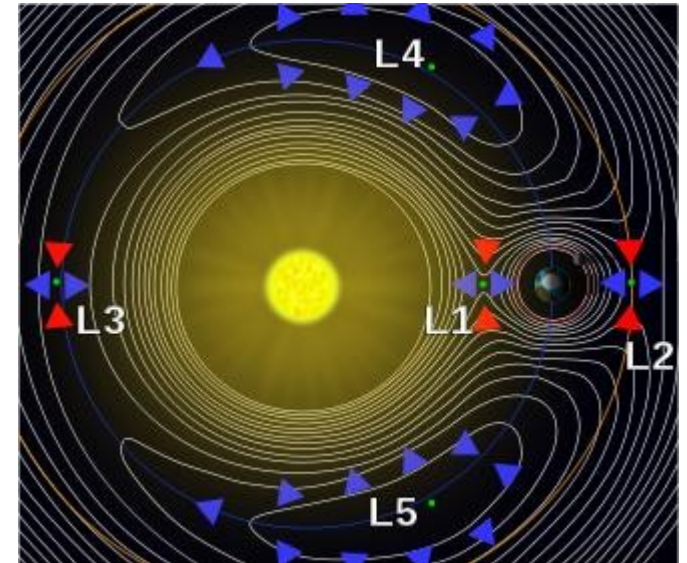


Pontos Lagrangianos

Os pontos, naqueles
 $\text{grad}(\Phi) = \nabla\Phi = 0$
são chamados **pontos lagrangianos**.

São pontos de **equilíbrio**, q. d., uma
massa pequena encontrando-se em
um destes pontos (e girando junto
com o sistema binário) **permanece** lá.

Em outras palavras: Os pontos lagrangianos são
posições nas quais a **força gravitacional** exercida pelas
duas massas M_1 e M_2 sobre uma pequena massa m
igual a **força centrípeta** necessária para que m se mova
com o sistema.

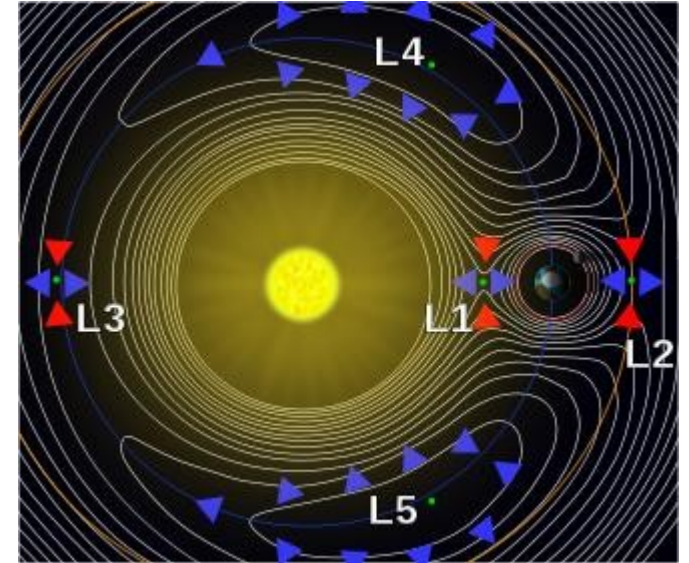


Pontos Lagrangianos

São **cinco** pontos, todos no **plano orbital** das estrelas:

L_1 , L_2 e L_3 no eixo M_1 - M_2 ,
em todos os três a massa fica em
equilíbrio instável, e

L_4 e L_5 , onde o equilíbrio é **estável**.

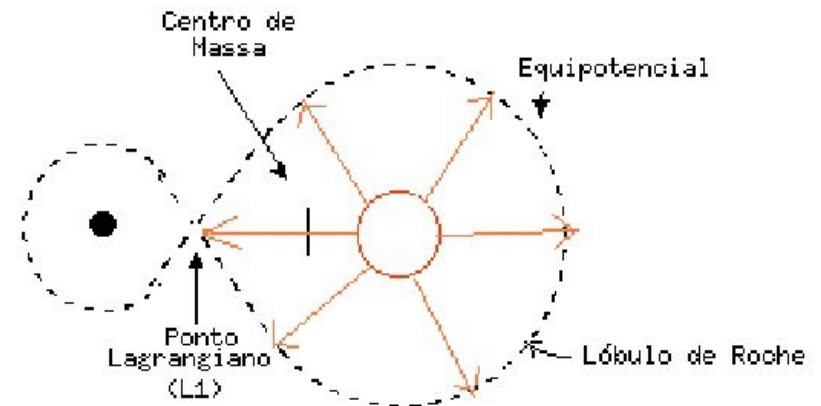
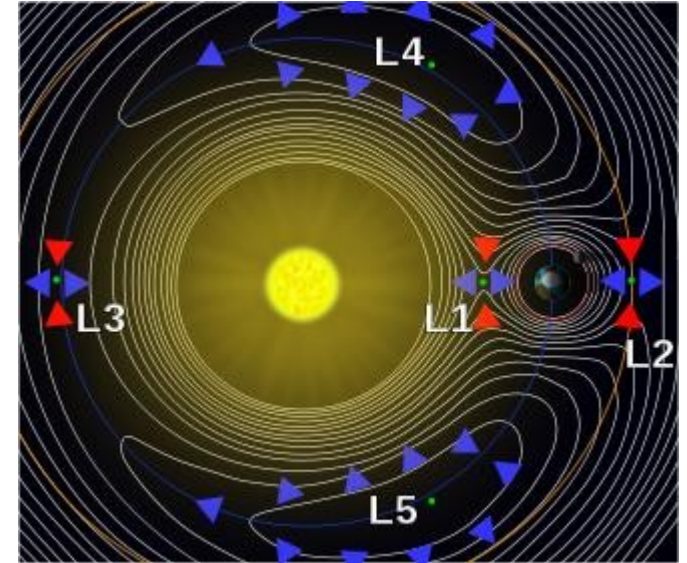


Exemplos: Um tipo de asteroides chamado Troianos se encontram nos pontos L_4 e L_5 do sistema Sol-Júpiter; O telescópio espacial *James Webb Space Telescope* está operando em L_2 do sistema Sol-Terra.

Pontos Lagrangianos

O fato de que L_1 é um ponto de **equilíbrio instável** quer dizer, que uma **pequena perturbação** numa massa encontrando-se lá, faz esta “**cair**” rumo M_1 ou rumo M_2 .

A **superfície equipotencial** que passa por L_1 é chamada **Lóbulo de Roche**. Quando uma estrela expande até **encher** sua parte do Lóbulo de Roche, ela pode **transferir material** pra outra estrela através do **ponto lagrangiano interno L_1** .

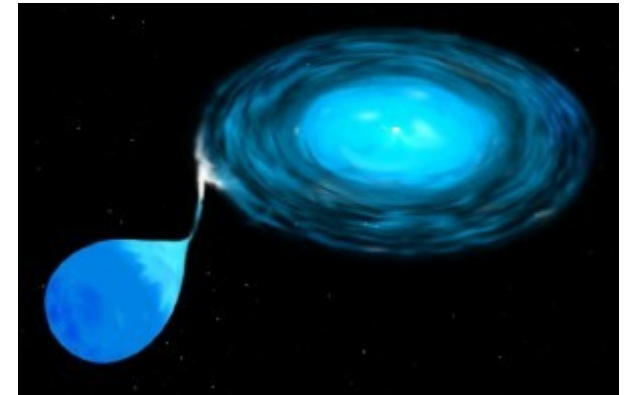


Discos de Acreção

O material transferida de uma estrela pra outra não cai imediatamente em cima desta.

Por ter **momento angular** em relação à nova estrela, primeiro o material forma um **disco de acreção**, fenômeno muito frequente na astronomia (anéis de Saturno, discos protoestelares, galáxias discos, ...).

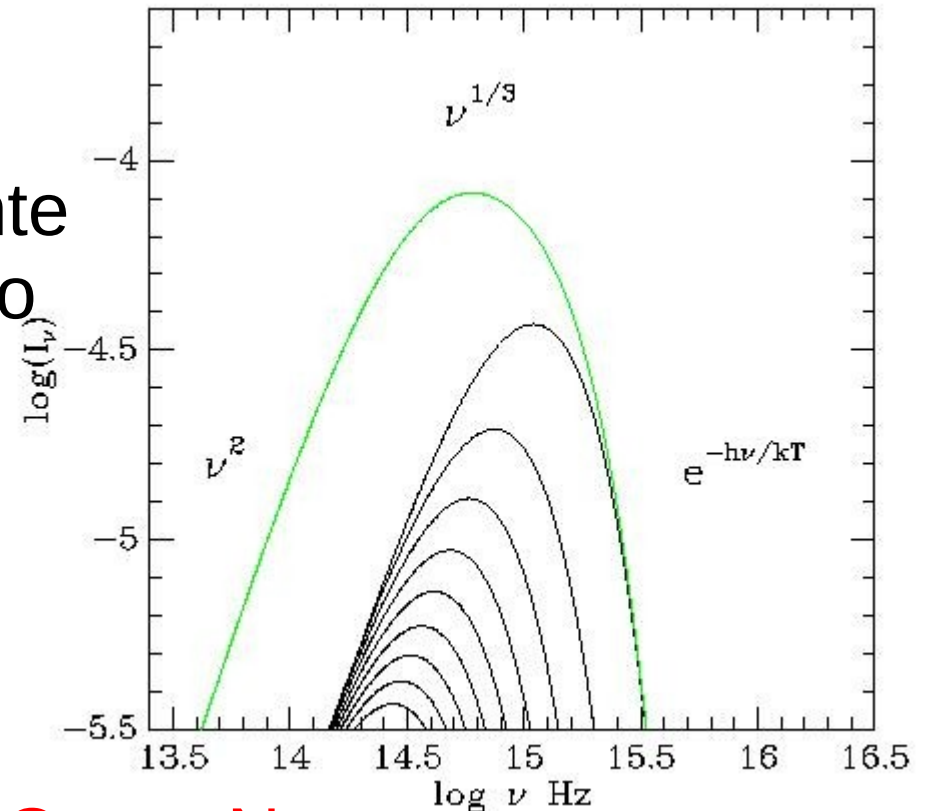
A viscosidade do material causa **fricção** entre os constituintes do disco: As partes interiores do disco perdem energia/momento angular, e migram para órbitas mais internas ainda (talvez no final caindo em cima da estrela), e as partes exteriores migram para fora.
=> O disco fica muito **extenso**.



