



Universidade Federal do ABC

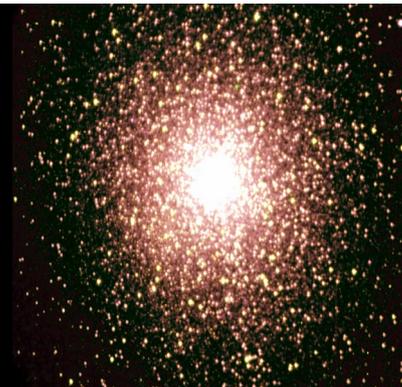
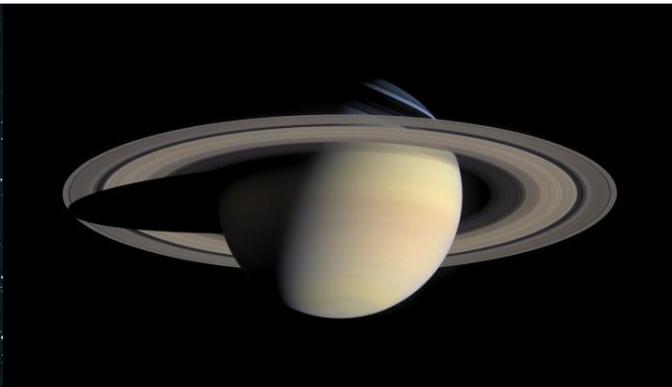
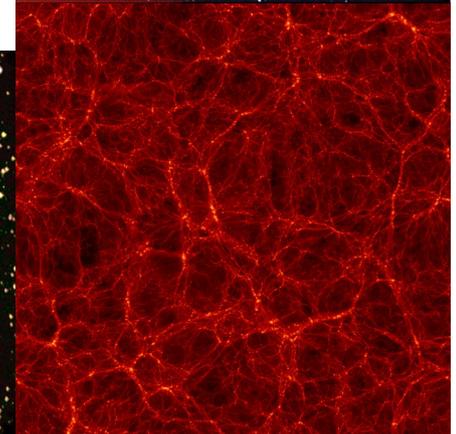
Noções de Astronomia e Cosmologia

9. Estágios Finais da Evolução Estelar, Objetos Compactos.

Prof. Pieter Westera

pieter.westera@ufabc.edu.br

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



Estrelas Binárias

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

=> Para tratar do movimento/das órbitas, usar as fórmulas da aula 2, com μ e M_{tot} .

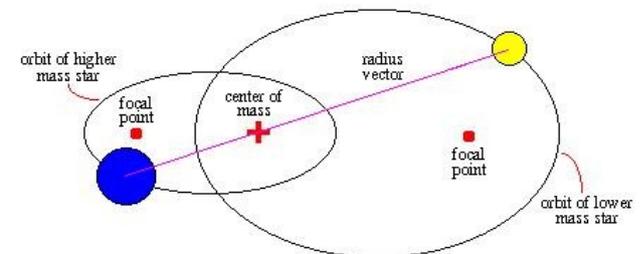
Binárias são muito **frequentes**, tanto que uma frase famosa entre astrônomos é “Três em cada duas estrelas é uma binária”.

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).



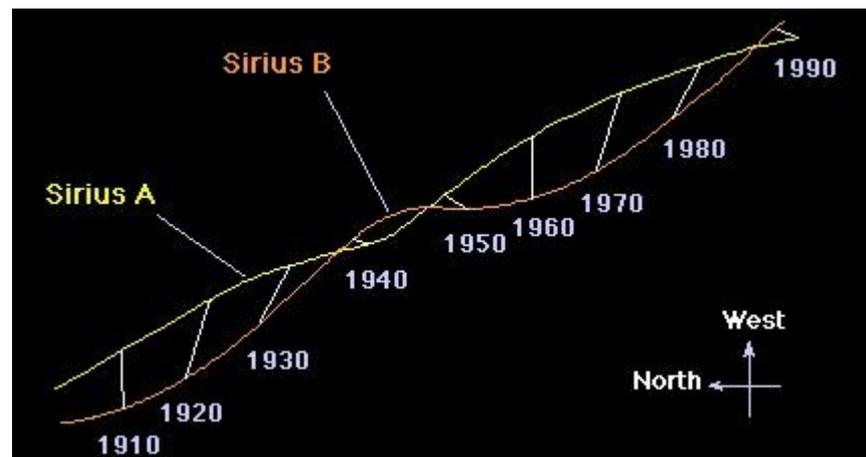
Estrelas Binárias

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.

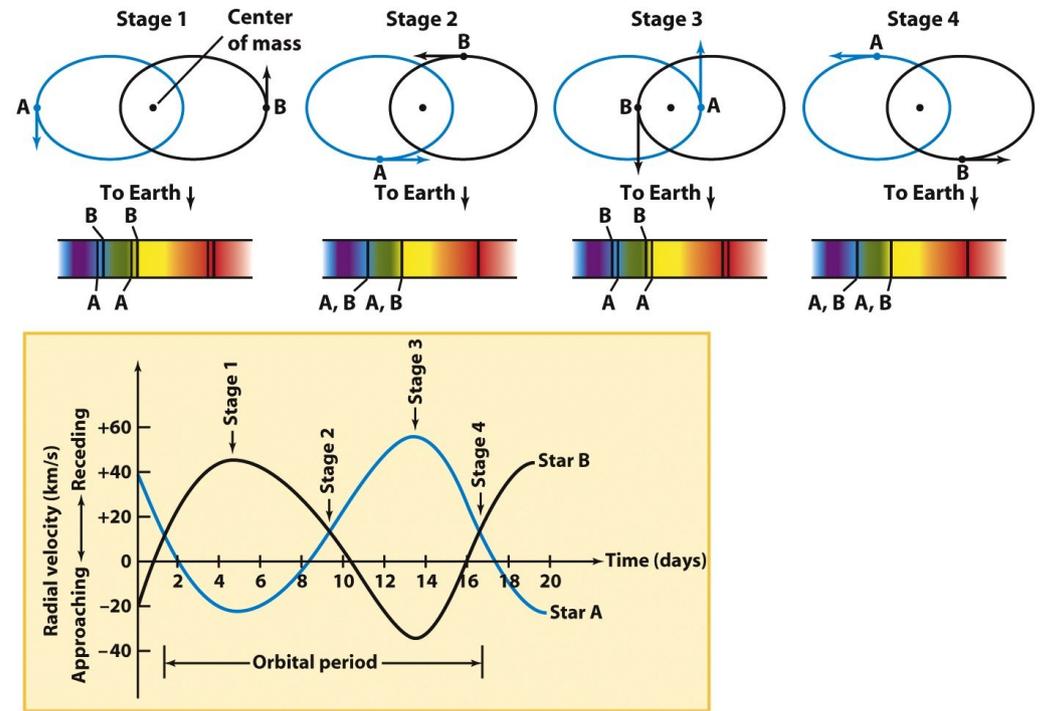
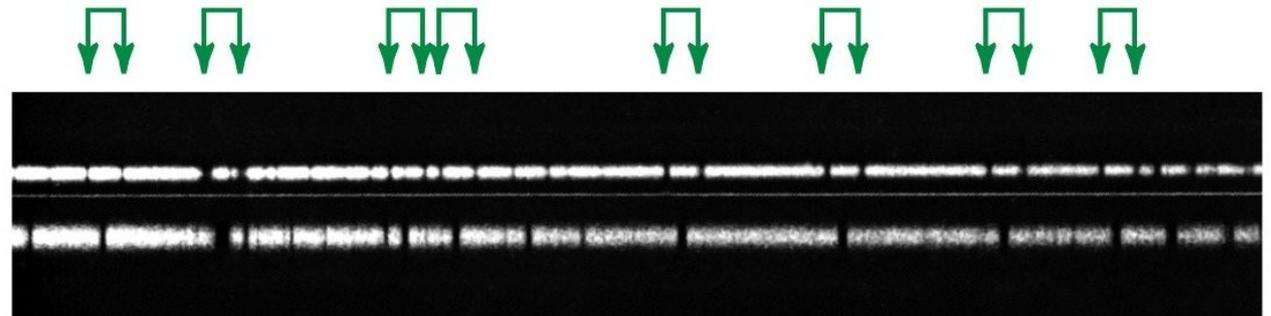


Figure 17-22
Universe, Eighth Edition
© 2008 W. H. Freeman and Company

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** das estrelas.

Conhecendo a **inclinação** do plano orbital dá pra encontrar as **massas**.

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*.

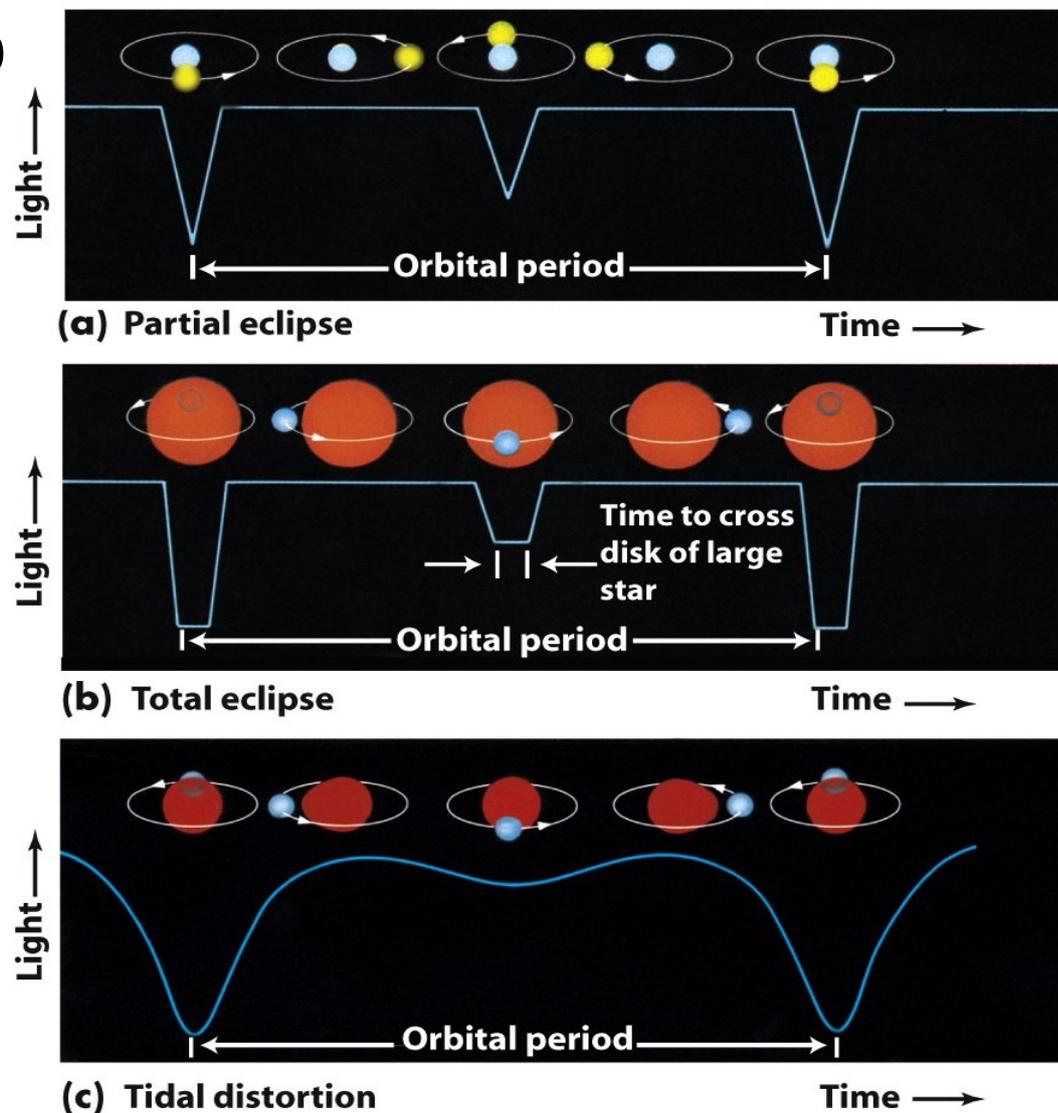
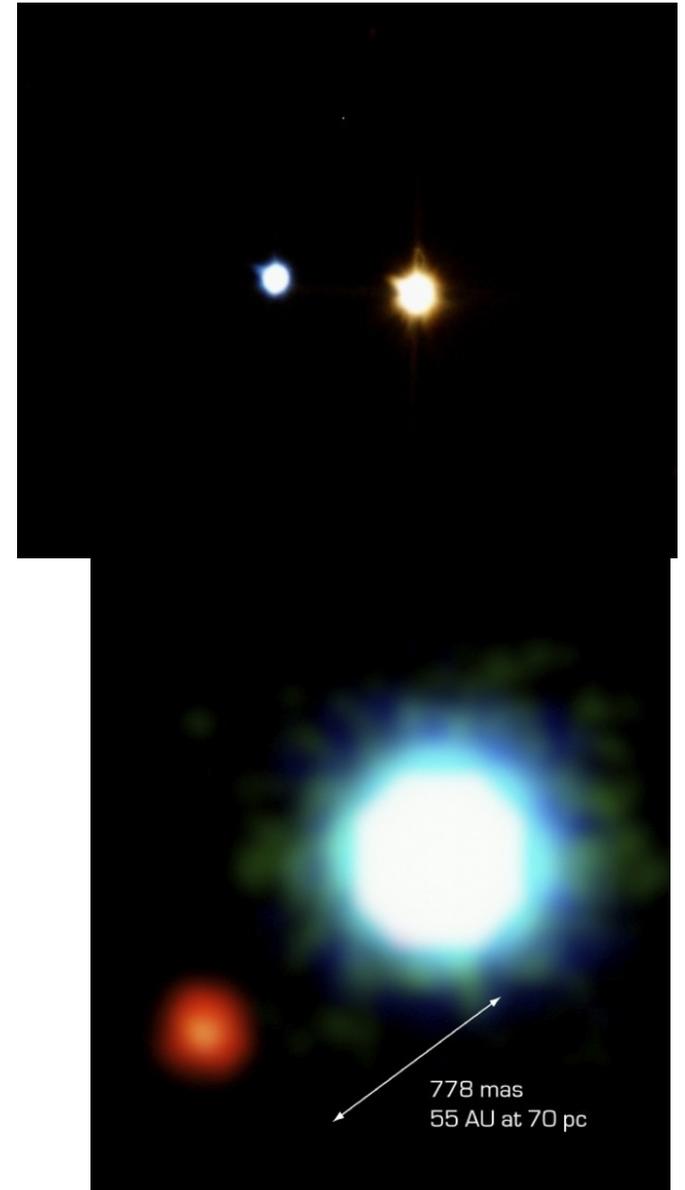


Figure 17-24
Universe, Eighth Edition
© 2008 W. H. Freeman and Company

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.

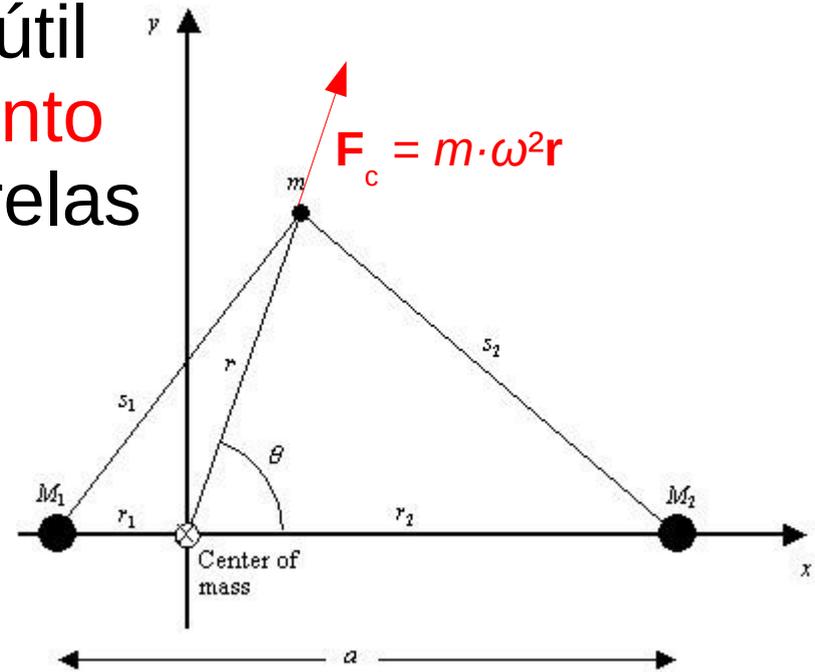
! Não é um sistema inercial !

A **energia potencial** de uma massa de teste m ganha um termo extra U_c , devido à “força

centrifugal” 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 : $U = -G(M_1 m/s_1 + M_2 m/s_2) - \frac{1}{2} \cdot m \cdot \omega^2 r^2$

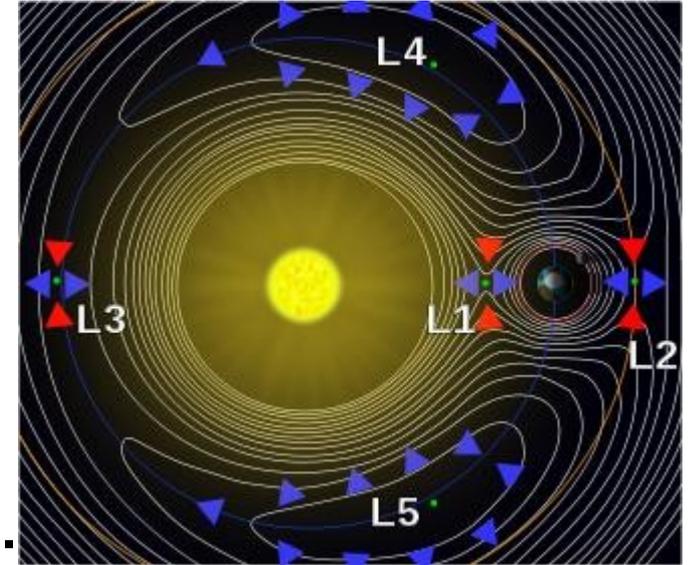
e seu potencial $\Phi = U/m = -G(M_1/s_1 + M_2/s_2) - \frac{1}{2} \cdot \omega^2 r^2$



Pontos Lagrangianos

Os pontos, naqueles $\text{grad}(\Phi) = 0$ 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.

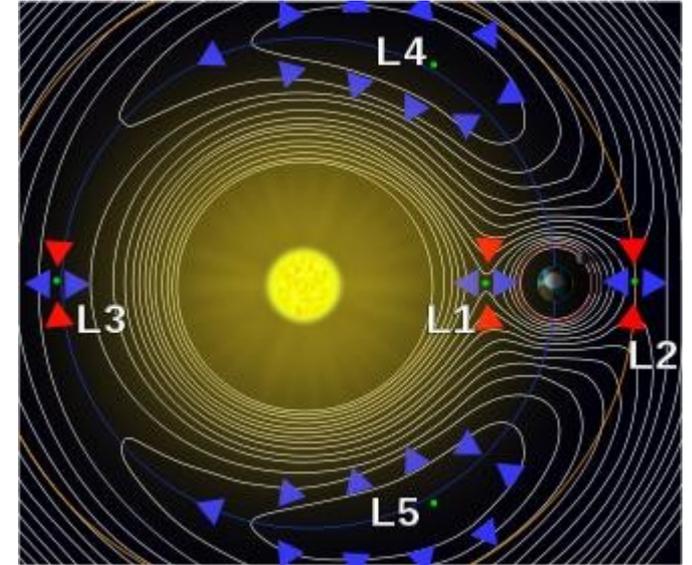
Pontos Lagrangianos

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: Os Asteróides 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.

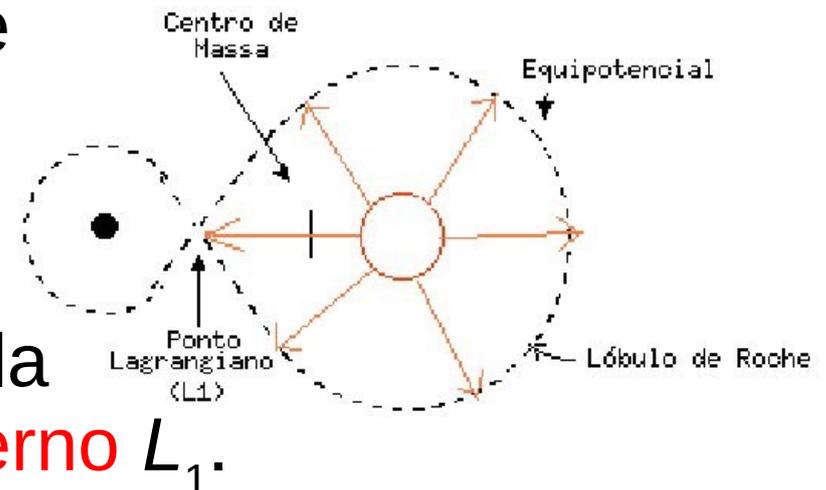
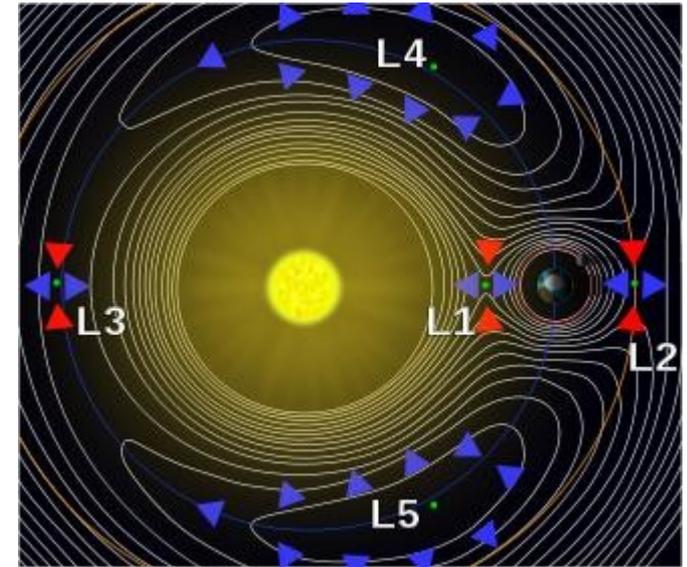
Pontos Lagrangianos

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 (caso chamado binário semi-destacado), ela pode

transferir material pra outra estrela através do **ponto lagrangiano interno** L_1 .



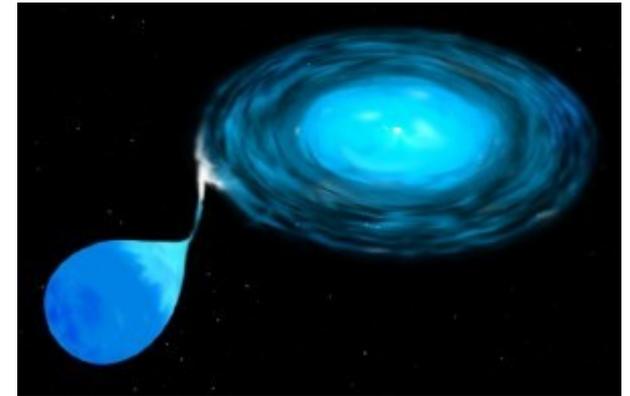
Discos de Acreção

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**, pelo mesmo mecanismo que nos anéis de Saturno, ou em discos protoestelares.

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.

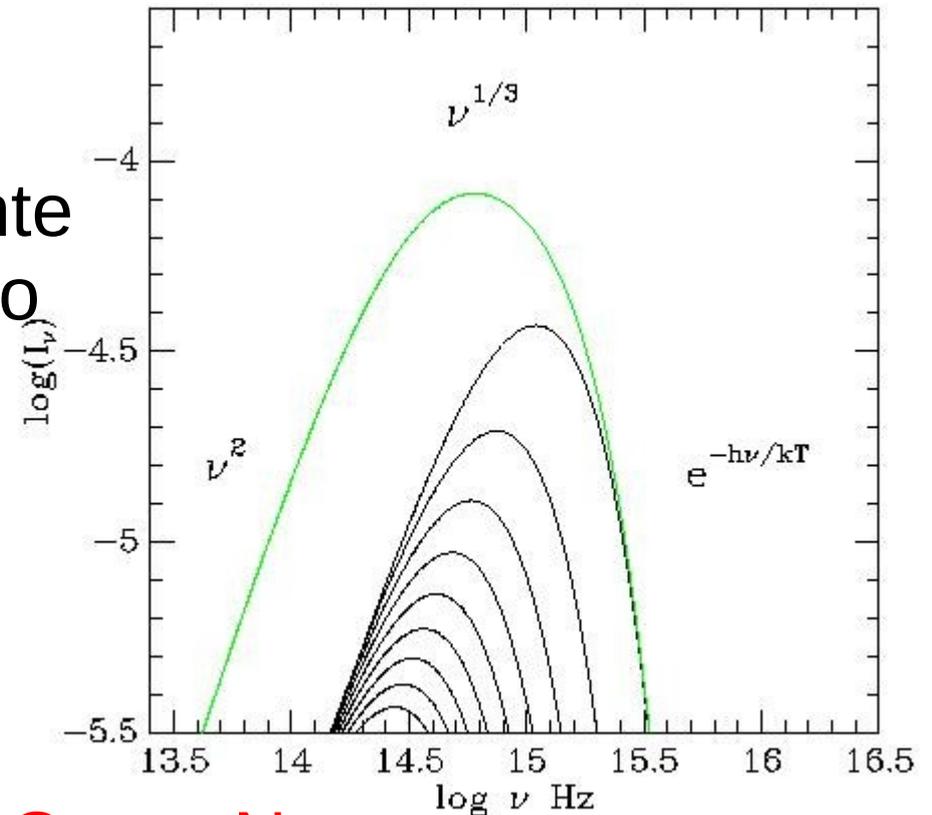
=> O disco fica muito **extenso**.



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**, 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**.

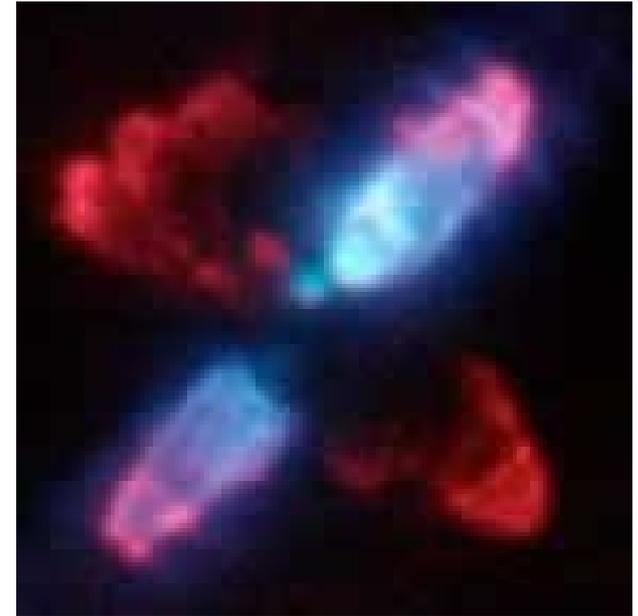
Esta aula trata de Nebulosas Planetárias, Anãs Brancas, Supernovas e Estrelas de Nêutrons. Os Buracos Negros serão tratados na aula sobre Relatividade.

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.



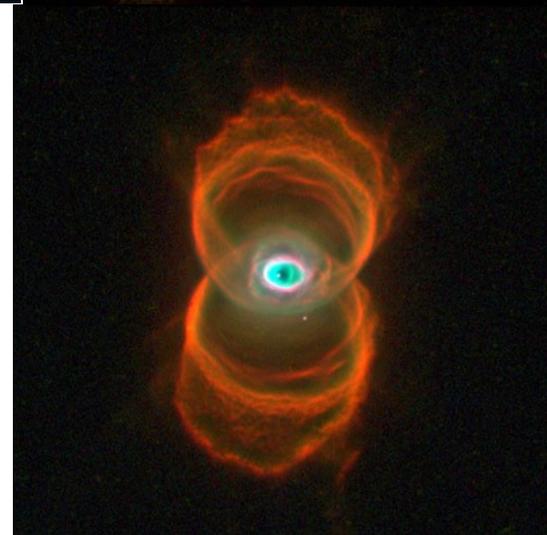
Nebulosas Planetárias

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**.

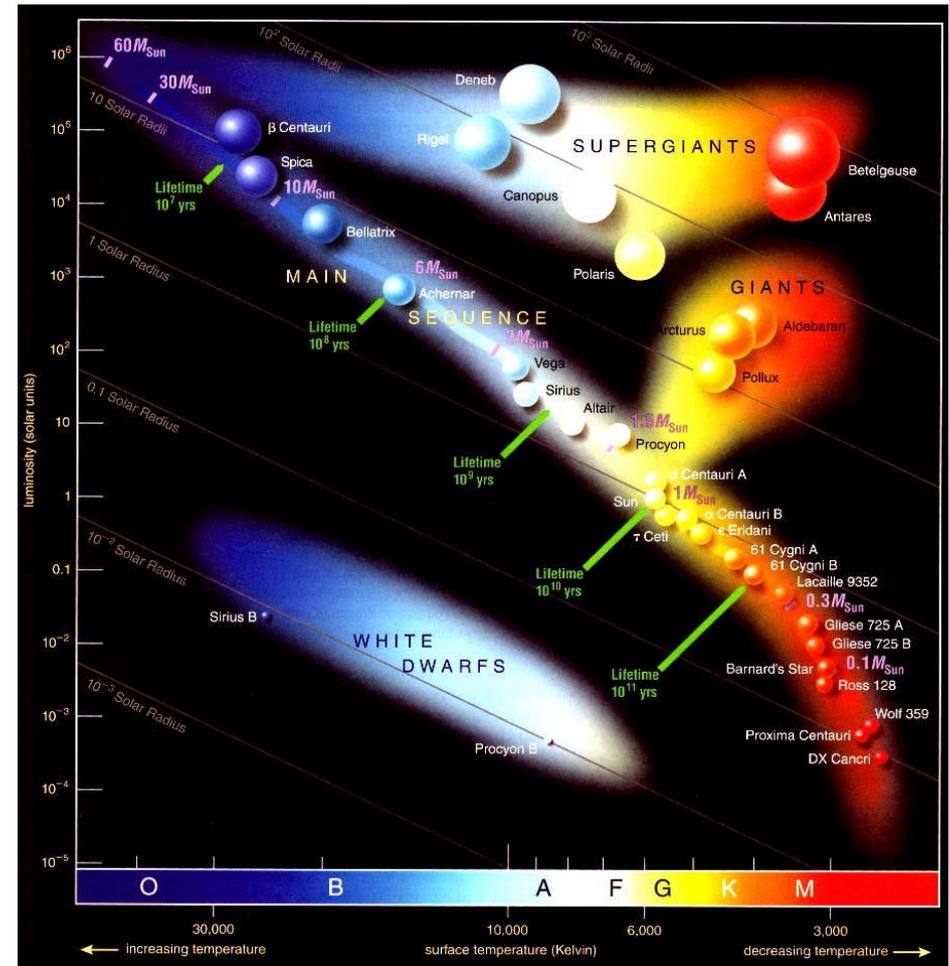


Anãs Brancas

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.

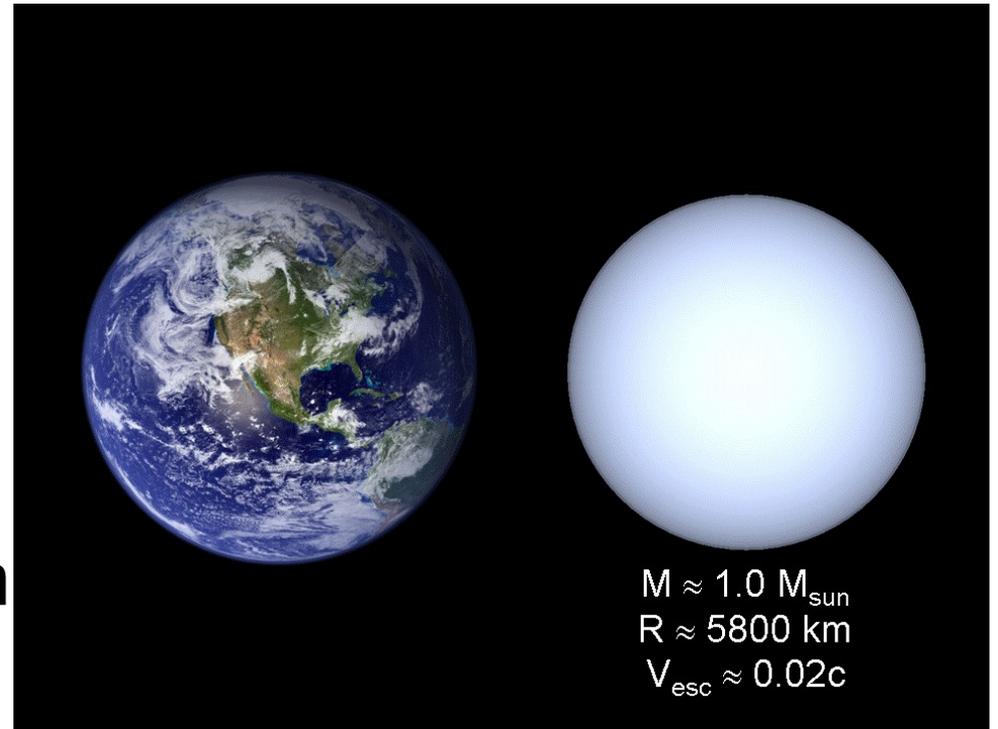


Anãs Brancas

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 pressão no centro de uma Anã Branca é alguns 10^{22} Pa, ~1.5 mio vezes a no centro do Sol, e a temperatura central é alguns 10 mi. K (queimaria H se ainda tivesse).