Discos de Acreção

Discos de acreção podem ser detectados através dos seus **espectros típicos**, especialmente em **binárias eclipsantes** quando a segunda estrela eclipsa a luz da primeira.

Como a **temperatura** varia **continuamente** ao longo do disco, o espectro é a **sobreposição** de **espectros de Corpo Negro** de uma **faixa de temperaturas**, resultando em **espectros** bem **característicos**.



Estágios Finais da Evolução Estelar

No **final** das suas **vidas** (=> aula Evolução Estelar), as **estrelas expelem** suas **camadas externas** em **Nebulosas Planetárias** ou **Supernovas**. O que resta, basicamente o **caroço nu** da estrela, pode ser:

- **Anãs Brancas**
- **Estrelas de Nêutrons**
- **Buracos Negros**
(ou nada?)

São corpos relativamente pequenos e muito densos. Por isto também são chamados **Objetos Compactos**.

Esta aula trata de Nebulosas Planetárias e Anãs Brancas. Supernovas, Estrelas de Nêutrons e Buracos Negros terão suas próprias aulas.

Nebulosas Planetárias

Lembrete: quando uma **estrela** de **baixa massa** ($< 8 M_{\odot}$) morre, ela expele as suas camadas exteriores, que passam a se chamar **Nebulosas Planetárias**.

São entre os objetos mais bonitos observados.

Este **envelope ejetado** consiste de **gás ionizado**. Os íons são **excitados** pela **radiação UV** da **Anã Branca** central, e quando recaem para o estado fundamental podem emitir **luz visível** (igual como em regiões H II, => aula Matéria Interestelar), dando a elas a sua aparência.



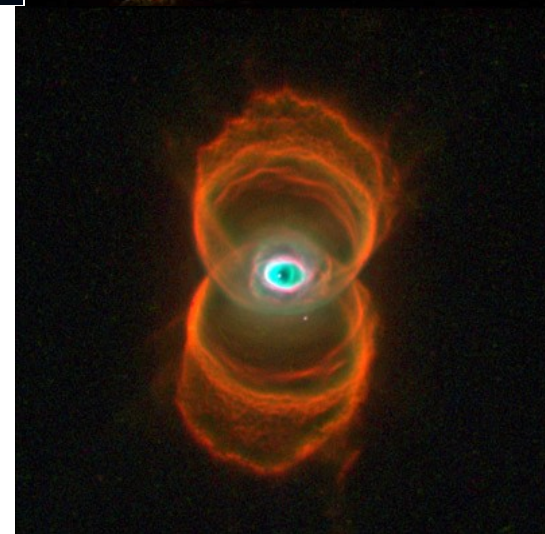
Nebulosas Planetárias

As partes brilhando em **vermelho** são devidas a **hidrogênio** e **nitrogênio ionizados**, e as partes **verdes-azuladas**, a linhas proibidas de **oxigênio**, e talvez **neônio**.



em pequenos telescópios estas nebulosas podem ter aparência de planetas, o que deu o nome a estes objetos (mas eles têm nada a ver com planetas).

Após uns 50 000 anos se **misturam** com o **meio interestelar**.



Anãs Brancas

O que sobra da estrela é chamado **Anã Branca**, basicamente o **caroço nu** e “**morto**” (não mais fazendo fusão nuclear) da **estrela**.

No **óptico**, Anãs Brancas são bem **menos brilhantes** que estrelas normais, por serem muito **menores**.

Como até faz pouco eram os núcleos quentes de estrelas, elas frequentemente são mais **quentes** que estrelas normais (Sirius A: 9910 K, B: 27 000 K) e podem ser bem mais **brilhantes** no **ultravioleta** ou nos **raios X**.

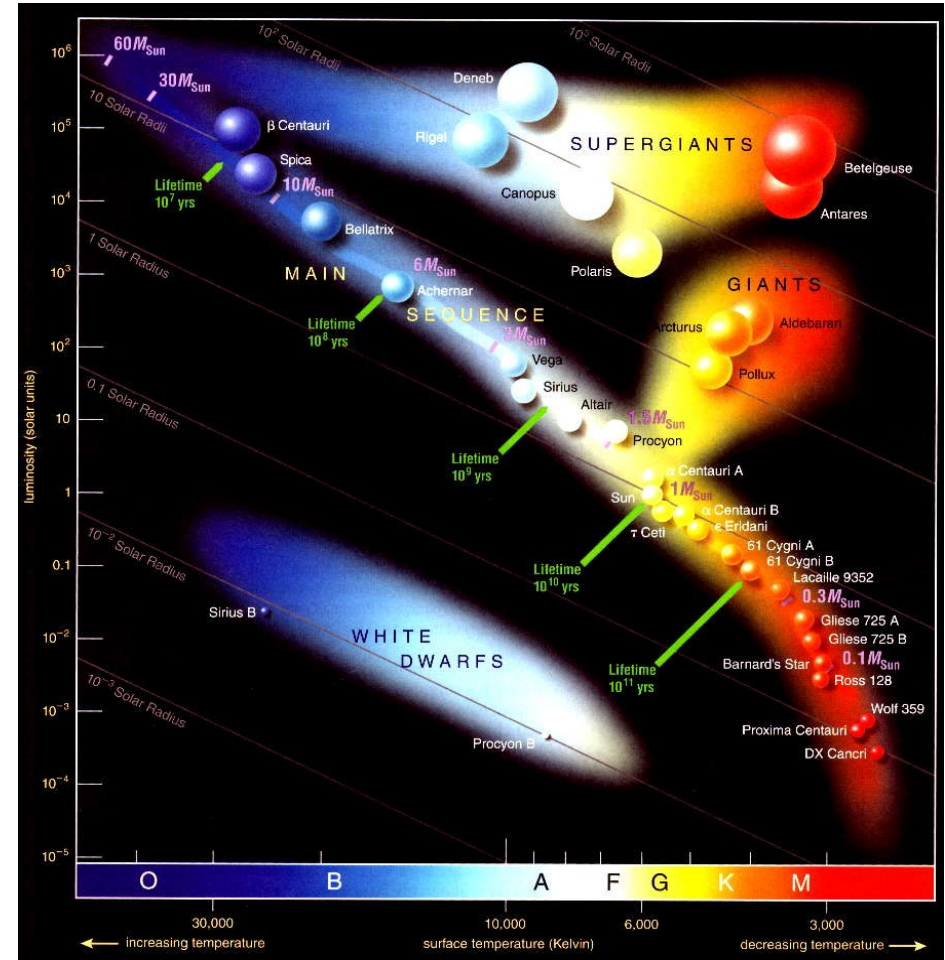


Anãs Brancas

Posições das Anãs Brancas no Diagrama H-R.

Luminosidades de 10 000 a 100 000 vezes menores que de estrelas da Sequência Principal das mesmas temperaturas.

Tendo temperaturas de 5000 K a 80 000 K, nem todas são brancas.

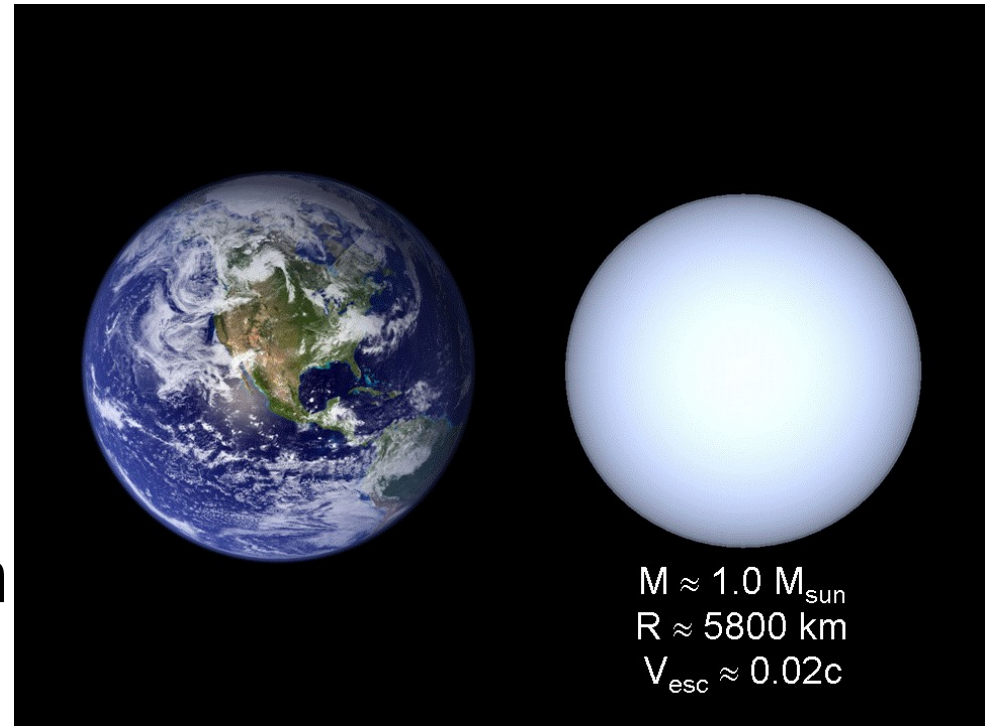


Anãs Brancas

Anãs Brancas são muito **densas**, concentrando **massas** da ordem daquela do **Sol*** num **volume** da ordem do da **Terra**.

Uma “colherzinha de Anã Branca” tem a massa de um caminhão (> 16 toneladas)! A gravidade na superfície é da ordem de 470 000 vezes mais forte do que na Terra!