Anãs Brancas

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

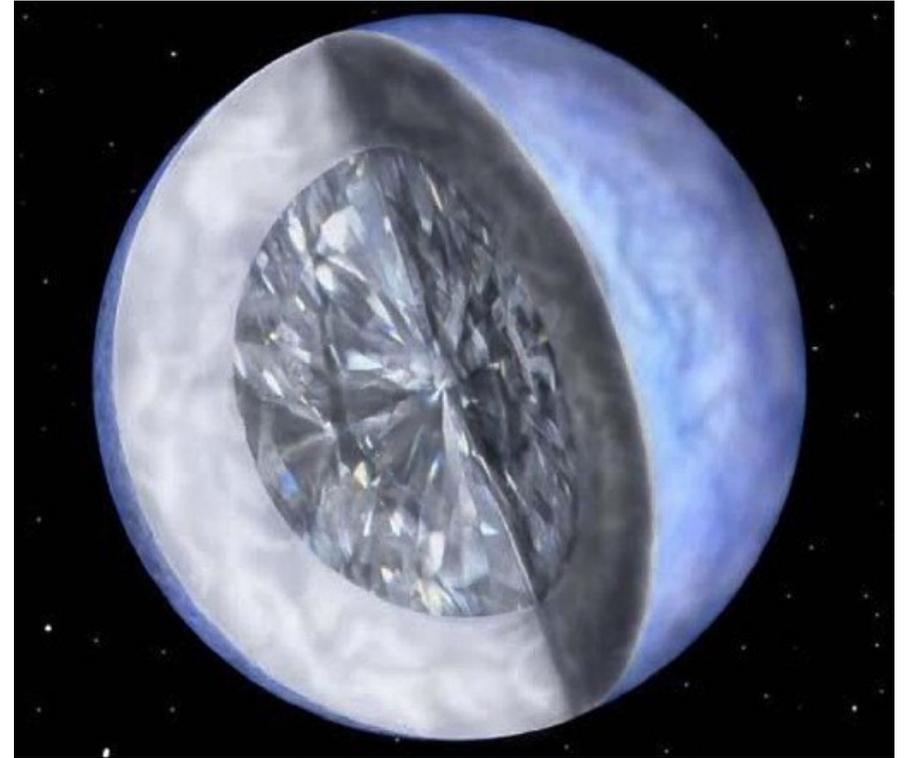
- **DA** (~2/3 de todas): Só linhas de absorção de **H**
- **DB** (8 %): só linhas de absorção de **He**, sem l. de H
- **DC** (14 %): sem linhas, espectro **contínuo**
- **DQ**: com sinais de **carbono**
- **DZ**: com linhas de **metais**
- e outros

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** devem existir também e de **oxigênio** com neônio e magnésio.

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

Com estas densidades, 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
(=> Estrutura da Matéria, Física Quântica, Interações, ...; todos os elétrons 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

Esta pressão se chama **pressão de degenerescência eletrônica**.

$$P = \frac{\pi^2 \hbar^2}{5 m_e m_H^{5/3}} \left(\frac{3}{\pi} \right)^{2/3} \left(\frac{\rho}{\mu_e} \right)^{5/3},$$

$m_e = 9.109 \cdot 10^{-31}$ kg, $m_H = 1.67 \cdot 10^{-27}$ kg, $\hbar = 1.05 \cdot 10^{-34}$ m²kg/s, ρ = densidade (alguns bi. kg/m³) e $\mu_e = A/Z$ = no. de núcleons por no. de prótons/elétrons = 2 para C e O (e He).

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**.

Na aproximação clássica (não-relativística):

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

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

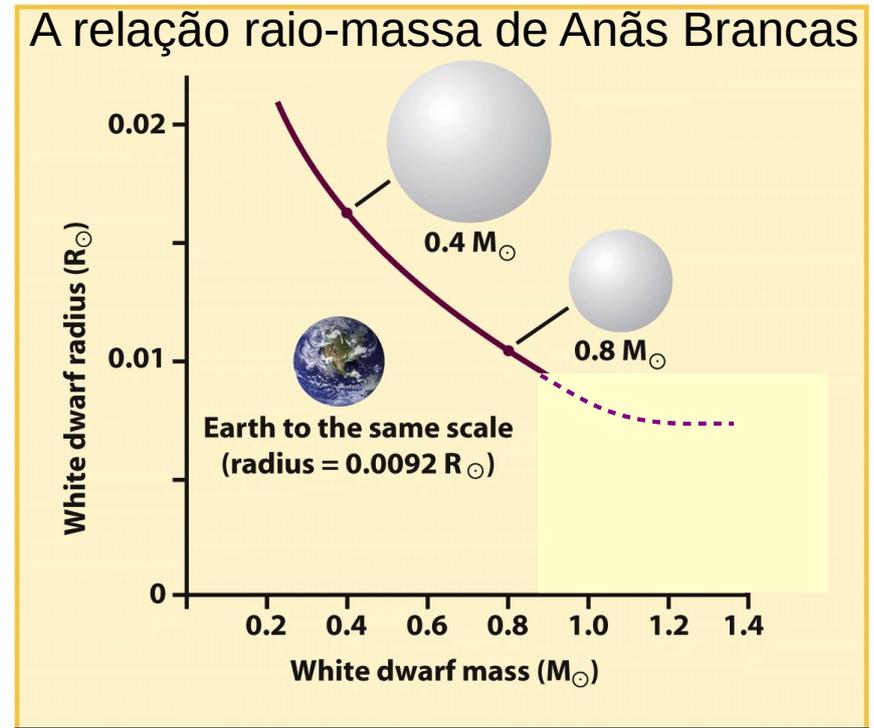


Figure 20-9
Universe, Eighth Edition
© 2008 W. H. Freeman and Company

Anãs Brancas

Mas **a partir** de certa **massa/densidade** ($\sim 10^9 \text{ kg/m}^3$), esta aproximação **não** vale mais: Os **elétrons** alcançam **velocidades** da ordem de **c** , e temos que levar em conta **efeitos relativísticos**.

Só que isto 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**.

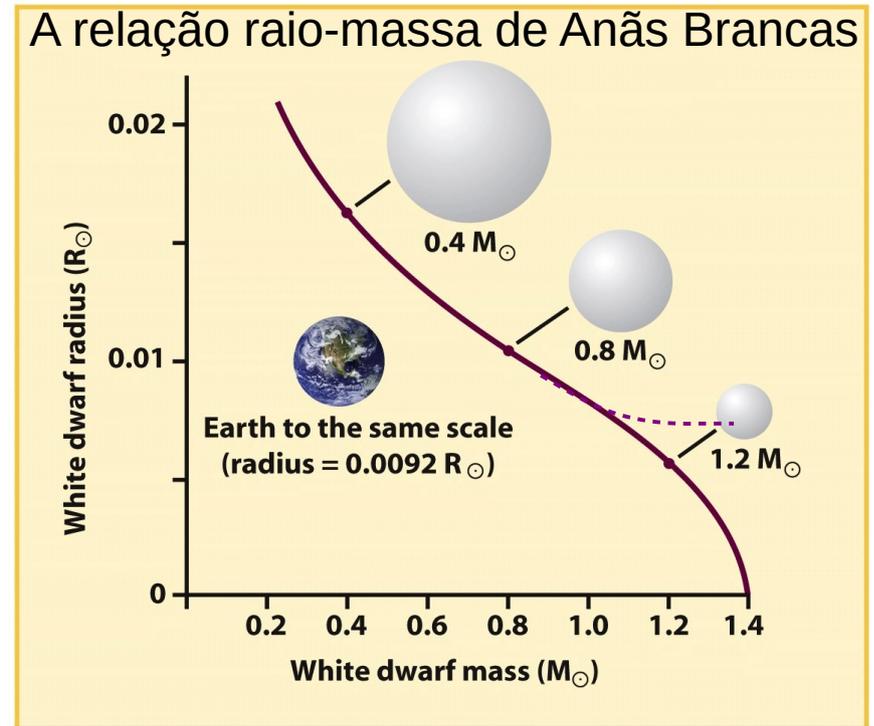


Figure 20-9
Universe, Eighth Edition
© 2008 W. H. Freeman and Company

Anãs Brancas

Na verdade, é uma **massa limite**, a partir daquela **nem a pressão de degenescência eletrônica** consegue mais conter a **gravidade**.

Um físico da Índia chamado Chandrasekhar a calculou, em torno de **1.4 massas solares**, hoje chamada de **limite de Anã Branca** ou **massa de Chandrasekhar**.

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



Subrahmanyan Chandrasekhar
Prêmio Nobel 1983



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**.

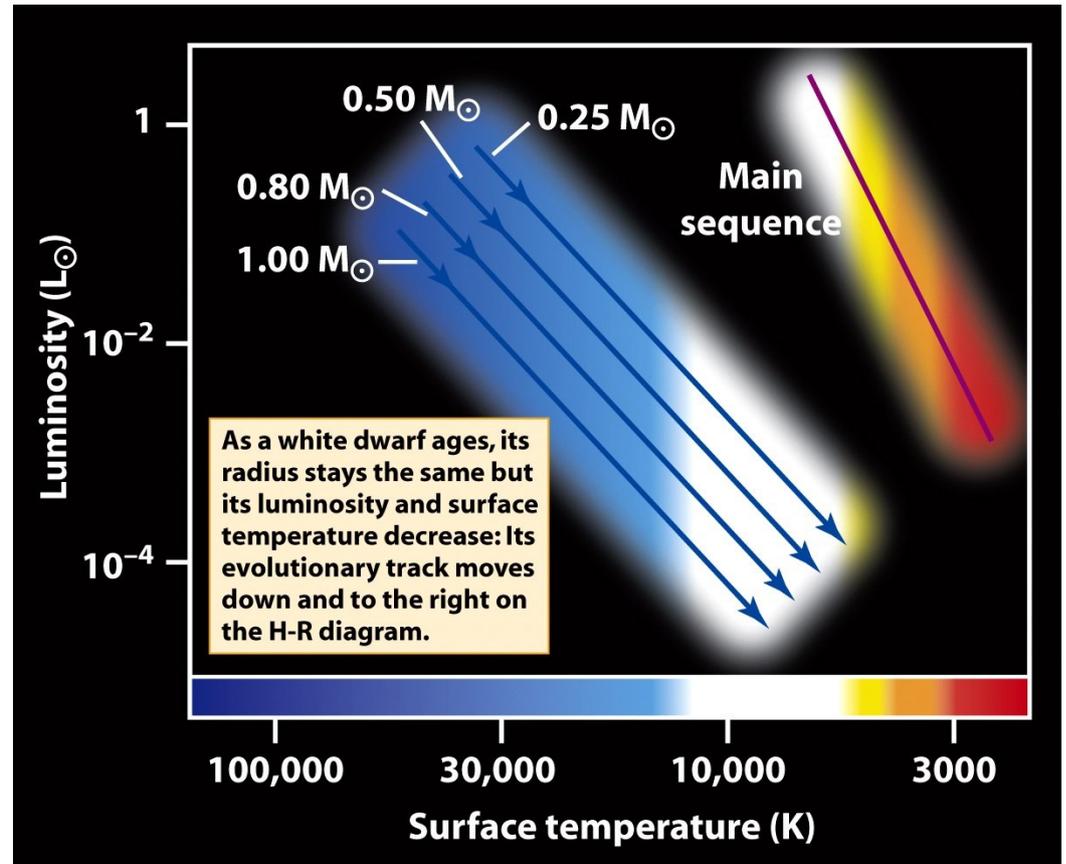
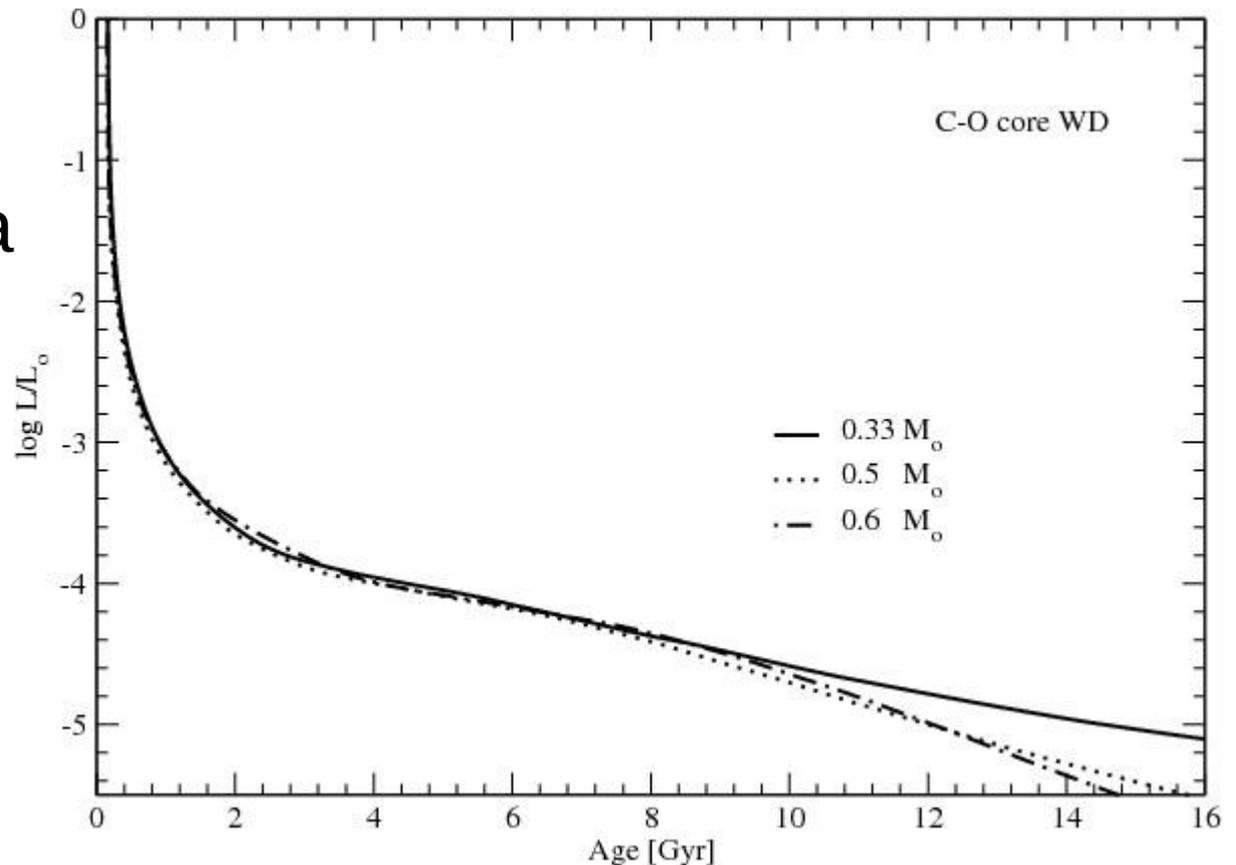


Figure 20-11
Universe, Eighth Edition
© 2008 W. H. Freeman and Company

Anãs Brancas

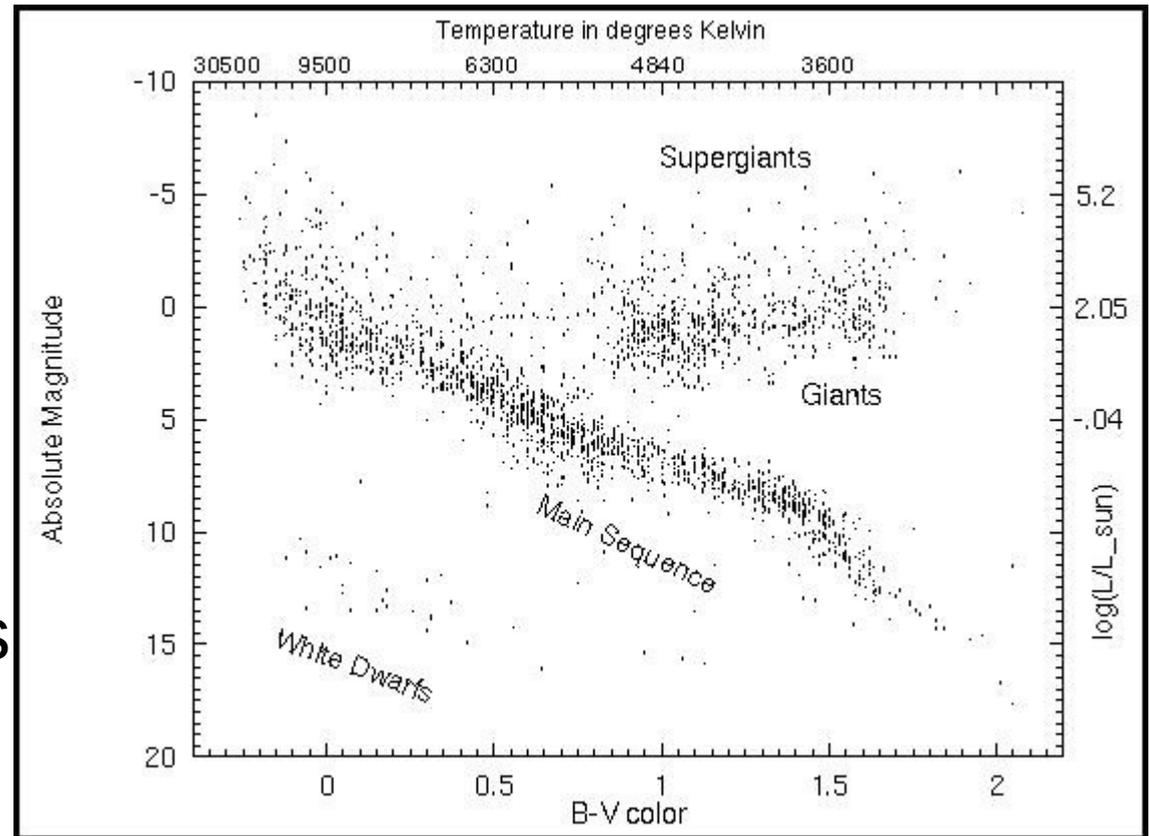
Cálculos baseados nas equações de transporte de energia no interior das Anãs Brancas mostram, em que **taxa** elas **resfriam** / **perdem energia**.



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.



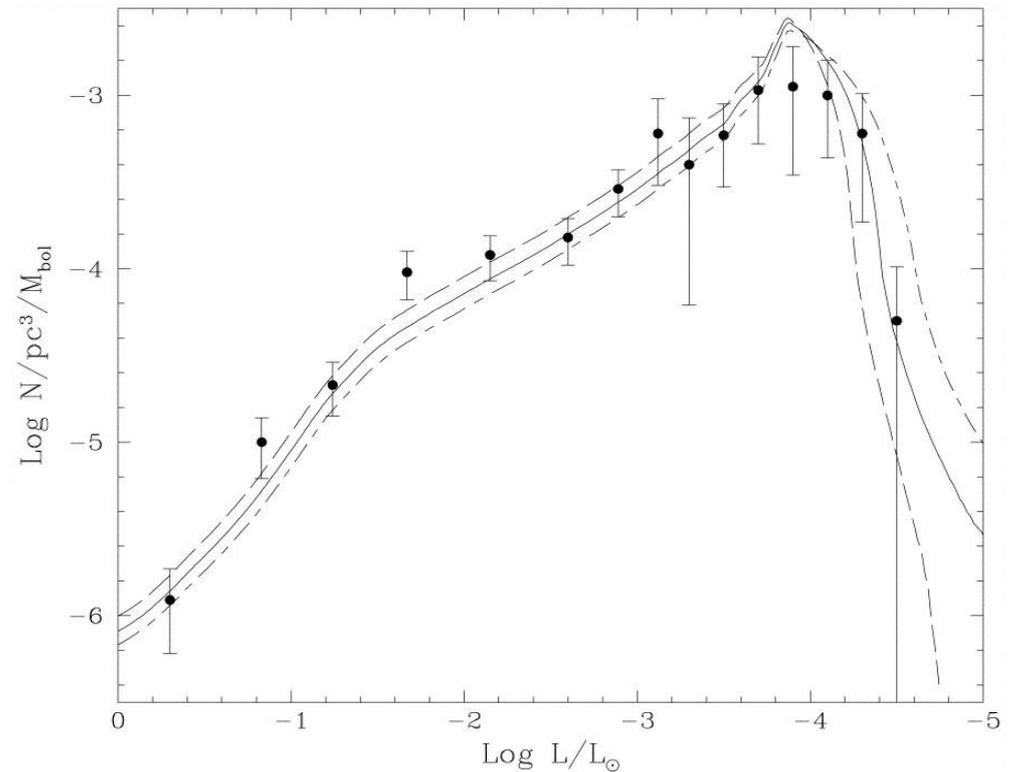
=> Se encontrássemos um **fim** da **sequencia** de **Anãs Brancas** na nossa vizinhança, a posição (**temperatura/luminosidade**) deste fim nos daria a **idade** das estrelas da nossa vizinhança e, assim, do **disco** da **Via Láctea**.

Anãs Brancas

Este fim parece existir:

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

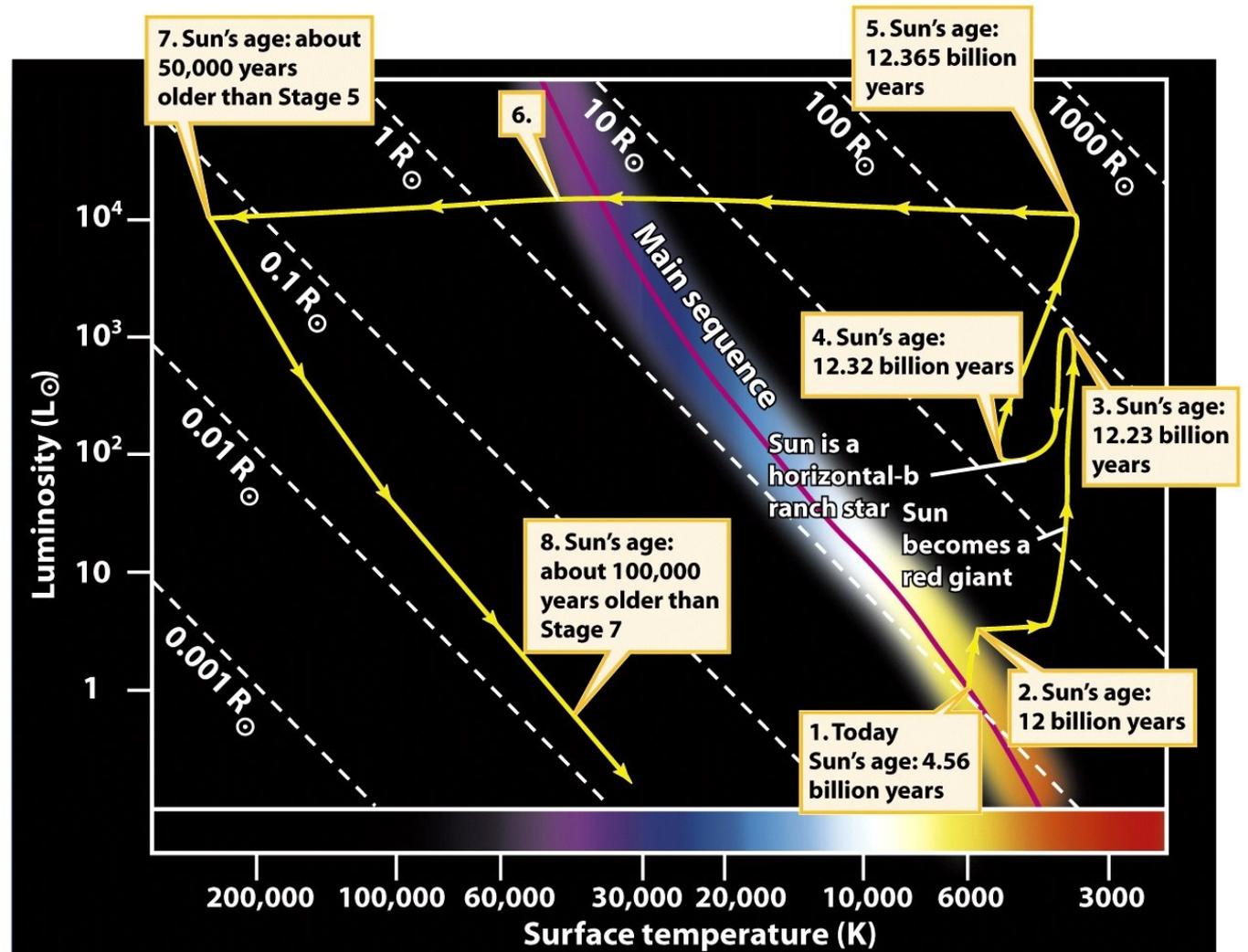
Adicionando a isto a vida pre-Anã Branca destas estrelas chega-se ao resultado que o **disco** da nossa **Galáxia** tem uns **9.3 bio. anos** de idade.



Função de luminosidade das Anãs Brancas da Via Láctea

Anãs Brancas

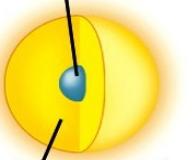
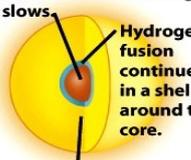
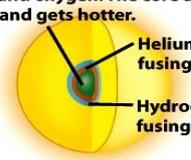
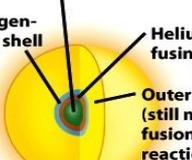
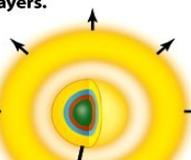
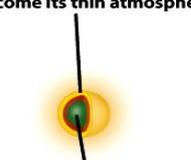
Resumo da **evolução** do **Sol** inclusive a sua fase Anã Branca.



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>

Binárias com Anãs Brancas

Em **binárias**, naquelas uma das 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 entrar no da Anã Branca através do ponto lagrangiano L_1 e, depois de uma passagem pelo disco de acreção, **cair** na **superfície** da **Anã Branca**.

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.

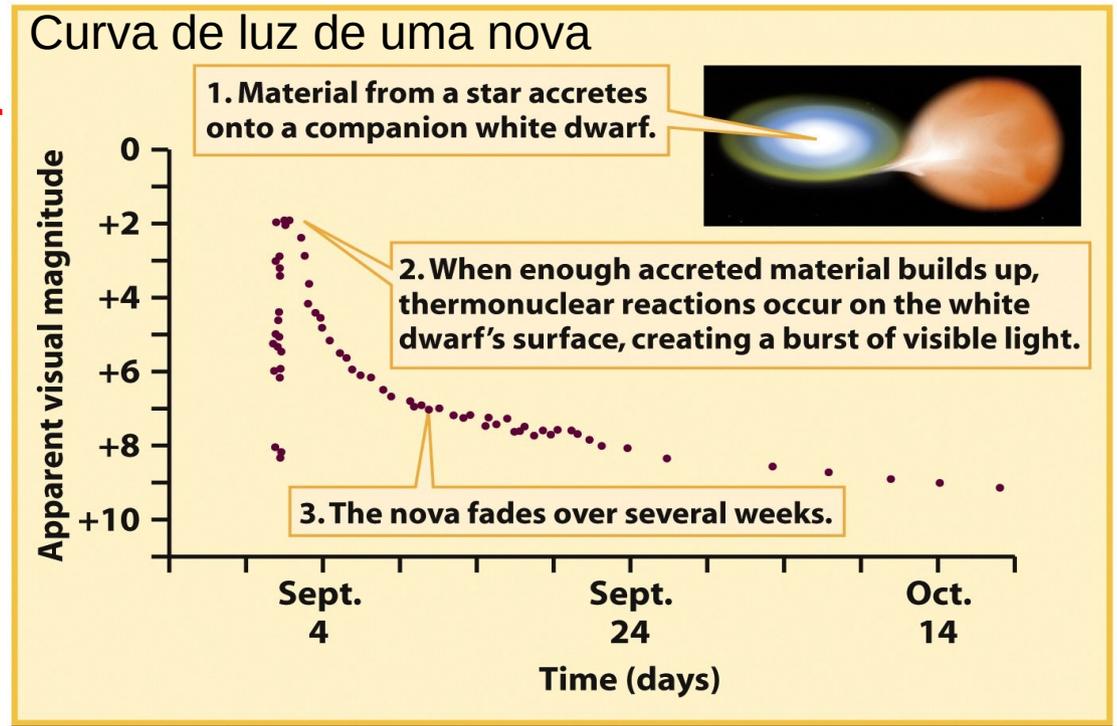


Figure 21-15
Universe, Eighth Edition
© 2008 W. H. Freeman and Company



(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**.

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.

Supernovas Ia

A **Luminosidade** de uma **Supernova Ia** é 10 bilhões (10^{10}) vezes aquela do Sol, tão **brilhante** quanto uma **galáxia inteira!**

Por sempre ocorrer da mesma maneira (estrela do mesmo tipo ultrapassando a mesma massa limite), Supernovas Ia têm **sempre a mesma luminosidade** ($M_V = -19.3 \pm 0.03$).

Elas são, então, **velas padrão** (\Rightarrow aula Evolução Estelar), e podem ser aproveitados para **medir a distância** até a galáxia onde elas ocorrem (\Rightarrow aula sobre Cosmologia).



Supernovas Ia

O que acontece com a **companheira**?

Obviamente, a estrela companheira deve ser fortemente afetada pela Supernova do lado.

- Deve ser **impactada** de **minutos** a **horas** após a explosão.
- Dependendo da sua natureza, parte do - ou o **envelope** inteiro é **arrancado** e **vaporizado**:
 - SP e subgigantes: perdem de 10 a 20% do envelope com velocidades de 180 a 320 km/s.
 - Gigantes Vermelhas: quase todo o envelope com $v \sim 10-100$ km/s.
- O que sobra possivelmente leva um **chute** e fica perambulando pelo **espaço interestelar**.

Supernovas Ia

Para muitos remanescentes de SN Ia existe **nenhuma companheira** próxima **associada**. Para outros, a companheira é **controversa**.

Exemplos:

- Há uma estrela tipo G com alta velocidade (~ 130 km/s) próxima ao remanescente da SN observada em 1572 por Tycho (\Rightarrow Aula mecânica Celeste, e daqui a pouco), sujeito de debate, se ela era a companheira da Anã Branca explodida.

- Acredita-se ter visto radiação UV da companheira da SN 2012cg poucos dias após a explosão, devida à onda de choque atingindo-a, tido como primeira possível evidência clara (mas indireta) da companheira de uma SN Ia.



SN 2012cg na sua galáxia, NGC 4424

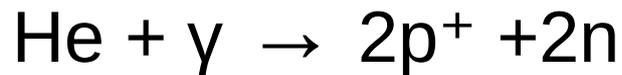
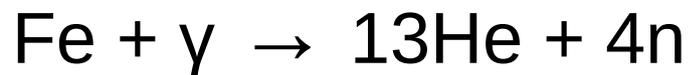
A Morte de uma Estrela de Massa Alta

Colapso do Caroço

Quando o **caroço** de ferro de uma estrela de alta massa **ultrapassa** a **massa de Chandrasekhar**, o que acontece quando a densidade central é de $\sim 5 \cdot 10^{12} \text{ kg/m}^3$, e a temperatura central, de $\sim 7 \cdot 10^9 \text{ K}$, a **pressão de degenerescência eletrônica** no **caroço** inerte de **ferro** não suporta mais a sua própria **gravidade**.
O **caroço** começa a **colapsar** e se **esquenta** de novo.

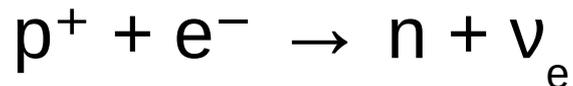
A Morte de uma Estrela de Massa Alta

Chegando em $\sim 10^{10}$ K, o “trabalho” de milhões de anos é desfeito em pouco tempo (no caroço), e o **ferro** primeiro é **fotodesintegrado** em dois passos:



o que **custa energia**, **acelerando** o **colapso**.

Os **prótons** restantes **capturam** os **elétrons** restantes, que ajudavam com uma componente de pressão:



Resultando em um **colapso** mais **rápido** ainda, do **caroço**, agora feito praticamente só de **nêutrons**.

Vale a pena lembrar que os processos **fotodesintegração** e **captura** de **elétrons** são **endotérmicos**, isto é, eles consomem energia e só podem acontecer em **ambientes extremos**, como um caroço estelar em colapso.

A Morte de uma Estrela de Massa Alta

Em estrelas a baixo de $25 M_{\odot}$, um novo tipo de pressão **para o colapso** quando a densidade no núcleo atinge $8 \cdot 10^{17} \text{ kg/m}^3$, a **pressão de degenerescência neutrônica**, similar à eletrônica.

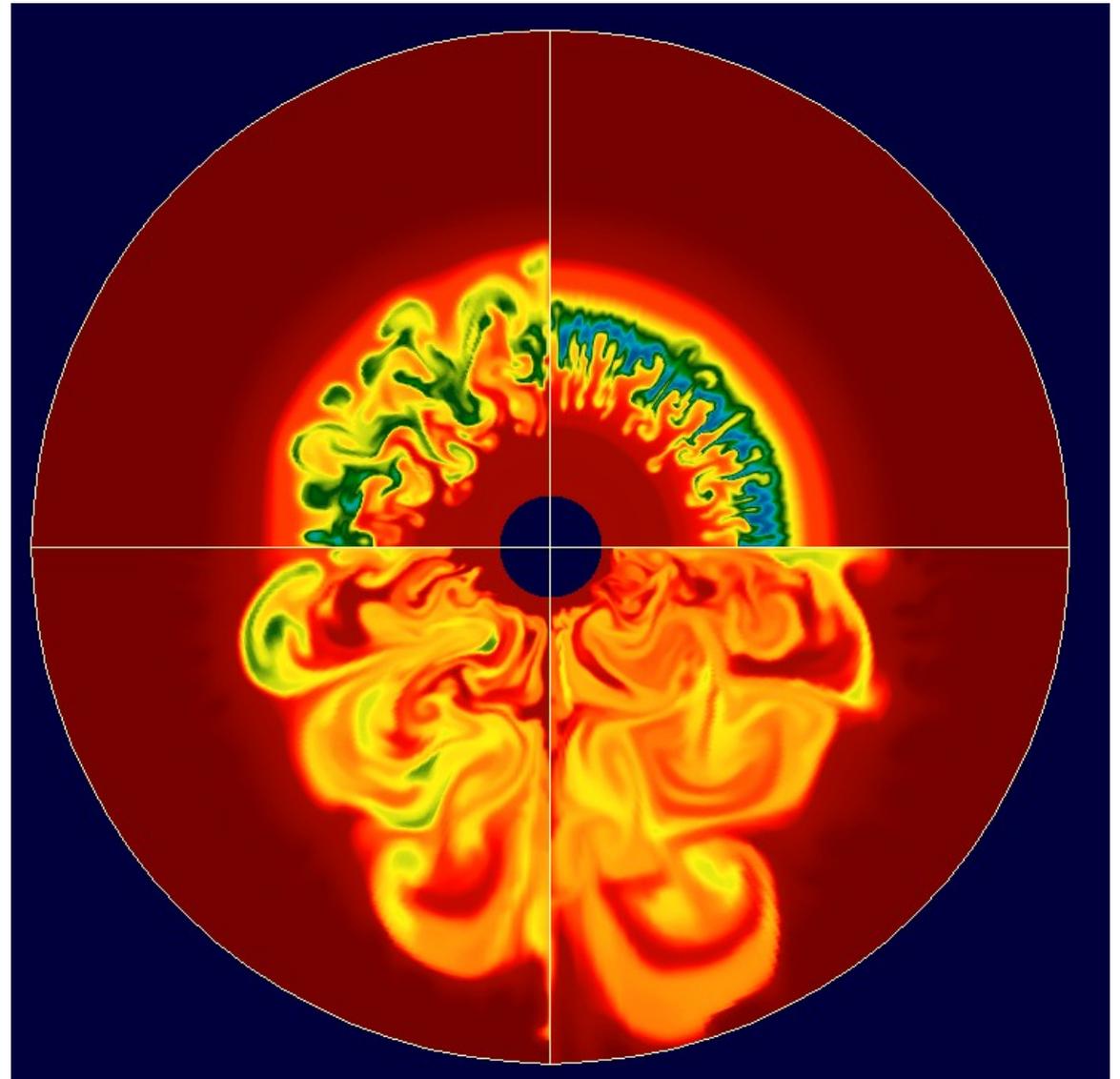
O **caroço** se torna uma **Estrela de Nêutrons** (=> jájá)

(Em estrelas a cima de $25 M_{\odot}$, nada consegue parar o colapso, provavelmente resultando em um Buraco Negro; => aula Relatividade)

Supernovas de Colapso

As **camadas acima** do **caroço** (as de queima de silício, oxigênio, neônio, carbono, etc.), que estavam **caindo** sobre este, são **“rebatidas”**, gerando uma **onda de choque** para fora.

parte deste material é **fotodesintegrado** no choque, o que **para** o choque dentro de ~10 ms após uns 200-300 km de propagação.