*A maioria das Anãs Brancas têm massas entre 0.42 e 0.7 M_{\odot} , com o pico da distribuição em 0.56 M_{\odot} , bem menos que a massa que elas tinham na Sequência Principal, resultado da perda de massa durante a fase (TP)AGB.



Anãs Brancas

Usando os massa M_{wd} , raio R_{wd} e luminosidade L_{wd} de Sirius B, e a hipótese de densidade constante*, conseguimos estimar a **pressão no centro**:

$$P_c \approx \frac{2}{3}\pi G \rho^2 R_{\text{wd}}^2 \approx 4 \cdot 10^{22} \text{ Pa} \sim 1.5 \text{ mi vezes } P_{c,\odot},$$

e a **temperatura central**, pela **equação de transporte de energia por radiação** (\Rightarrow aula Interior das Estrelas):

$$\frac{dT}{dr} = -\frac{3}{4ac} \frac{\bar{\kappa} \rho}{T^3} \frac{L_r}{4\pi r^2} \quad \text{"Integrando em um passo"*:} \quad \frac{T_{\text{wd}} - T_c}{R_{\text{wd}} - 0} = -\frac{3}{4ac} \frac{\bar{\kappa} \rho}{T_c^3} \frac{L_{\text{wd}}}{4\pi R_{\text{wd}}^2}$$

$$\Rightarrow T_c \approx \left[\frac{3\bar{\kappa} \rho}{4ac} \frac{L_{\text{wd}}}{4\pi R_{\text{wd}}} \right]^{1/4} \approx 7.6 \times 10^7 \text{ K}$$

usando $\bar{\kappa} = 0.02 \text{ m}^2/\text{kg}$ (espalhamento por e^-)

Nestas condições, queimaria hidrogênio, se ainda tivesse.

*As simplificações são esdrúxulas, mas para uma estimativa de ordem de magnitude, tudo bem.

Anãs Brancas

Anãs Brancas podem ser classificadas pelos seus **espectros** (tipo espectral D = *dwarf* = anã):

- **DA** ($\sim 2/3$ de todas): Só linhas de absorção de **H**
- **DB** (8 %): só linhas de absorção de **He**, sem l. de H
- **DC** (14 %): sem linhas, espectro **contínuo**
- **DQ**: com sinais de **carbono**
- **DZ**: com linhas de **metais**
- e outros

As **linhas** são **alargadas** pela **pressão alta** nas **superfícies**. Estes espectros refletem a **composição** das **camadas exteriores**. A dos **interiores** pode ser bem **diferente**, por que os elementos mais pesados desceram pro interior nos primeiros 100 anos de vida da Anã, pela gravitação forte.

Anãs Brancas

Sendo o ex-núcleo de uma estrela, uma Anã Branca consiste quase inteiramente de **um, dois ou três elementos ionizados**, o(s) último(s) que foram produzido(s) durante a vida da estrela, na maioria dos casos **carbono** com oxigênio. Anãs Brancas de **hélio** existem também e de **oxigênio** com neônio e magnésio.

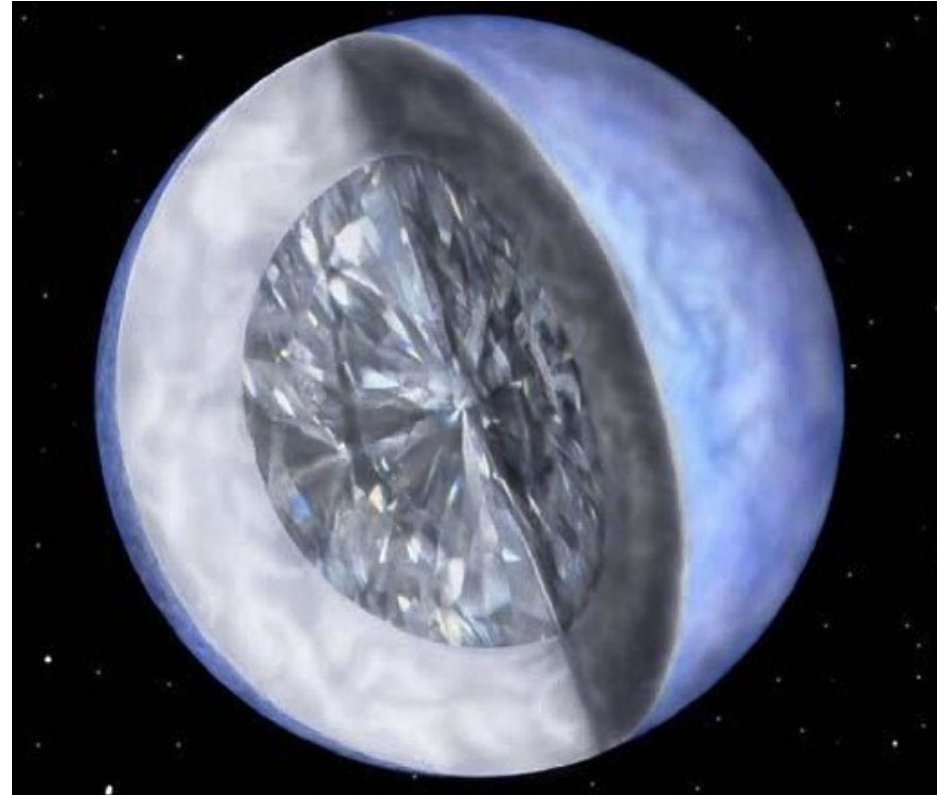
O hidrogênio que aparece no espectro de $\frac{2}{3}$ das Anãs Brancas existe só na camada fina exterior.

Quase todo o **hidrogênio** foi **expelido** na fase de superventos e perda de massa no Ramo Assintótico.

Anãs Brancas

Após uns **5 bio. anos**, os **interiores** começam a **cristalizar**.

Às vezes, chamam Anãs Brancas de “diamantes gigantes” (mas na verdade são muito mais densos e têm estrutura cristalina diferente).



Anãs Brancas

Anãs Brancas de C-O são os caroços mortos de **estrelas** de **até $4 M_{\odot}$** ,

e as de O-Ne-Mg, de estrelas de **4 a $8 M_{\odot}$** .

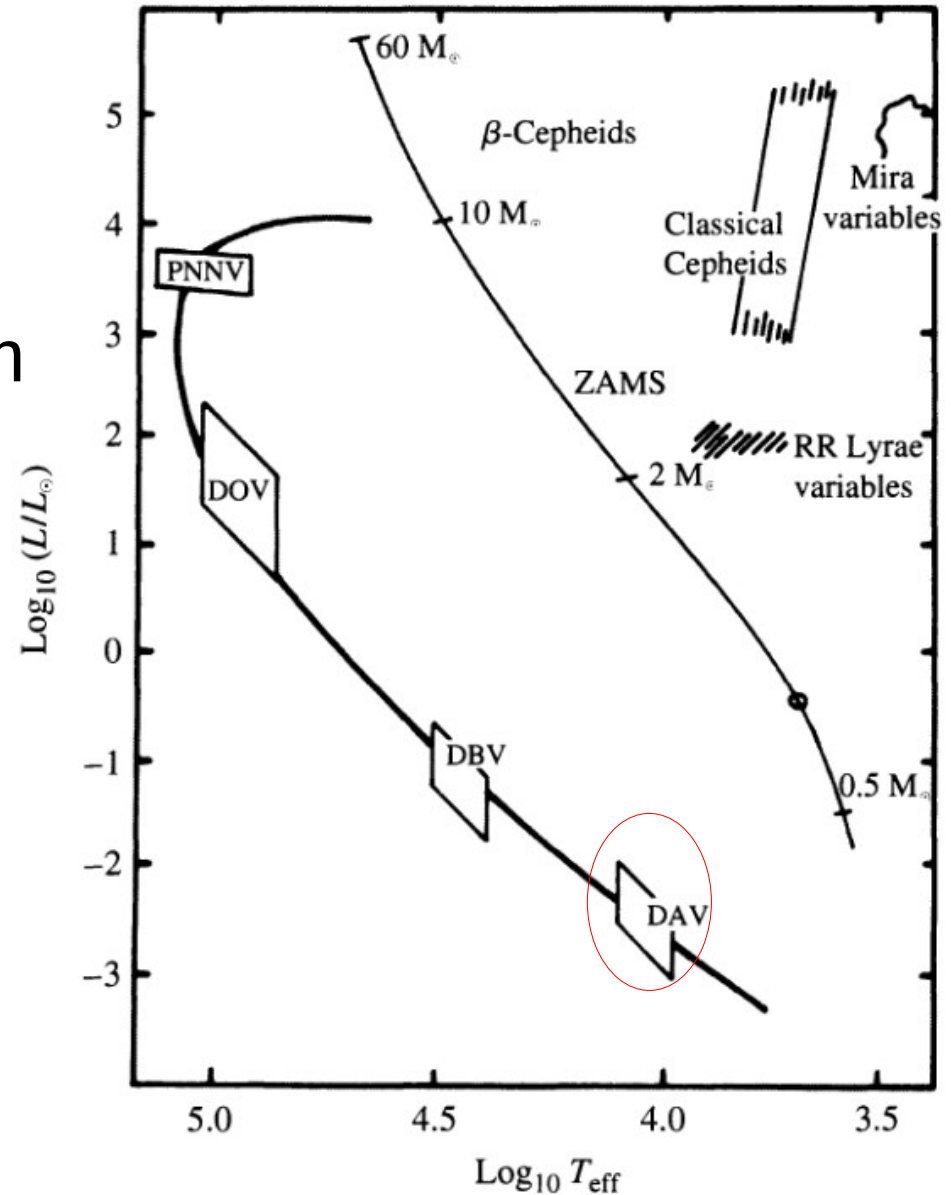
As estrelas que **não** chegam a **queimar hélio**, de **$< 0.5 M_{\odot}$** , devem virar Anãs Brancas de hélio, só que isto demora mais que a atual idade do Universo. As Anãs Brancas de **Hélio** observadas têm **outra origem** (estrelas com núcleos de hélio que perderam as camadas externas por interação com outras estrelas).

Anãs Brancas

Anãs Brancas Variáveis

Igual como estrelas “vivas”
(=> aula Estrelas Variáveis),
Anã Brancas também podem
pulsar, todas em vários
modos ao mesmo tempo:

- Onde a sequência das
Anãs Brancas cruza a **faixa
de instabilidade**, temos as
ZZ Ceti, também chamadas
DAV, por terem espectros
tipo DA (linhas de H), com
pulsações não-radiais
de 100 a 1000 s.

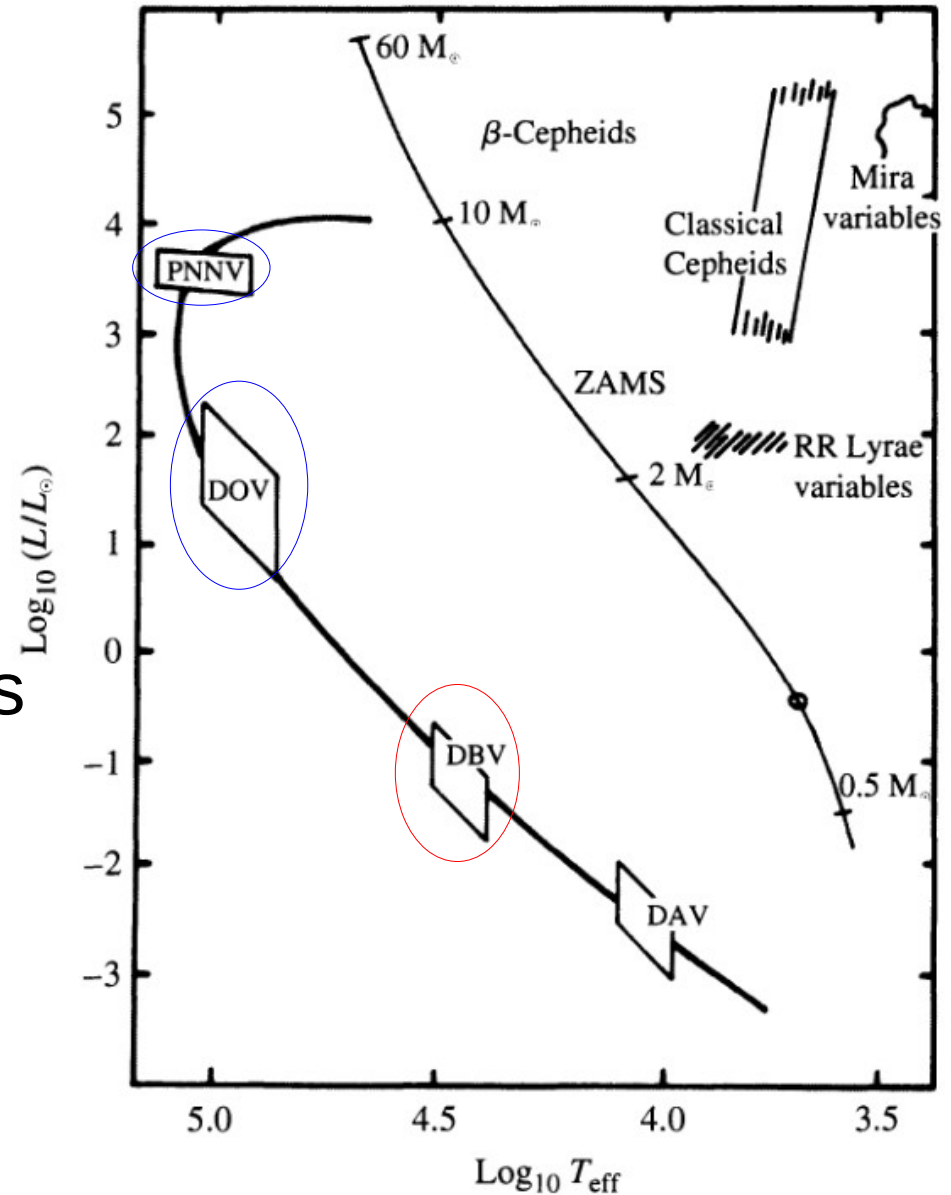


Anãs Brancas

Anãs Brancas Variáveis

- As **DBV** são similares, mas com espectros tipo DB (linhas de He).

- As **PNNV** e **DOV** são mais quentes e associadas com o **nascimento** da Anãs Brancas (PNN = Planetary Nebula Nuclei; DO = tipo espectral que marca a transição para Anã Branca)



Anãs Brancas

Com as densidades estimadas antes, a **pressão** “comum” (**térmica**) **não** consegue **evitar** o **colapso gravitacional** da Anã Branca.

Quem evita isso é um novo tipo de pressão, consequência do **princípio de exclusão** de Pauli
(=> Física Quântica, Estrutura da Matéria, Interações, ...; todos os **elétrons**, que são **férmions**, no mesmo sistema devem se encontrar em **estados quânticos diferentes**).

Similar ao que acontece “enchendo as camadas” dos átomos ocorre que:

Quanto **mais elétrons** temos, tanto **maior** é a **energia** dos mais energéticos destes, tanto **maior** é a **velocidade máxima** dos elétrons, tanto **maior** é a **pressão** que estes exercem.

Anãs Brancas

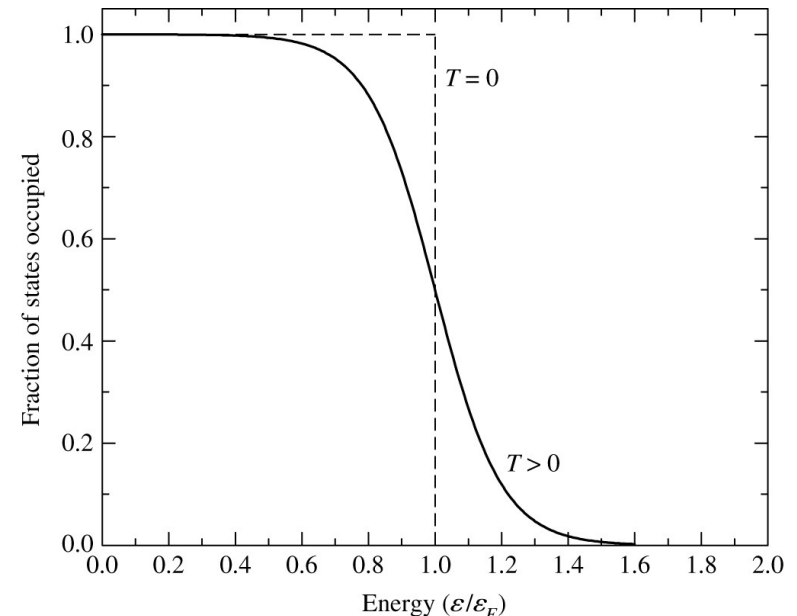
A Energia de Fermi

Férmions obedecem a **distribuição de Fermi** (\Rightarrow FeTerm, IAM):

$$f(\varepsilon) = 1/[\exp((\varepsilon - \varepsilon_F)/k_B T) + 1],$$

que afirma que até uma certa energia chamada **energia de Fermi** ε_F , todos os estados são **ocupados**, e a partir desta, **desocupados**, distribuição chamada **degenerescência total**.

Na verdade, esta “função retangular” só vale em $T = 0$ K, mas para os e^- numa Anã Branca é uma boa aproximação.



grau de ocupação de níveis em função da sua energia

Anãs Brancas

A Energia de Fermi

Estimemos a energia de Fermi para **elétrons** numa caixa cúbica com aresta L (aproximação pra nossa Anã Branca):

Os **estados** possíveis são **ondas de deBroglie estacionárias** que se **encaixam** no cubo.

Escrevendo as componentes x , y e z do **comprimento de onda**

de uma destas: $\lambda_x = \frac{2L}{N_x}$, $\lambda_y = \frac{2L}{N_y}$, $\lambda_z = \frac{2L}{N_z}$,

onde N_x , N_y e N_z são números inteiros.

=> componentes do **momento linear**: $p_x = \frac{hN_x}{2L}$, $p_y = \frac{hN_y}{2L}$, $p_z = \frac{hN_z}{2L}$

energia (cinética, aqui $m = m_e$): $\varepsilon = p^2/2m$, onde $p = \sqrt{p_x^2 + p_y^2 + p_z^2}$

$$\varepsilon = \frac{h^2}{8mL^2} (N_x^2 + N_y^2 + N_z^2) = \frac{h^2 N^2}{8mL^2}$$

onde $N = \sqrt{N_x^2 + N_y^2 + N_z^2}$, o momento em unidades de $h/2L$.