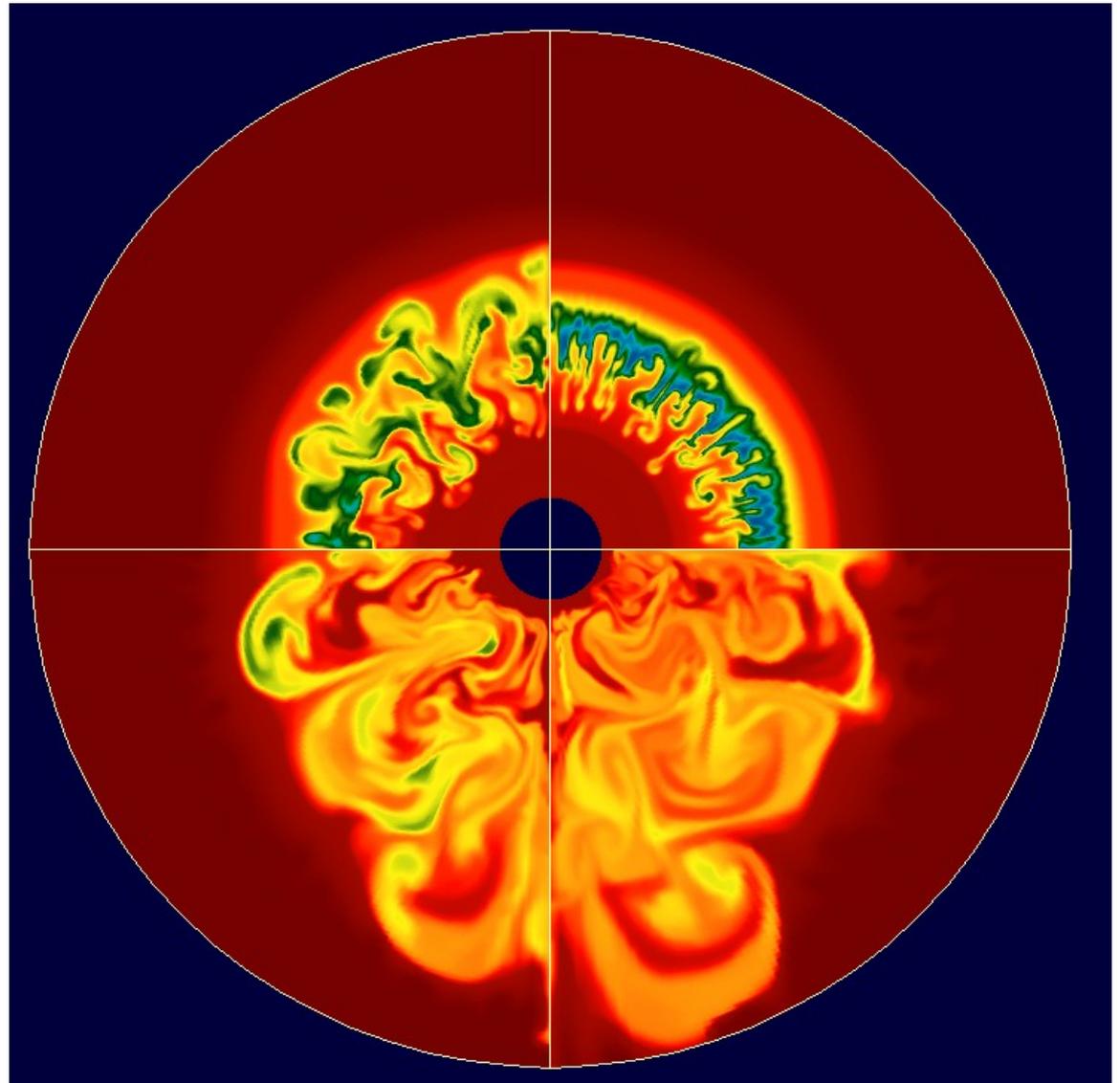


Simulação de uma Supernova (MPA Garching)

Supernovas de Colapso

Mas de trás vem um vento de **neutrinos** gerados na **captura** de **elétrons** no **caroço**, equivalendo a 10^{46} J!

Mesmo com 99 % deles atravessando o envelope sem interagir, o restante **arrasta** o **envelope** numa **explosão** gigantesca chamada **Supernova** tipo **Ib**, **Ic** ou **II**.

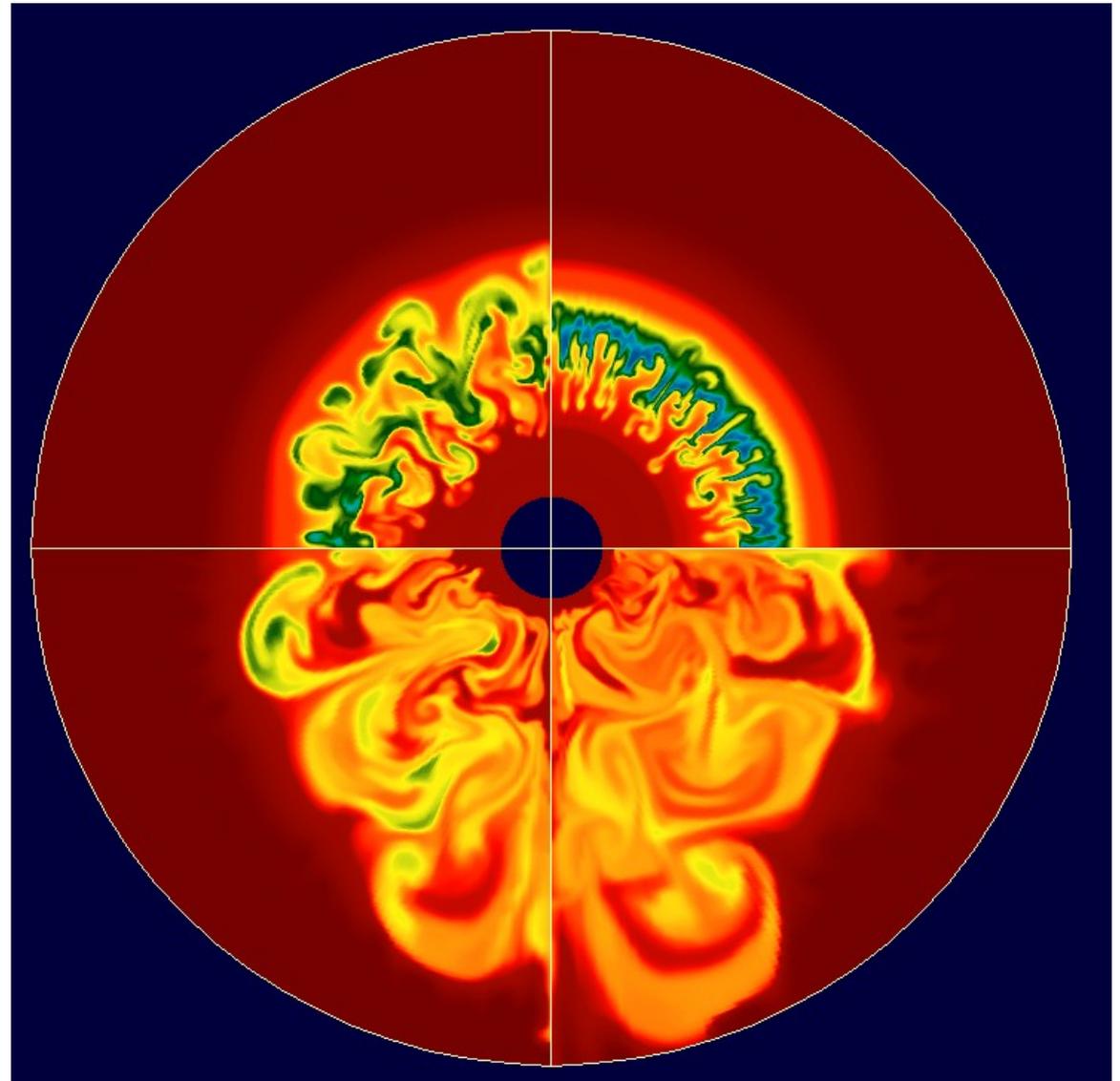


Simulação de uma Supernova (MPA Garching)

Supernovas de Colapso

Os 99 % dos **neutrinos** que “passam reto” são tantos, que alguns puderam ser **detectados** numa SN recente (SN 1987A, em breve nesta aula), apesar da natureza “quase indetectável” destas partículas.

Apesar de estarem no caminho certo, até agora nenhuma simulação conseguiu explodir uma Supernova!
=> Trabalho pra frente.



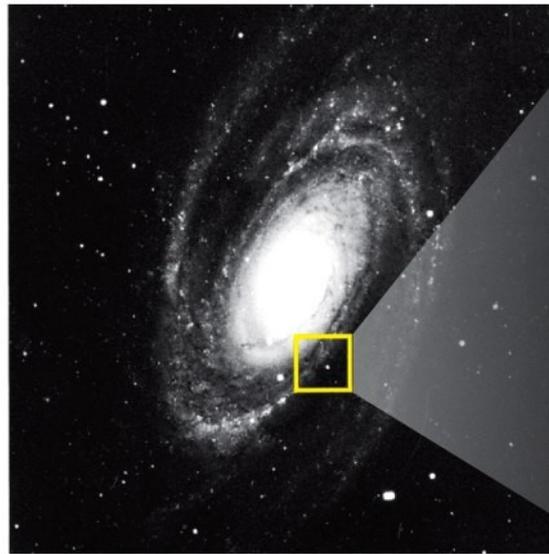
Simulação de uma Supernova (MPA Garching)

Supernovas de Colapso

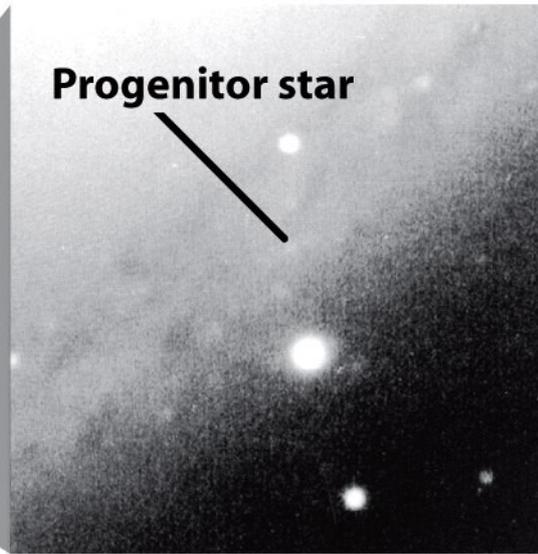
Estas Supernovas **enriquecem** o **meio interestelar** com o **C**, **O**, **Ne**, **Mg** e **Si** das camadas do envelope.

Nestas SNs também, as **temperaturas** e **densidades** chegam a valores tão **altas**, que os **elementos mais pesados do que Fe** podem ser produzidos, o que explica a existência de parte dos elementos além de ferro no Universo.

Supernovas de Colapso



(a) Spiral galaxy M81



(b) Before the explosion



(c) After the explosion

- A **Energia** liberada em uma Supernova é de $\sim 10^{46}$ J, daquela:
- ~ 1 % vai pra **energia cinética** do **ejecta**
 - **menos que 0.01 %** é liberada em **fótons**, mesmo assim, uma Supernova pode ter a **luminosidade** de uma **galáxia inteira** por um tempinho ($\sim 10^9 L_{\odot}$, até $M_V \sim -18$).
 - O restante é **neutrinos** (aqueles 99 %).

Supernovas de Colapso

Resumo: um esquema simplificado dos acontecimentos na morte de uma estrela de alta massa.

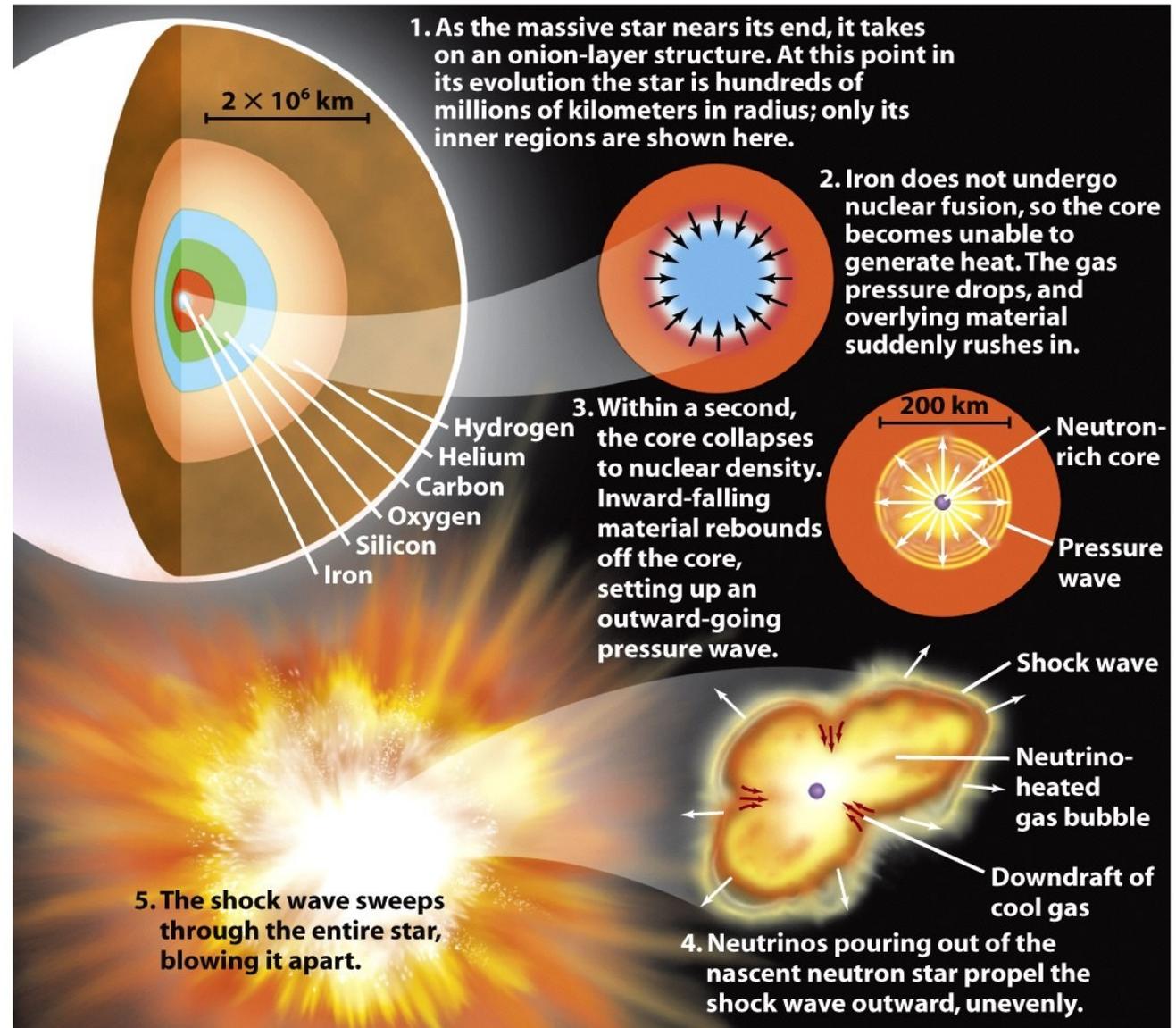


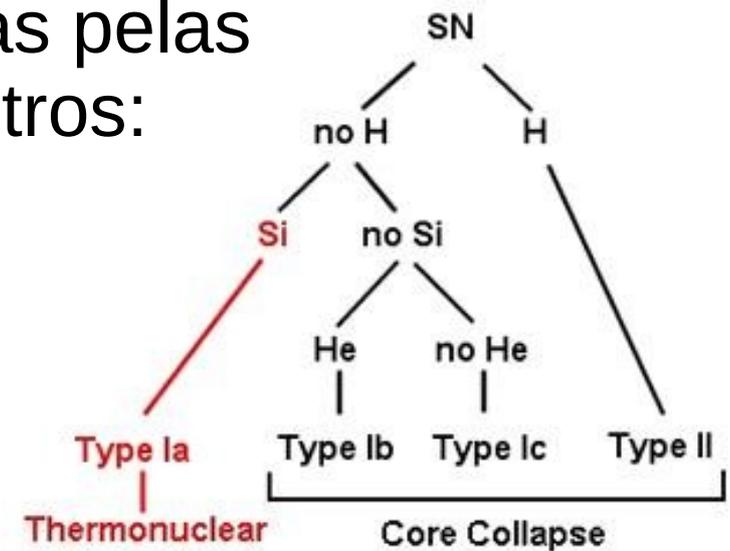
Figure 20-14
Universe, Eighth Edition
© 2008 W. H. Freeman and Company