Anãs Brancas

A Energia de Fermi

$$\varepsilon = \frac{h^2}{8mL^2} (N_x^2 + N_y^2 + N_z^2) = \frac{h^2 N^2}{8mL^2}$$

Em cada estado N_x, N_y, N_z cabem dois elétrons (um com spin \uparrow e um com spin \downarrow), e o número de estados até um dado valor N é dado pelo octante da bola com $N_{x,y,z} > 0$, e raio N :

$$N_e = 2 \left(\frac{1}{8} \right) \left(\frac{4}{3} \pi N^3 \right)$$

$$\Rightarrow N \text{ máximo para } N_e \text{ elétrons: } N = \left(\frac{3N_e}{\pi} \right)^{1/3}$$

\Rightarrow A energia de Fermi é a que corresponde a este máximo:

$$\varepsilon_F = \frac{\hbar^2}{2m} (3\pi^2 n)^{2/3}, \text{ onde } n = n_e = N_e/V = N_e/L^3 \quad \text{material totalmente ionizado}$$

$$\text{Já que } n_e = \left(\frac{\# \text{ electrons}}{\text{nucleon}} \right) \left(\frac{\# \text{ nucleons}}{\text{volume}} \right) = \left(\frac{Z}{A} \right) \frac{\rho}{m_H}$$

$$\text{obtemos } \varepsilon_F = \frac{\hbar^2}{2m_e} \left[3\pi^2 \left(\frac{Z}{A} \right) \frac{\rho}{m_H} \right]^{2/3}, \text{ proporcional a } \rho^{2/3}.$$

Anãs Brancas

A Pressão de Degenerescência

Vamos estimar a **pressão** destes elétrons supondo que todos têm o mesmo **momento linear** p , e empregando a **relação de incerteza** de Heisenberg, $\Delta x \Delta p_x \approx \hbar$

Supondo que a **incerteza** na **posição** de um elétron é dada pela aresta do cubinho que ele ocupa: $\Delta x \approx n_e^{-1/3}$
 $\Rightarrow \Delta p_x \approx \hbar n_e^{1/3}$

Já que p_x oscila em torno de 0, Δp_x é uma boa estimativa do módulo do próprio p_x : $p_x \approx \Delta p_x \approx \hbar n_e^{1/3}$

Movimentos em cada direção têm a mesma distribuição:

$$p_x^2 = p_y^2 = p_z^2 \Rightarrow p^2 = p_x^2 + p_y^2 + p_z^2 = 3p_x^2$$

$$\Rightarrow p = \sqrt{3}p_x \approx \sqrt{3}\hbar n_e^{1/3}$$

Anãs Brancas

A Pressão de Degenerescência

$$p \approx \sqrt{3} \hbar n_e^{1/3}$$

FeTerm (teoria cinética dos gases):

$$P \approx \frac{1}{3} \cdot n_e p v = \frac{1}{3} \cdot n_e p^2 / m_e = \frac{1}{3} \cdot n_e 3 \hbar^2 n_e^{2/3} / m_e = \hbar^2 n_e^{5/3} / m_e$$

Já que no caminho fizemos várias simplificações (a estrela é um cubo, todos os elétrons têm o mesmo momento, eles são distribuídos num grade de cubinhos, e outras), temos que aplicar uma correção:

$$P = \frac{(3\pi^2)^{2/3}}{5} \frac{\hbar^2}{m_e} n_e^{5/3} = \frac{(3\pi^2)^{2/3}}{5} \frac{\hbar^2}{m_e} \left[\left(\frac{Z}{A} \right) \frac{\rho}{m_H} \right]^{5/3}$$

Anote, que Z/A é o inverso do peso molecular médio μ_e^{-1} .
No caso do material numa Anã Branca, C e O, $Z/A = 1/2$.

Anãs Brancas

A Pressão de Degenerescência

$$P = \frac{(3\pi^2)^{2/3}}{5} \frac{\hbar^2}{m_e} \left[\left(\frac{Z}{A} \right) \frac{\rho}{m_H} \right]^{5/3} = K\rho^{5/3}$$

é exatamente a equação de estado de um **politropo** com

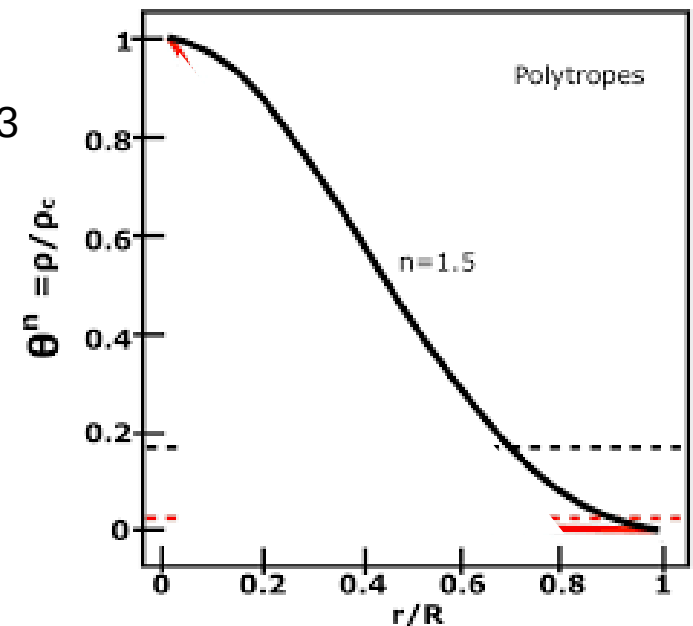
$$\gamma = 5/3 \Leftrightarrow n = 1.5$$

(=> aula modelos politrópicos),

tal que podemos determinar o **perfil de densidade**.

Esta **pressão não depende** da **temperatura**!

Mas ela aumenta com o número de elétrons na Anã Branca, ou seja, ela **aumenta** com a **massa**.



Anãs Brancas

Mas o antagonista da pressão, a **gravitação**, também **aumenta** com a **massa**, e mais rapidamente, tal que:

Quanto **maior** é a **massa** da Anã Branca, tanto mais a gravitação “vence” esta pressão, tanto **menor** é o **tamanho**.

Podemos determinar a relação entre massa M_{wd} e raio R_{wd} igualando a pressão que determinamos mais cedo, $P_c \approx \frac{2}{3}\pi G\rho^2 R_{\text{wd}}^2$, com a de degenerescência:

$$\frac{2}{3}\pi G\rho^2 R_{\text{wd}}^2 = \frac{(3\pi^2)^{2/3}}{5} \frac{\hbar^2}{m_e} \left[\left(\frac{Z}{A} \right) \frac{\rho}{m_H} \right]^{5/3}$$

usando densidade constante, $\rho = M_{\text{wd}} / \frac{4}{3}\pi R_{\text{wd}}^3$

podemos explicitar R_{wd} :
$$R_{\text{wd}} \approx \frac{(18\pi)^{2/3}}{10} \frac{\hbar^2}{Gm_e M_{\text{wd}}^{1/3}} \left[\left(\frac{Z}{A} \right) \frac{1}{m_H} \right]^{5/3}$$

A suposição $\rho = \text{const.}$ continua sendo ruim, tal que erramos por um fator ~ 2 , mas as proporcionalidades são válidas:

Anãs Brancas

$$M_{\text{wd}} \propto R_{\text{wd}}^{-3}$$

ou:

$$M_{\text{wd}} V_{\text{wd}} = \text{const.}$$

$$\text{e } \rho = M_{\text{wd}} / V_{\text{wd}} \propto M_{\text{wd}}^2$$

Aumentando a massa,
o **raio** da Anã Branca
tende a zero,
e a **densidade, a infinito!**

A relação raio-massa de Anãs Brancas

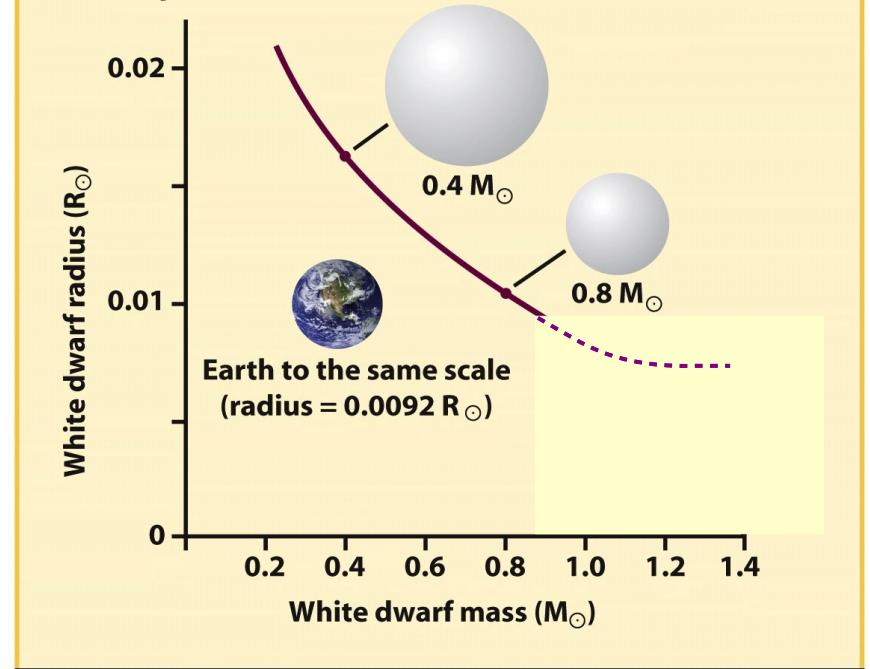


Figure 20-9
Universe, Eighth Edition
© 2008 W. H. Freeman and Company

Anãs Brancas

A Pressão de Degenerescência

Porém, chegando em **densidades** da ordem de 10^9 kg/m^3 :

velocidade dos e^- : $v = p/m_e \approx \frac{\hbar}{m_e} \left[\left(\frac{Z}{A} \right) \frac{\rho}{m_H} \right]^{1/3} = 1.1 \times 10^8 \text{ m s}^{-1}$

seria mais que um terço da **velocidade da luz**.

Para estas velocidades (relativísticas), $v = p/m_e$ não vale, e não podemos fazer esta substituição em $P \approx \frac{1}{3} \cdot n_e p v$.

=> Para Anãs Brancas de alta massa é melhor usar $v = c$, o que leva a

$$P = \frac{(3\pi^2)^{1/3}}{4} \hbar c \left[\left(\frac{Z}{A} \right) \frac{\rho}{m_H} \right]^{4/3}$$

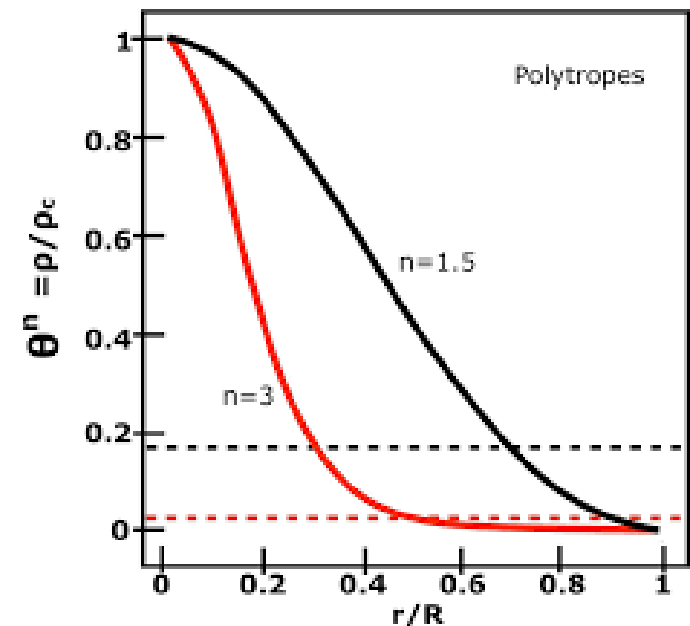
Anãs Brancas

A Pressão de Degenerescência

$$P = \frac{(3\pi^2)^{1/3}}{4} \hbar c \left[\left(\frac{Z}{A} \right) \frac{\rho}{m_H} \right]^{4/3} = K\rho^{4/3}$$

que também é um **politropo**, com $\gamma = 4/3 \Leftrightarrow n = 3$, que conhecemos como estrela de Eddington, que tem um perfil de densidade mais **concentrado** no **núcleo** que o com $n = 1.5$, e também não depende da temperatura.

Os dois casos podem ser vistos como **casos limites** para **Anãs Brancas**.



Anãs Brancas

Qual a consequência pra relação massa-raio?

Só piora a situação: No limite relativístico há, na verdade, **menos pressão** para suportar a estrela que no limite não-relativístico, e o cálculo leva a um **raio de zero** já para uma **massa finita**, a massa para aquela os **elétrons** alcançam a **velocidade da luz**. Na verdade, é uma **massa limite**, a partir daquela **nem a pressão de degenerescência eletrônica** consegue mais conter a **gravidade**.

Conseguimos estimar esta massa limite de novo igualando a pressão central, $P_c \approx \frac{2}{3}\pi G \rho^2 R_{wd}^2$, a esta pressão e usando $\rho = M_{wd} / \frac{4}{3}\pi R_{wd}^3$.

$$R_{wd} \text{ se corta e obtemos: } M_{Ch} \sim \frac{3\sqrt{2\pi}}{8} \left(\frac{\hbar c}{G}\right)^{3/2} \left[\left(\frac{Z}{A}\right) \frac{1}{m_H}\right]^2 = 0.44 M_{\odot}$$

Anãs Brancas

De novo, usamos a aproximação horrível de densidade constante, levando a um valor mais que três vezes menor que o verdadeiro.

Quem fez isto melhor foi um físico da Índia chamado Subrahmanyan Chandrasekhar, que chegou num valor em torno de

1.44 massas solares, hoje chamado de **limite de Anã Branca** ou **massa de Chandrasekhar**.

De fato, nunca foi observada uma Anã Branca com massa maior que este limite.



Prêmio Nobel 1983



Anãs Brancas

Assim, a **relação massa-raio** vira:

$$- M_{\text{wd}} \propto R_{\text{wd}}^{-3}$$

para **massas baixas**

- cai **mais rapidamente** para **massas maiores**

e alcança raio **zero** na **massa de Chandrasekhar**.

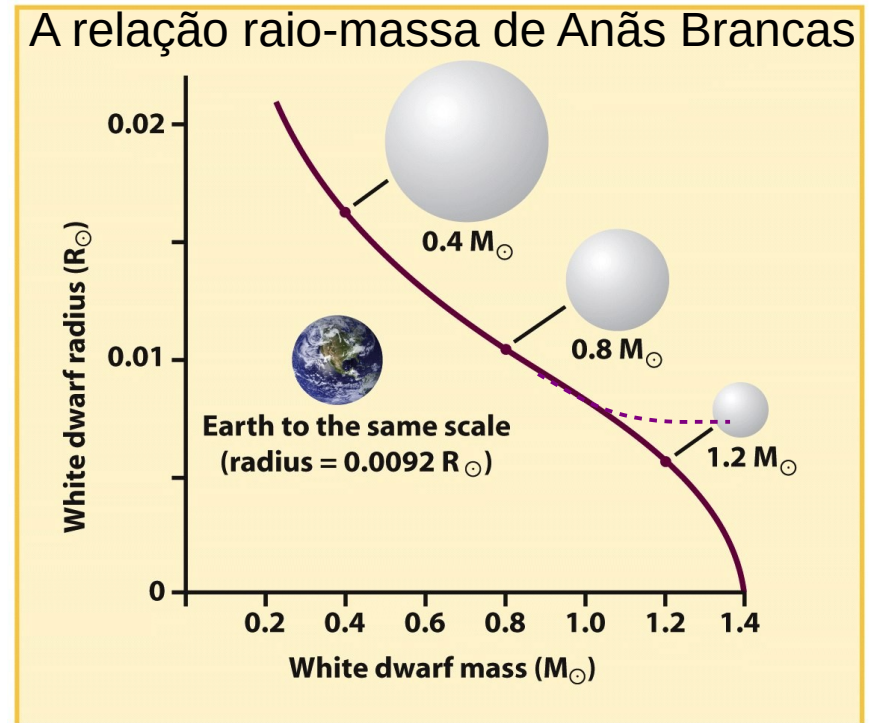


Figure 20-9
Universe, Eighth Edition
© 2008 W. H. Freeman and Company

Anãs Brancas

Com o tempo, Anãs Brancas **irradiam** sua **energia** pro espaço e **resfriam**-se.

Os seus **raios** ficam **constantes**, já que a pressão de degenerescência eletrônica não depende da temperatura.

=> As suas **temperaturas** ou **luminosidades atuais** dão uma dica quanto às suas **idades**.

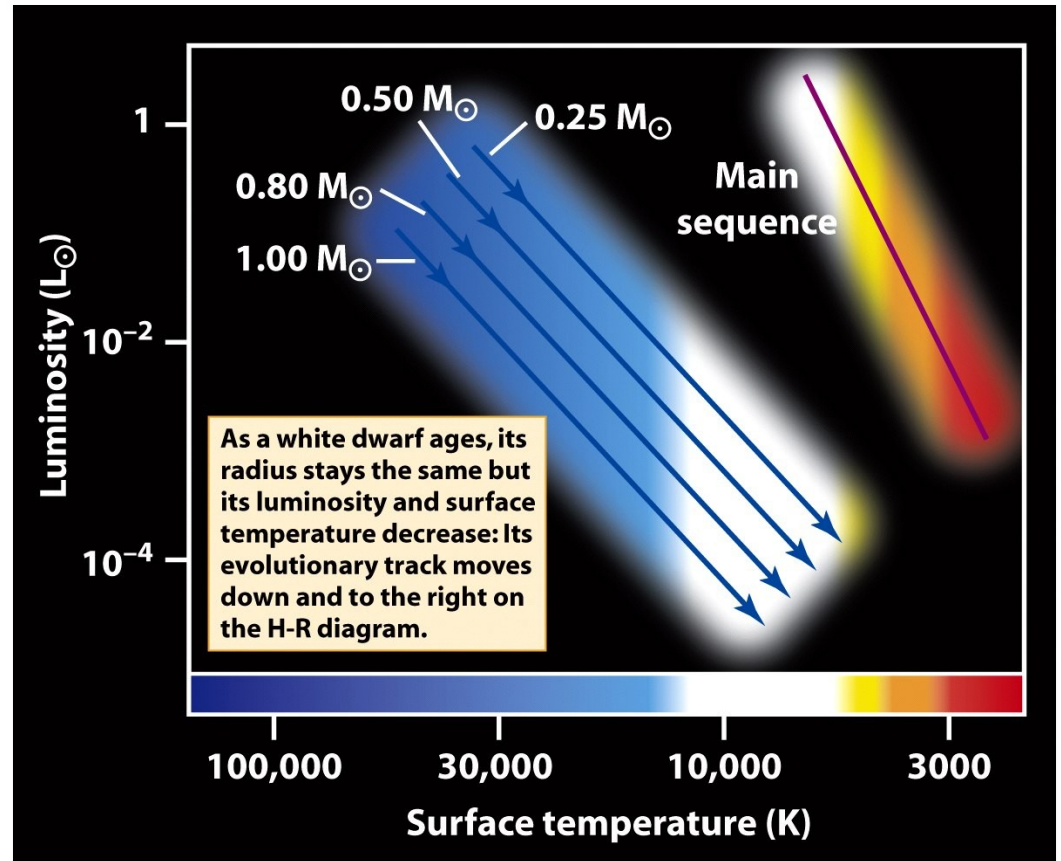
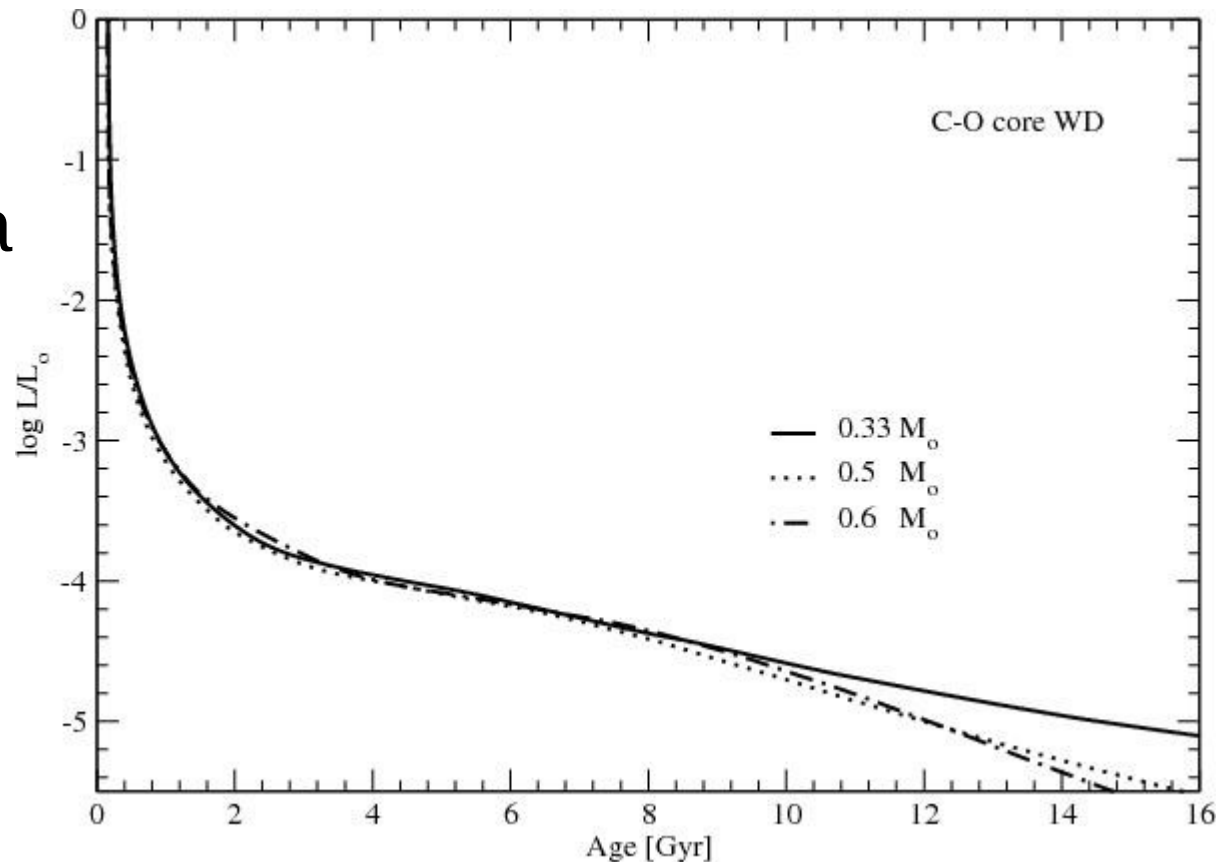