Supernovas

Classificação Espectral de Supernovas

Supernovas podem ser classificadas pelas linhas de absorção nos seus espectros:

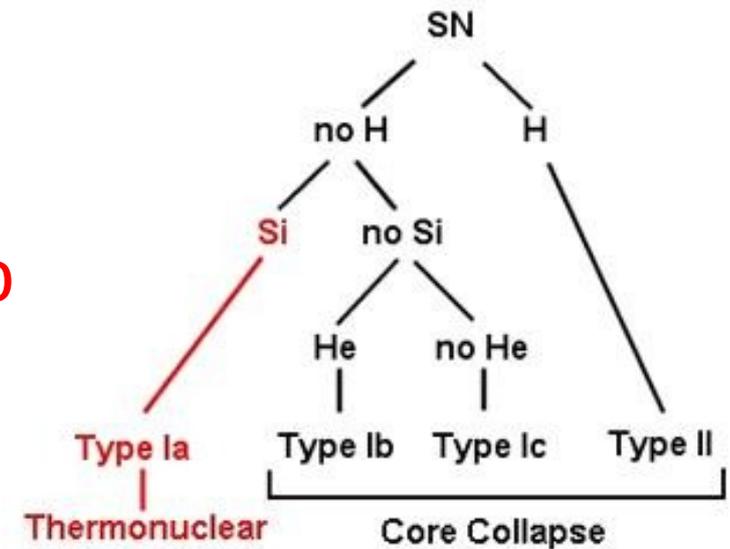
- Tipo I: **sem** linhas de **hidrogênio**
- Ia: contendo uma linha forte de 615 nm de silício ionizado, Si II, e outras linhas de **Si, O, Mg, S, Ca e Fe ionizados...**
- Ib: com linhas **fortes** de **hélio**
- Ic: **sem** linhas de **hélio**
- Tipo II: com linhas **fortes** de **hidrogênio**



Supernovas

Classificação Espectral de Supernovas

As SN tipo Ib, Ic e II são causadas pelo colapso do caroço de estrelas de alta massa, as dos tipos Ib e Ic perderam o envelope de hidrogênio antes de virarem Supernovas por ventos estelares.



SN Ia são de outra origem (como já sabemos):

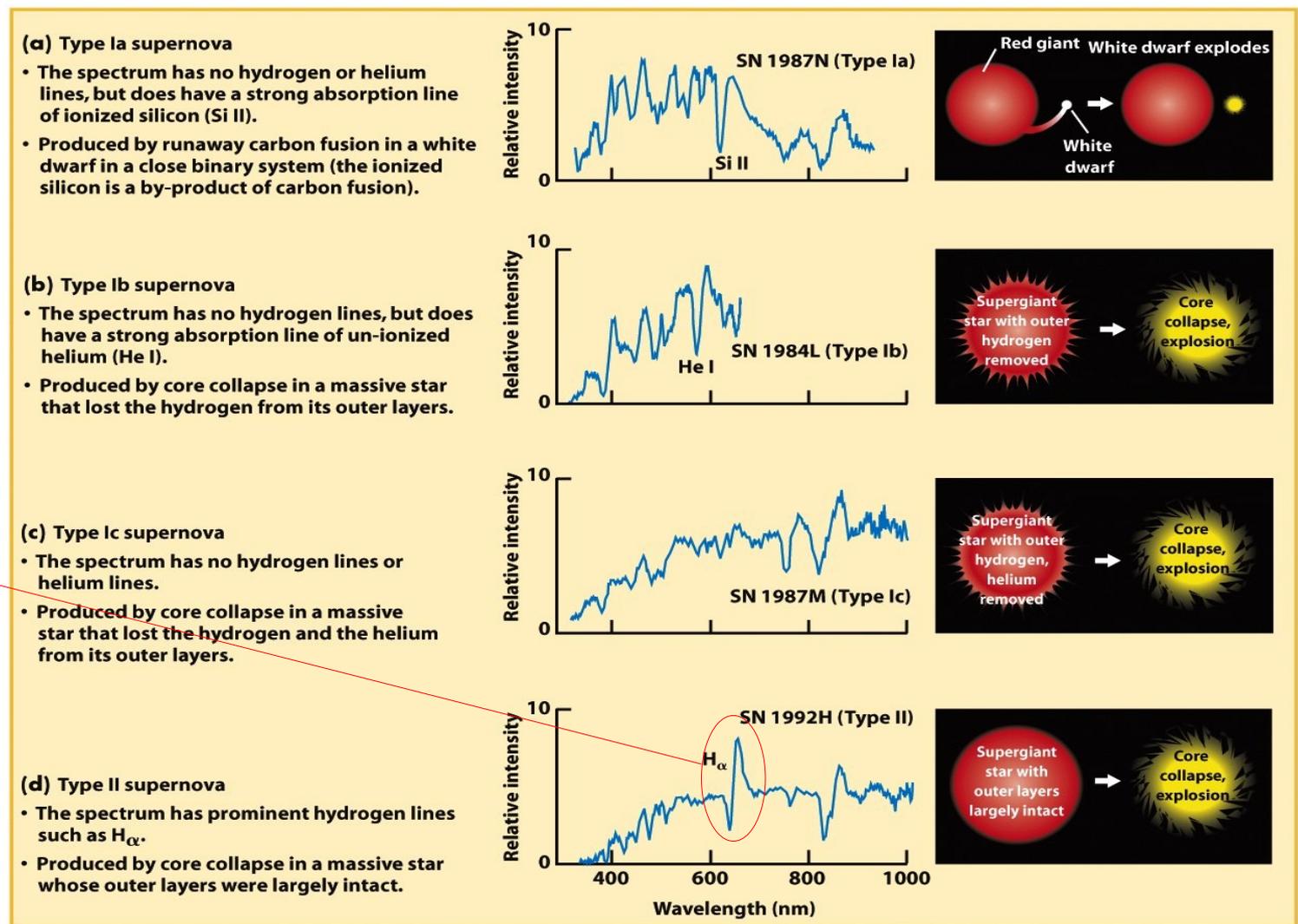
A explosão de uma Anã Branca ultrapassando a massa limite para Anãs Brancas.

Supernovas

Classificação Espectral de Supernovas

Exemplos de espectros de cada tipo

Perfil P Cygni (emissão forte perto do centro e absorção por gás em alta velocidade rumo observador)



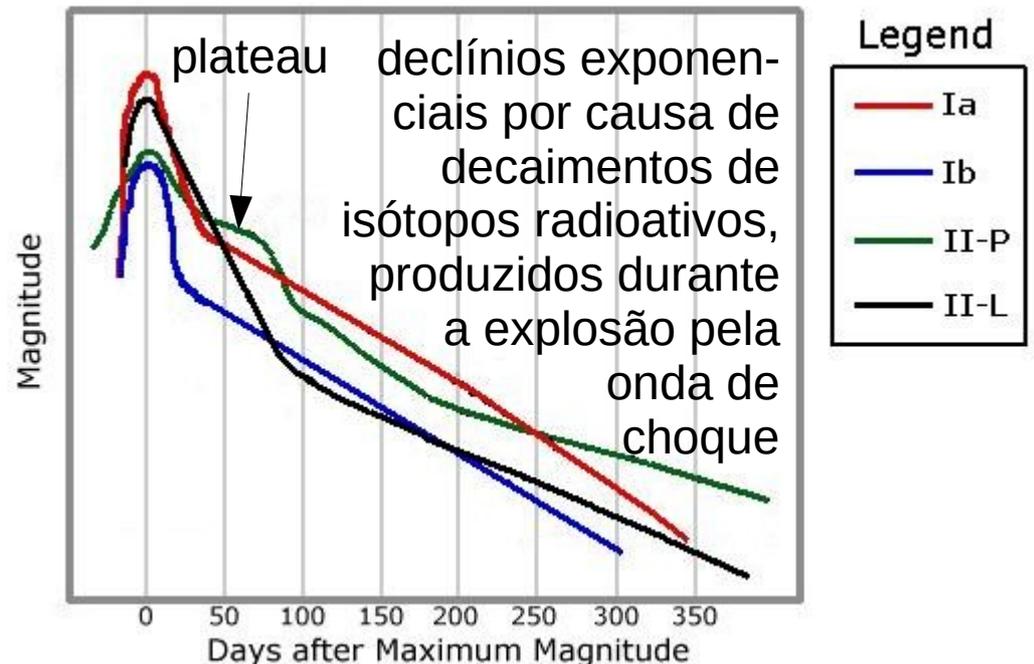
Supernovas

Classificação Espectral de Supernovas

Os tipos de supernovas também diferem nas suas **curvas de luz** (luminosidade em função do tempo).

As tipo II ainda podem ser sub-divididas nos tipos II-P (plateau) ou II-L (linear), dependendo da curva de luz.

As Ia são **especialmente luminosas** e sempre têm a **mesma magnitude absoluta**, o que é útil para determinar as **distâncias** até elas (e até as galáxias onde elas ocorrem).



Supernovas

Algumas Supernovas Históricas

SN 1006: evento registrado na Europa, China, Japão, Egito e Iraque,

$$m_V \sim -9,$$

deu pra ler de noite!

O remanescente ainda é visível com telescópios e continua expandindo, hoje medindo ~ 20 pc.

SN 1006 foi uma SN tipo Ia.



Remanescente da SN 1006 em raio X

Supernovas

Algumas Supernovas Históricas

SN 1054: evento reportado na China, Japão, Coréia, Arábia e Europa (?).

Visível de dia.

O seu remanescente, a Nebulosa do Caranguejo, tem 3 pc de extensão.

No seu centro vive um pulsar (=> jájá)



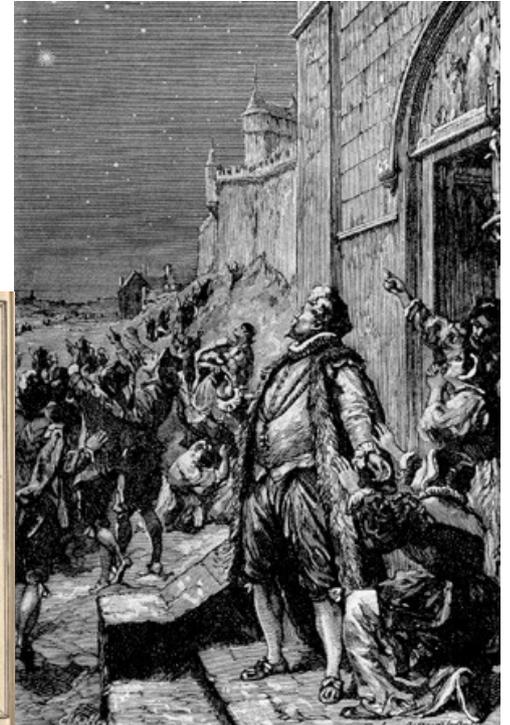
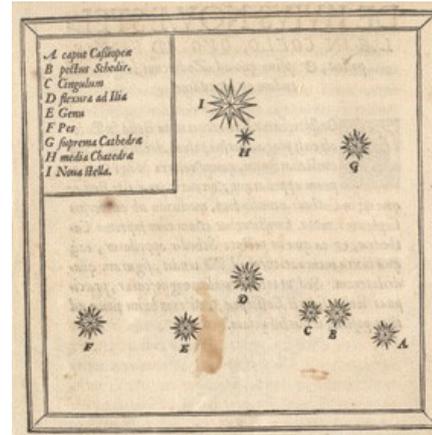
Nebulosa de Caranguejo

Supernovas

Algumas Supernovas Históricas

A Supernova descoberta por **Tycho Brahe** em 1572 era em **conflito** com a **crença** da época, de que o **céu** era **invariável** (=> aulas História da Astronomia).

(tipo Ia)



Remanescente da SN de Tycho em raios X

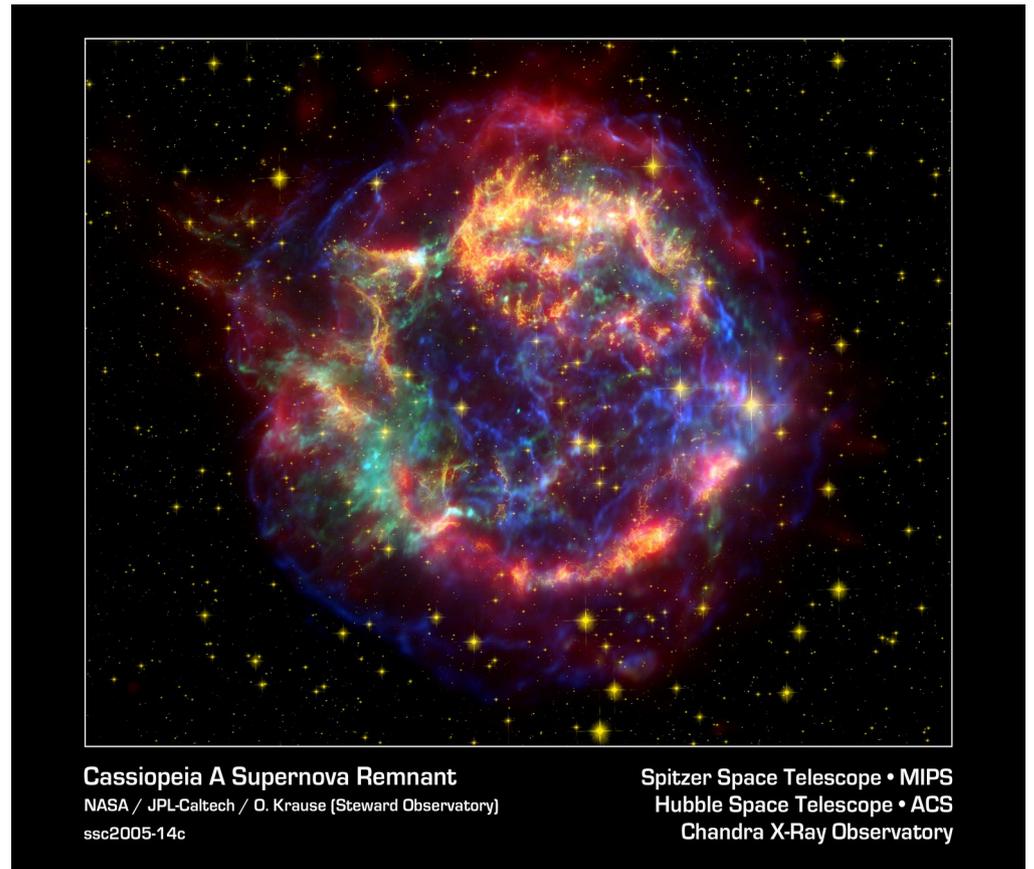
Supernovas

Algumas Supernovas Históricas

O aluno de Tycho Brahe, **Johannes Kepler**, também descobriu a dele, em 1604.

É a SN mais recente observada na Via Láctea. Dela sobra o remanescente de Cassiopeia, a 13 kpc daqui.

(provável tipo Ia)



Supernovas

Algumas Supernovas Históricas

SN 1987A:

última supernova visível a olho nu, na Grande Nuvem de Magalhães (vizinha da Via Láctea, a 50 kpc).

A Progenitora era uma supergigante azul com $M = \sim 25 M_{\odot}$.