Figure 20-11
Universe, Eighth Edition
© 2008 W. H. Freeman and Company

Anãs Brancas

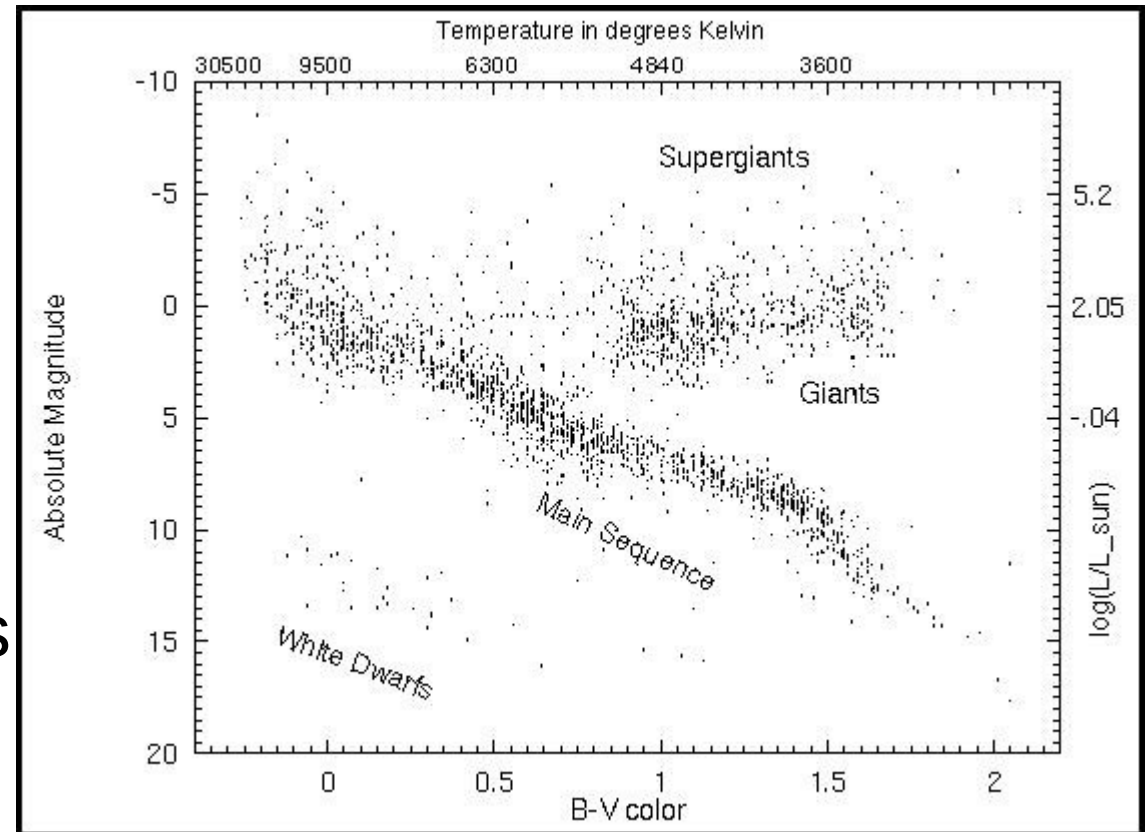
Cálculos baseados nas equações de transporte de energia no interior das Anãs Brancas mostram, a que **taxa** elas **resfriam** / **perdem energia**.



Luminosidades de Anãs Brancas de massas diferentes em função do tempo

Anãs Brancas

Como temos uma ideia da duração da **vida** pre-Anã Branca das estrelas de baixa massa, as **idades** das **Anãs Brancas mais velhas** são uma medida para as idades das **primeiras estrelas** de uma população.



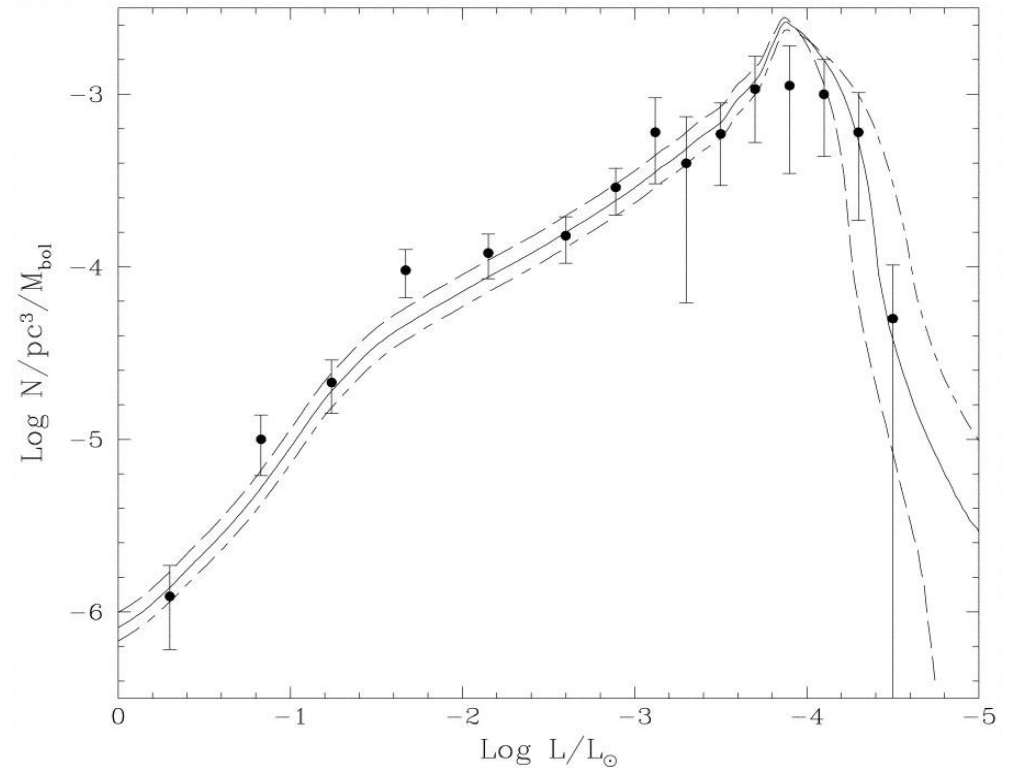
=> Se encontrássemos um **fim** da **sequencia** de **Anãs Brancas** na nossa vizinhança, a posição (**temperatura/ luminosidade**) deste fim nos daria a **idade** das estrelas da nossa vizinhança e, assim, do **disco** da **Via Láctea**.

Anãs Brancas

Este fim parece **existir**:

Ele indica que as **primeiras estrelas de baixa massa** morreram ~ 9 bio. anos atrás.

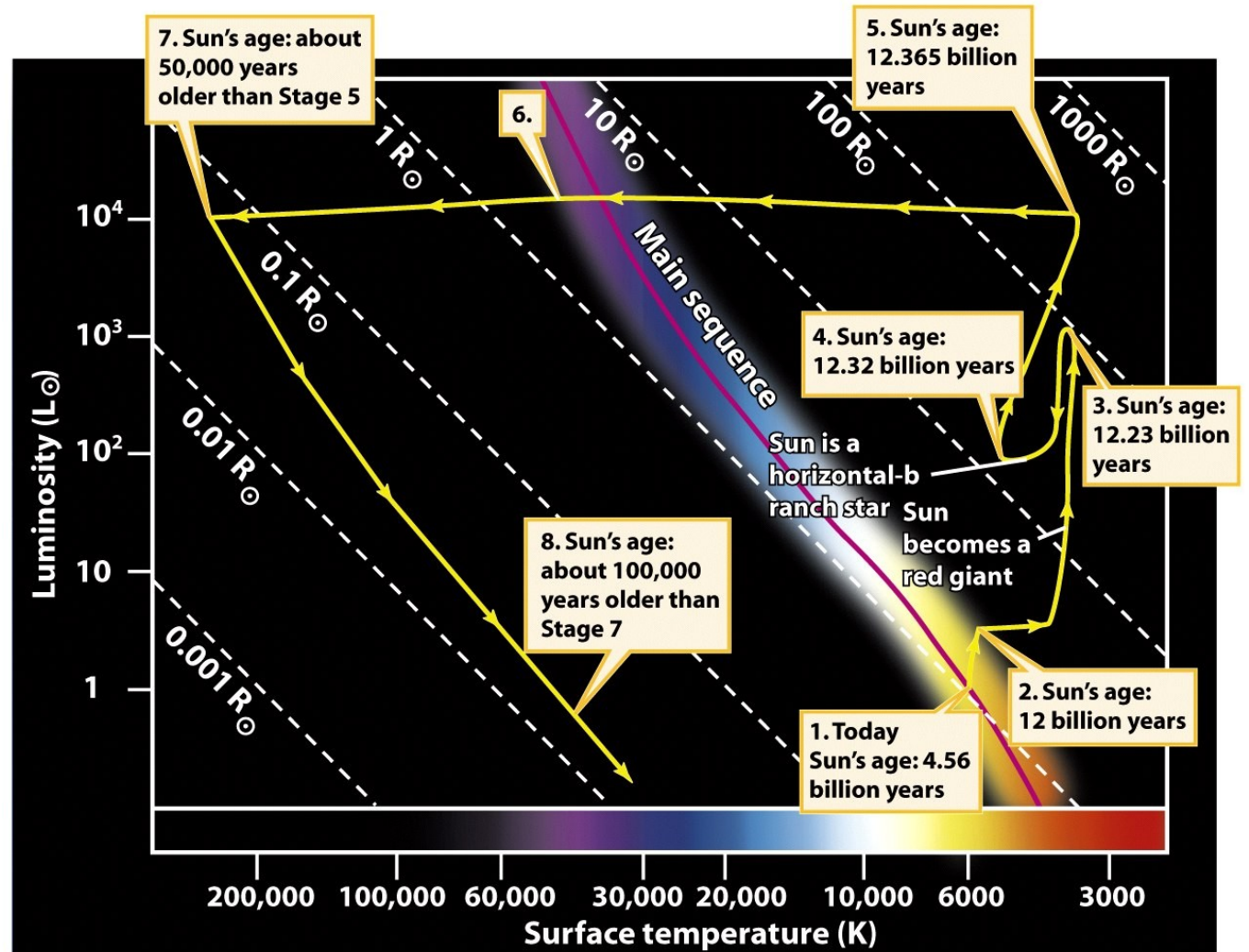
Adicionando a isto a vida pre-Anã Branca destas estrelas chega-se ao resultado que o **disco** da nossa **Galáxia** tem uns **9.3 bio. anos** de idade.



Função de luminosidade da Via Láctea

Anãs Brancas



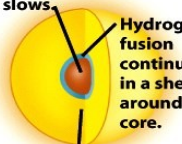
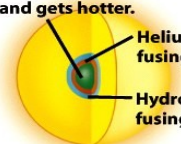
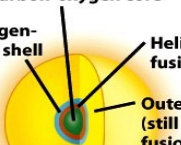
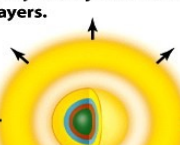


Resumo da **evolução** do **Sol** inclusive a sua fase Anã Branca.



Anãs Brancas

Resumo da
evolução do
Sol inclusive
 a sua fase
 Anã Branca.

NOTE: The illustrations below do *not* show the dramatic changes in the Sun's radius as it evolves. The sizes of the various layers are not shown to scale.

<p>1. On the main sequence</p> <p>The present-day Sun is a main-sequence star – in its core, hydrogen fuses to produce helium.</p>  <p>Fusion does not occur in the outer layers (which contain predominantly hydrogen and helium).</p>	<p>2. Becoming a red giant</p> <p>At the end of the Sun's main-sequence lifetime, fusion stops in the core (which has been converted to helium).</p>  <p>Fusion of hydrogen into helium continues in a shell around the core. The core shrinks, accelerating the fusion reactions in the shell and making the outer layers expand and cool.</p>	<p>3. The helium flash</p> <p>As the core contracts and heats, the core helium begins to fuse to make carbon and oxygen. The core expands and the rate of energy release slows.</p>  <p>Hydrogen fusion continues in a shell around the core.</p> <p>The outer layers (where there are still no fusion reactions) contract and get hotter due to the slower rate of energy release.</p>	<p>4. Beginning the second red giant phase</p> <p>Once the core helium is consumed, what remains is an inert core of carbon and oxygen. The core again shrinks and gets hotter.</p>  <p>Helium-fusing shell</p> <p>Hydrogen-fusing shell</p> <p>The shrinkage of the core again accelerates fusion reactions in the shells, making the inert outer layers expand and cool.</p>
<p>5. The Sun reaches its maximum size</p> <p>Inert carbon-oxygen core</p>  <p>Hydrogen-fusing shell</p> <p>Helium-fusing shell</p> <p>Outer layers (still no fusion reactions)</p> <p>The Sun is more than 100 times larger in radius than when it was a main-sequence star. Part of the outer layers escapes into space in a stellar wind.</p>	<p>6. A planetary nebula</p> <p>Thermal pulses cause spikes in luminosity that eject the star's outer layers.</p>  <p>As the hot interior of the star is exposed, we observe an increase in the star's surface temperature.</p>	<p>7. The end of nuclear reactions</p> <p>With the outer layers gone, the pressure on the shells around the core is too little to sustain nuclear reactions.</p>  <p>The star still glows intensely because of its high temperature. As energy is lost in the form of electromagnetic radiation, the star slowly cools.</p>	<p>8. A white dwarf</p> <p>The core is now a white dwarf star, and the former shells around the core become its thin atmosphere.</p>  <p>The carbon-oxygen interior of the white dwarf is degenerate, so it does not contract as it cools. Hence the white dwarf's radius no longer changes.</p>
<p> Hydrogen and helium, no fusion Hydrogen fusion producing helium Helium, no fusion Helium fusion producing carbon and oxygen Carbon and oxygen, no fusion </p>			

Binárias com Anãs Brancas

Em **binárias**, naquelas em que um dos componentes é uma **Anã Branca**, podem acontecer coisas interessantes:

- Se a **outra estrela** se **expande** (p. e. por se tornar uma Gigante Vermelha) até **encher** seu **lóbulo de Roche**, material pode **cair** na **superfície** da **Anã Branca**, depois de uma passagem pelo disco de acreção.

Uma binária deste tipo se chama **Variável Cataclísmica**.



Binárias com Anãs Brancas

Por um tempinho, este material pode **reacender** a **fusão nuclear** (ciclo CNO) na **superfície** da Anã Branca.

O sistema **aumenta** em **luminosidade** por um fator 10 a 10^6 , fenômeno chamado **Nova**.

Novas podem se repetir.

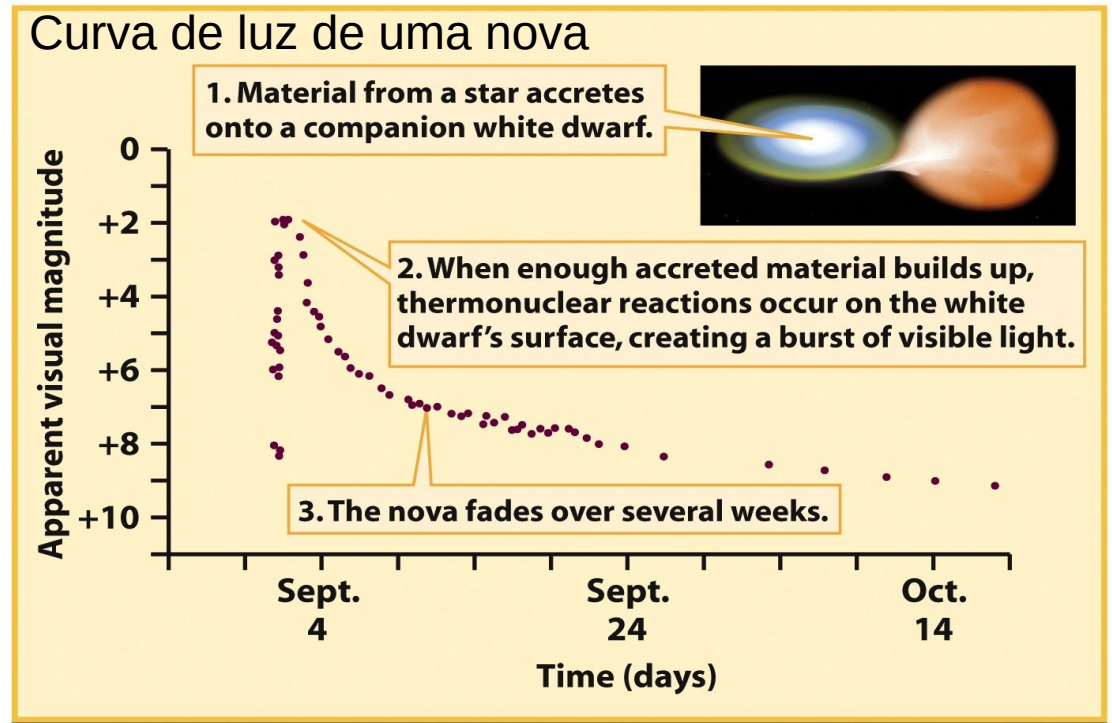


Figure 21-15
Universe, Eighth Edition
© 2008 W. H. Freeman and Company



(a) Nova Herculis 1934 shortly after peak brightness

(b) Two months later

Figure 21-14
Universe, Eighth Edition
© 2008 W. H. Freeman and Company

Supernovas Ia

- Se a **massa** da Anã Branca alcança a **massa de Chandrasekhar**, ela explode numa gigantesca **explosão** chamada **Supernova tipo Ia** (SN Ia), por mecanismos ainda não bem conhecidos, mas que também envolvem a **reignição** de **fusões nucleares**.



(Carbono e oxigênio de quase a estrela inteira são transformadas em ferro e níquel numa reação de cadeia?)
Por isto, elas são também chamadas de Supernovas **termonucleares** (=> aula Supernovas).

Elas **enriquecem** o meio interestelar com **ferro** e **níquel**. Além disso, nestes eventos de **pressões** e **temperaturas extremas**, **elementos mais pesados** que o **ferro** podem ser criados.



Universidade Federal do ABC

Introdução à Física Estelar

FIM PRA HOJE