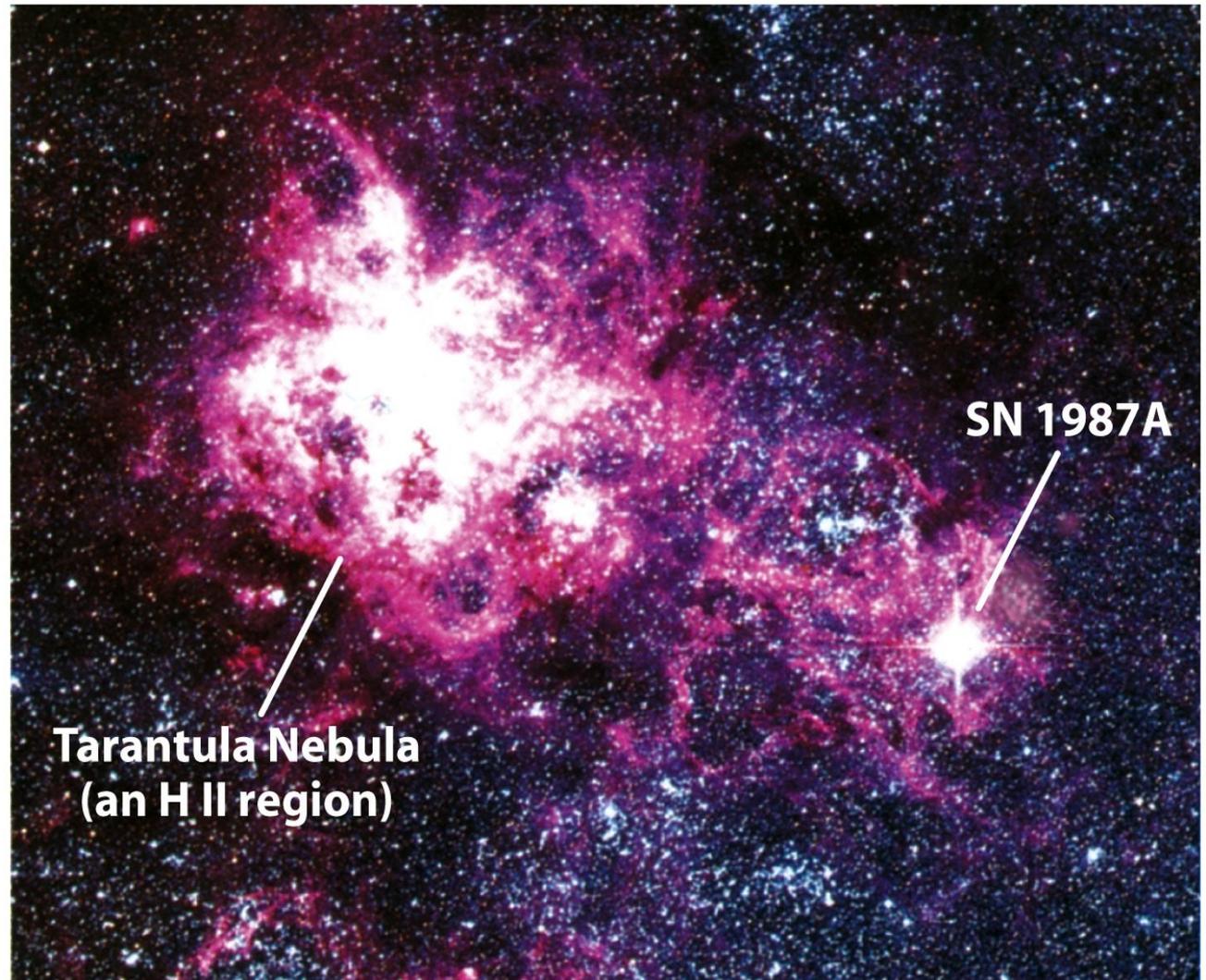


Figure 20-17
Universe, Eighth Edition
© 2008 W.H. Freeman and Company

Supernovas

Algumas Supernovas Históricas

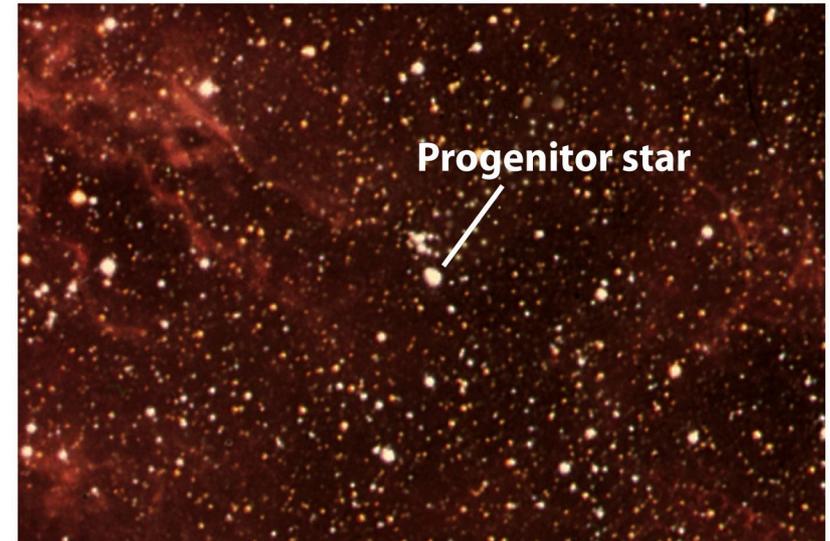
SN 1987A:

É a SN melhor observada até hoje.

Entre outros foram detectados os primeiros **neutrinos** de fonte outra que o Sol.

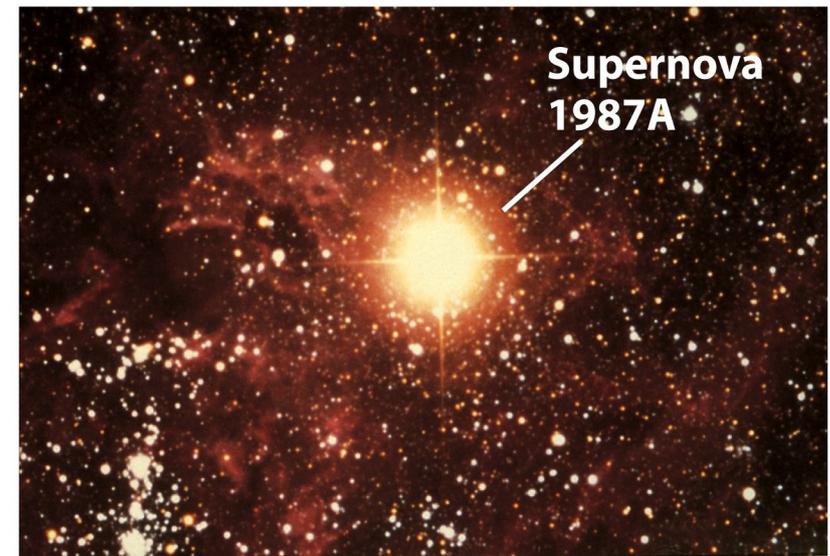
Os neutrinos chegaram ~3 horas antes da luz, confirmando a teoria.

SN 1987A era uma tipo II-P. Até hoje não foi encontrado seu remanescente.



Before the star exploded

Figure 20-18a
Universe, Eighth Edition
© 2008 W.H. Freeman and Company



After the star exploded

Figure 20-18b
Universe, Eighth Edition
© 2008 W.H. Freeman and Company

Supernovas

Alguns exemplos de Remanescentes de Supernovas



Figure 20-23
Universe, Eighth Edition
© 2008 W. H. Freeman and Company

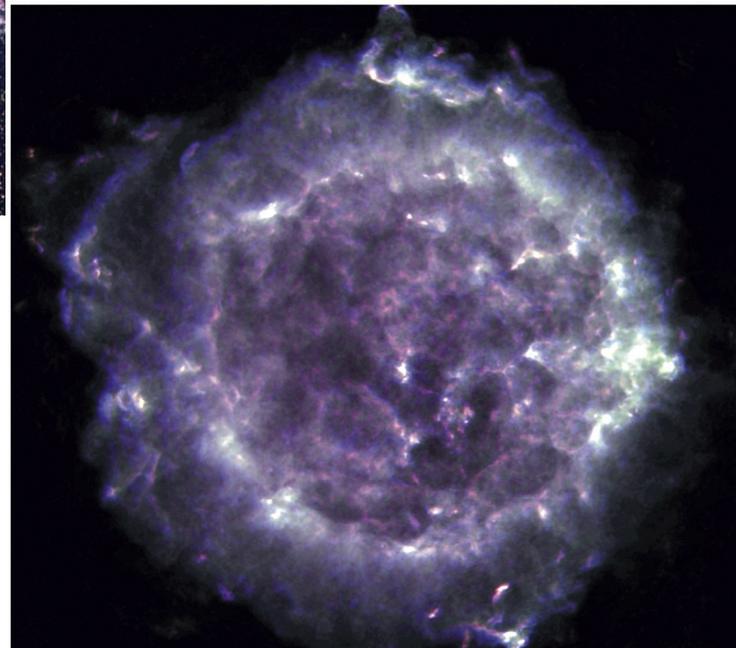
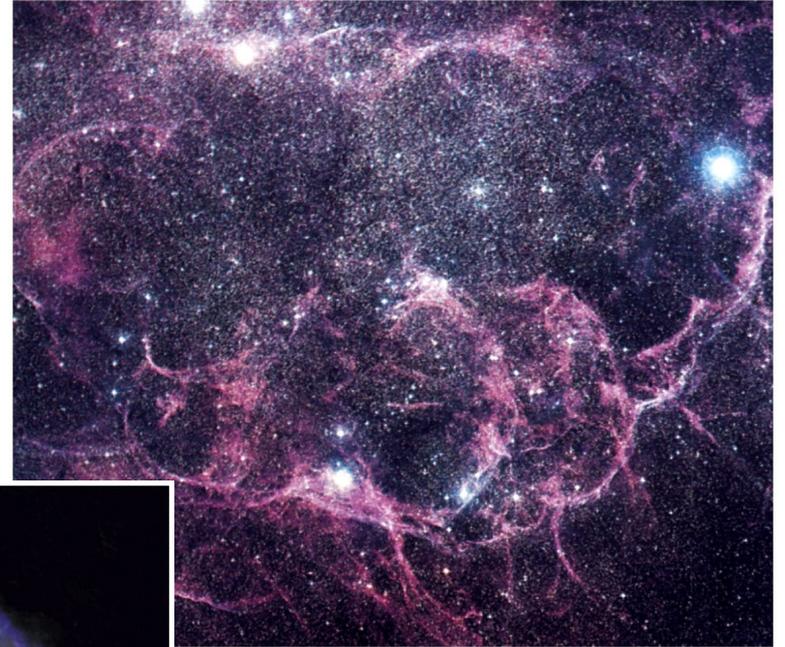
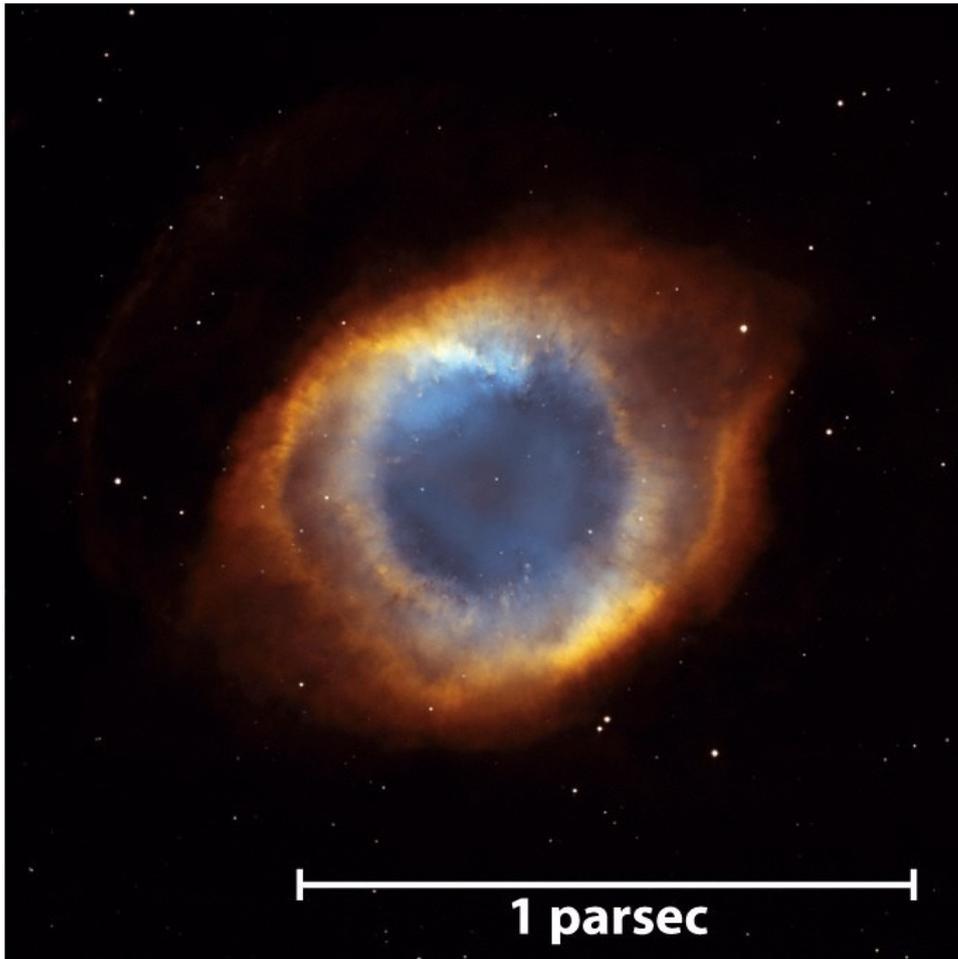


Figure 20-25
Universe, Eighth Edition
© 2008 W. H. Freeman and Company

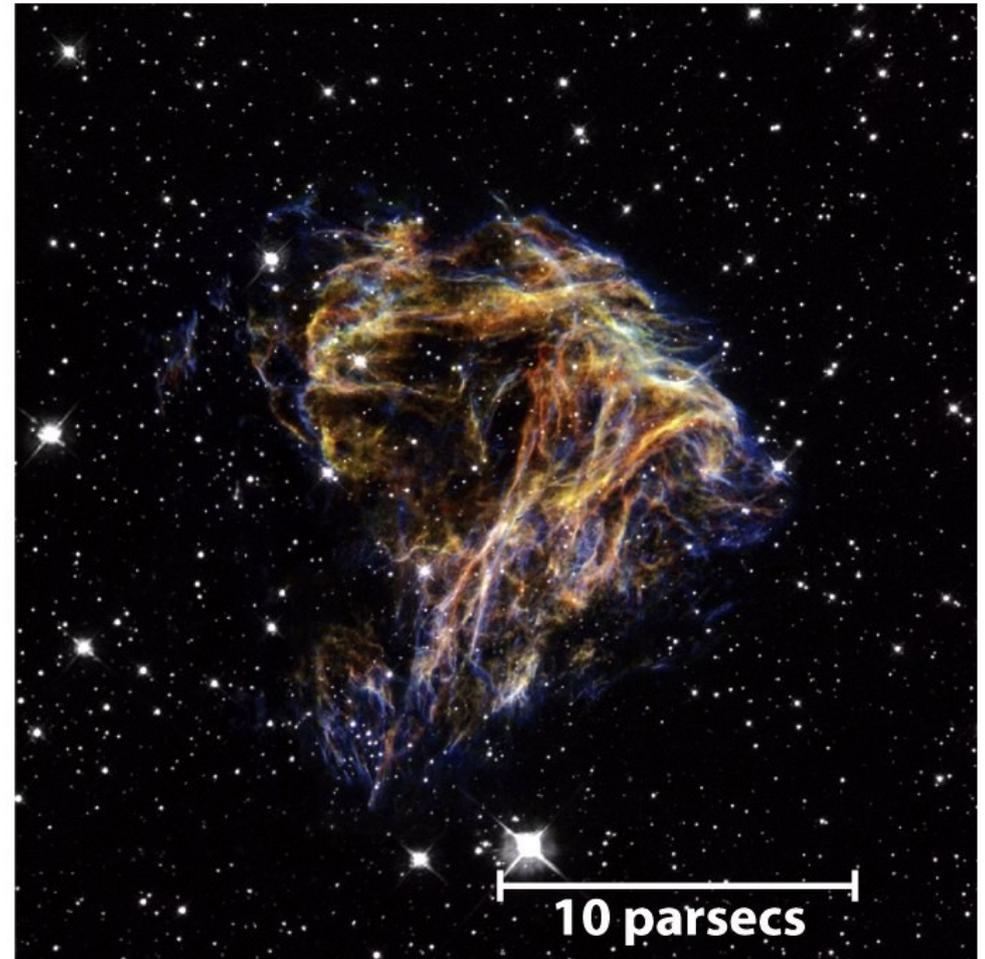
pany

Supernovas

Em geral, são menos simétricos que Nebulosas Planetárias



(a) A planetary nebula



(b) A supernova remnant

Estrelas de Nêutrons

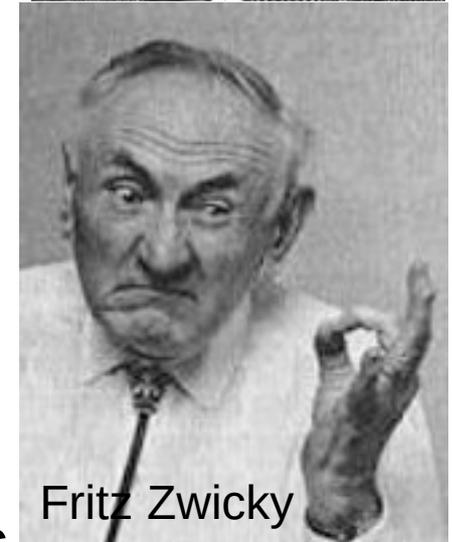
Lembrete: O que sobra do **caroço** da estrela explodida é um Buraco Negro (ou nada?), no caso de estrelas de $> \sim 25 M_{\odot}$, ou, no caso de **estrelas** entre ~ 8 e $\sim 25 M_{\odot}$, uma **Estrela de Nêutrons**, objeto mais extremo ainda que uma Anã Branca.

A existência de **Estrelas de Nêutrons** foi sugerida em 1934 pelos astrônomos alemão e suíço Walter Baade e Fritz Zwicky, dois anos após a descoberta do nêutron por James Chadwick.

Baade e Zwicky também foram os criadores do termo Supernova.



Walter Baade

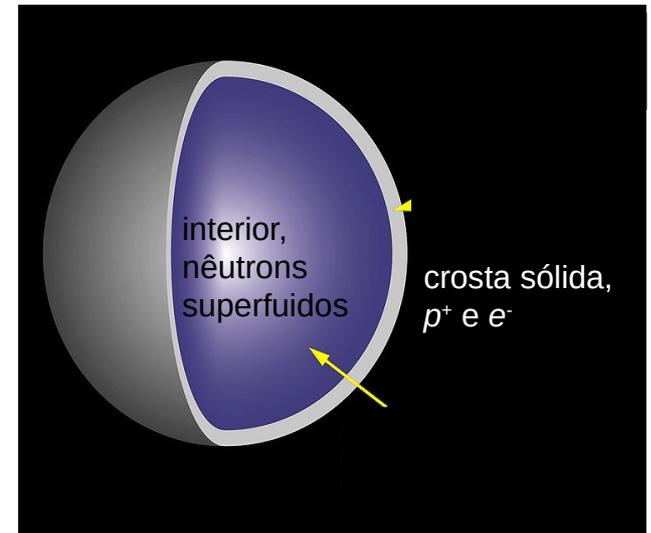


Fritz Zwicky

Estrelas de Nêutrons

Estrelas de Nêutrons consistem na maior parte de **nêutrons** (lógico), formados “fusionando” os prótons e elétrons dos átomos do núcleo de uma estrela, quando este ultrapassou a **massa de Chandrasekhar**, e a pressão de degenerescência eletrônica não conseguia mais evitar isto.

Elas são basicamente **núcleos atômicos gigantes**, com $A = M_{ns} / m_n \geq M_{Ch} / m_n \approx 10^{57}$, mas por um fator $> 10^{10}$ mais densos que núcleos atômicos normais ($\sim 2 \cdot 10^{17} \text{ kg/m}^3$).



Estrelas de Nêutrons

O que agora evita o colapso total da estrela é uma pressão chamada **pressão de degenerescência neutrônica** (similar à eletrônica, mas com nêutrons), que consegue conter o colapso para objetos até uns 2.2 a 2.9 massas solares.

As fórmulas pra pressão de degenerescência neutrônica são as mesmas que pra eletrônica, substituindo m_e por m_n (ou m_H) e μ_e por 1, tal que ela também **independe** da **temperatura**, e para **Estrelas de Nêutrons** também vale (na aproximação não-relativística):

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

Estrelas de Nêutrons

Para **Estrelas de Nêutrons** também existe uma **massa máxima**, mais difícil de calcular que a massa de Chandrasekhar, e que depende da **rotação** da estrela.

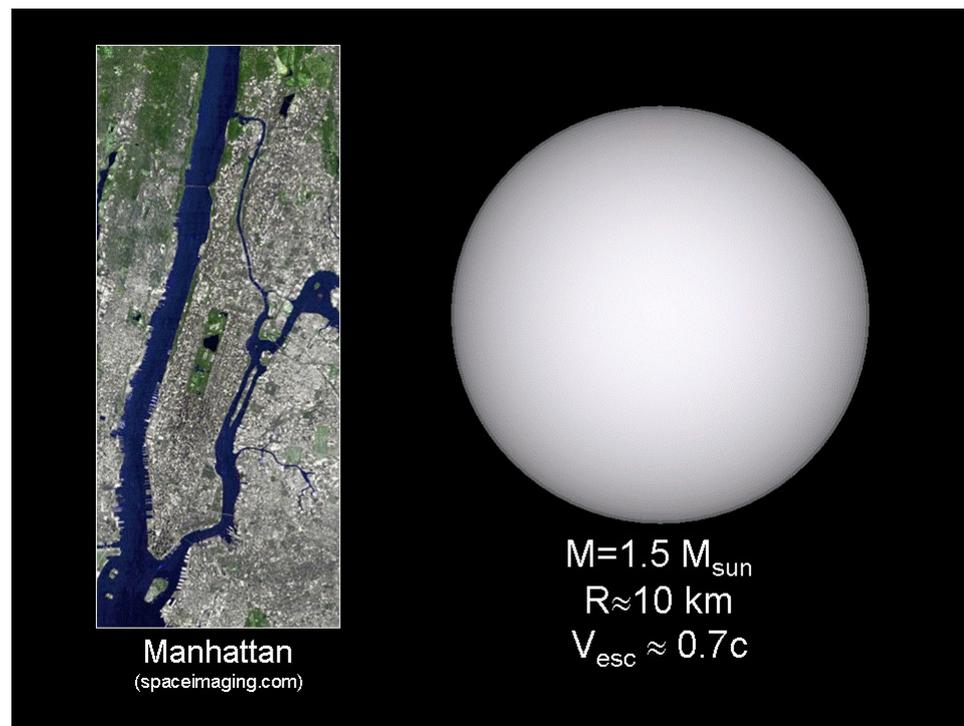
Ela é de **2.2 massas solares** para Estrelas de Nêutrons **estáticas**, e de **2.9 massas solares** para Estrelas de Nêutrons em **rotação** rápida.

Acima destas massas não conhecemos nenhum mecanismo que ia conter o **colapso total** do objeto, resultando em um **Buraco Negro** (sem Supernova).

Estrelas de Nêutrons

Estrelas de Nêutrons são ainda **muito mais densos** que **Anãs Brancas** , concentrando massas de até **2.9 massas solares** numa bola com diâmetro de **~10 km** :

- Um pedacinho de material de Estrela de Nêutrons na superfície da Terra cairia pro centro da Terra, furando um buraquinho no caminho.
- Visitando uma Estrela de Nêutrons você se desfaria em partículas sub-atômicas.



Estrelas de Nêutrons

As propriedades de matéria nestas densidades ainda não são bem entendidas, mas sabemos que no **interior** os **nêutrons** se encontram em um estado **superfluido** e os **prótons**, num estado **supercondutor**.

A **crosta interna** deve consistir de **núcleos pesados**, **nêutrons livres** e **elétrons relativísticos** e **degenerados**.

A **crosta externa** são na maior parte **núcleos pesados** e **elétrons**.

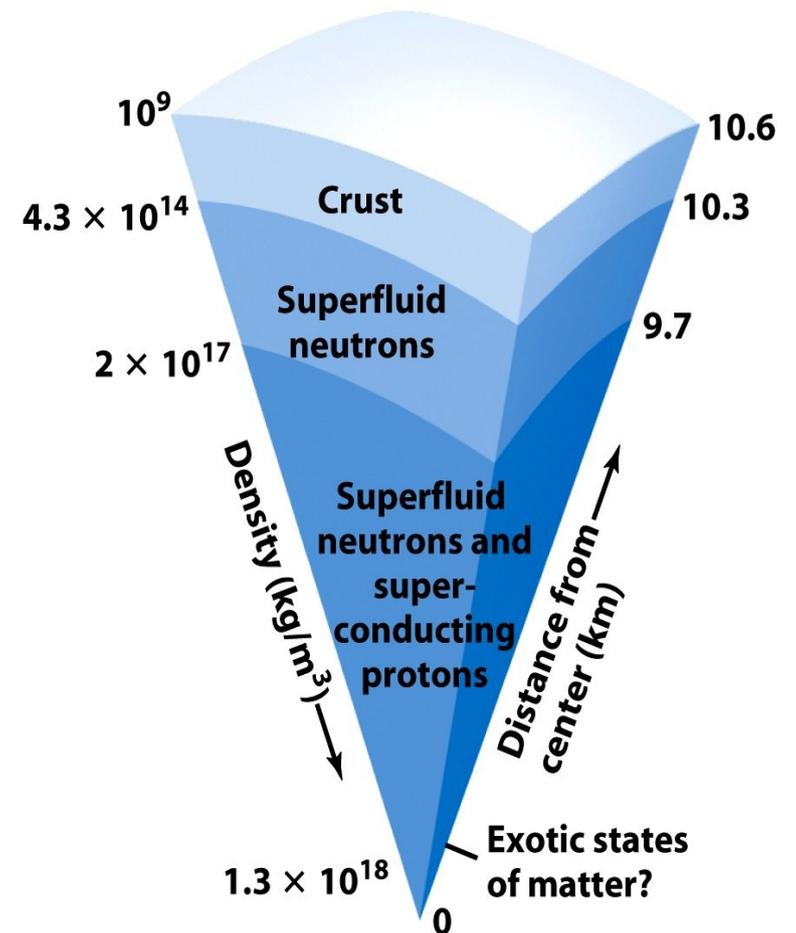


Figure 21-9
Universe, Eighth Edition
© 2008 W. H. Freeman and Company

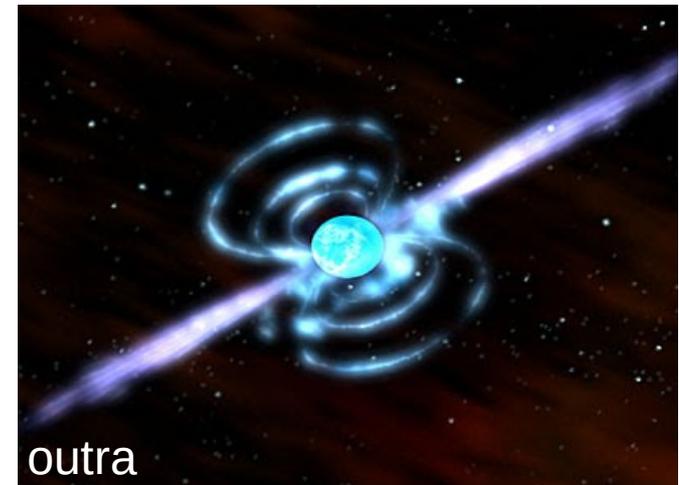
Estrelas de Nêutrons

A rotação rápida (\Rightarrow em breve) e os **prótons supercondutores** do interior causam fortes **campos magnéticos**, de 10^7 T a 10^{10} T (Estrelas de Nêutrons comuns) ou 10^{11} T (Magnetares).

Pelos polos deste campo magnético saem jatos de radiação energética (p.e. raios X).



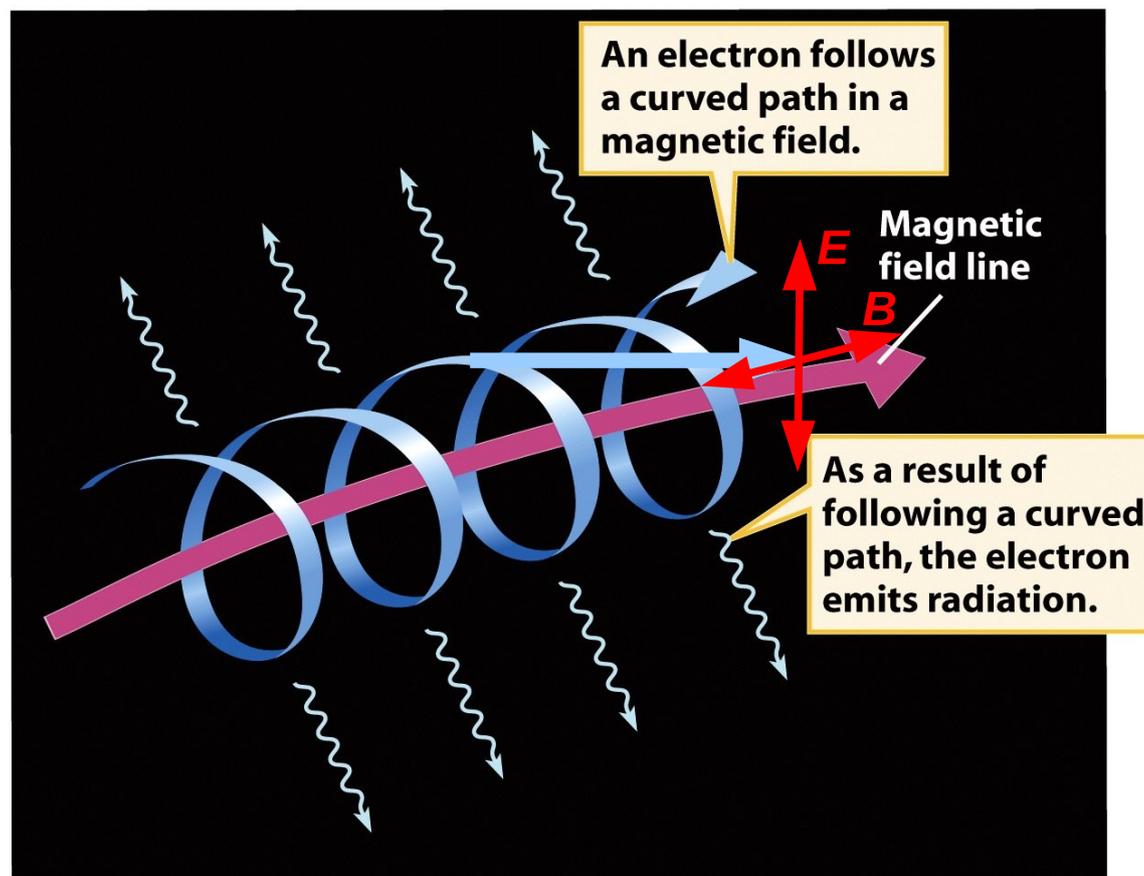
interpretação artística de uma
Estrela de Nêutrons



outra

Estrelas de Nêutrons

Os **elétrons** emitidos pela Estrela de Nêutrons fazem caminhos helicoidais em torno das linhas de campo emitindo **radiação** na **direção** do seu **movimento**, devido aos seus **movimentos curvados**, e altamente **polarizada** chamada **radiação síncrotron** se ela é **~perpendicular** às **linhas do campo**, ou **radiação de curvatura**, se ela é **~paralela** às **linhas do campo**.



Ela **leva** um pouco da **energia** e do **momento angular** da **Estrela de Nêutrons** junto.

Estrelas de Nêutrons

O **espectro** da radiação síncrotron é bem **característico** e pode facilmente ser separado da radiação térmica da Estrela de Nêutrons.

Ele pode se estender das **ondas rádio** até os **raios gama**.

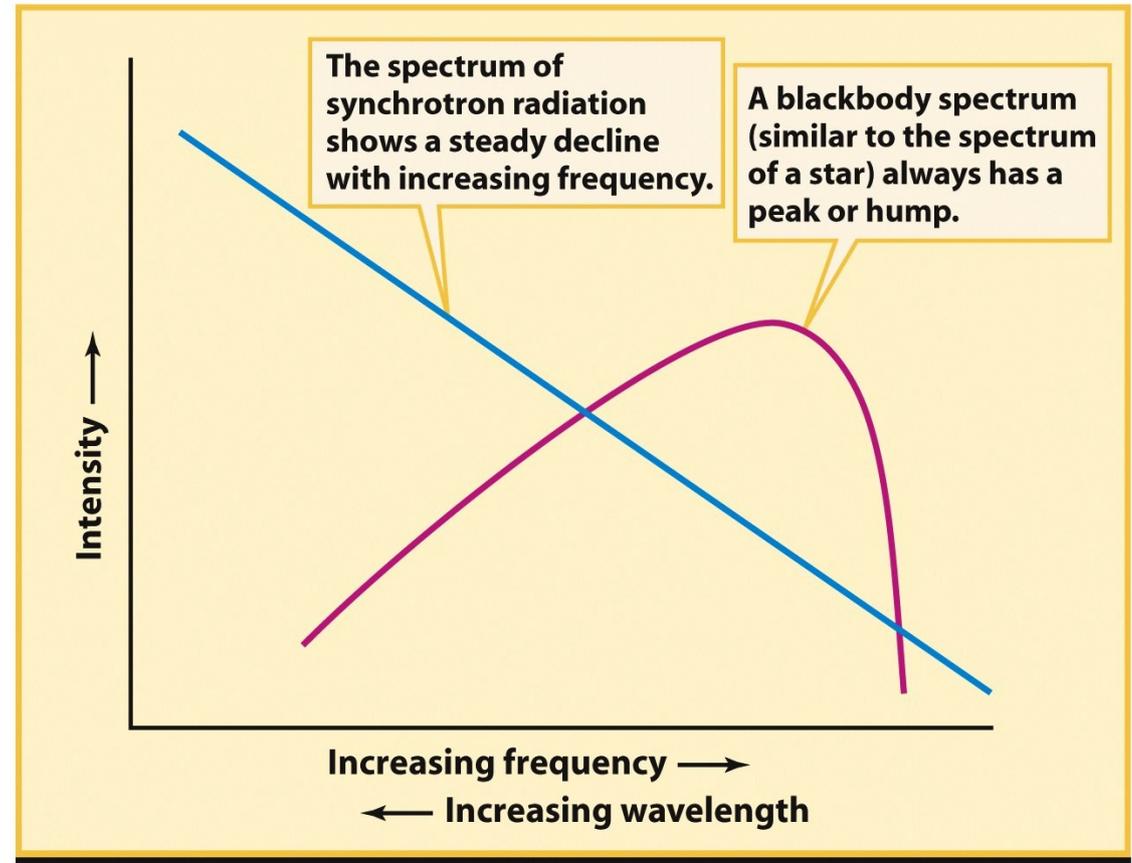


Figure 21-6b
Universe, Eighth Edition
© 2008 W. H. Freeman and Company

Estrelas de Nêutrons

A **temperatura** no **interior** de uma Estrela de Nêutrons é inicialmente $\sim 10^{11}$ K, mas cai dentro de um dia para $\sim 10^9$ K (perda de energia por um processo chamado processo

URCA: $n \rightarrow p^+ + e^- + \bar{\nu}_e$ / $p^+ + e^- \rightarrow n + \nu_e$; Os

núcleons alternam entre n e p^+ , emitindo e absorvendo elétrons e produzindo grandes números de neutrinos e anti-neutrinos),

e em poucos centenas de anos para $\sim 10^8$ K.

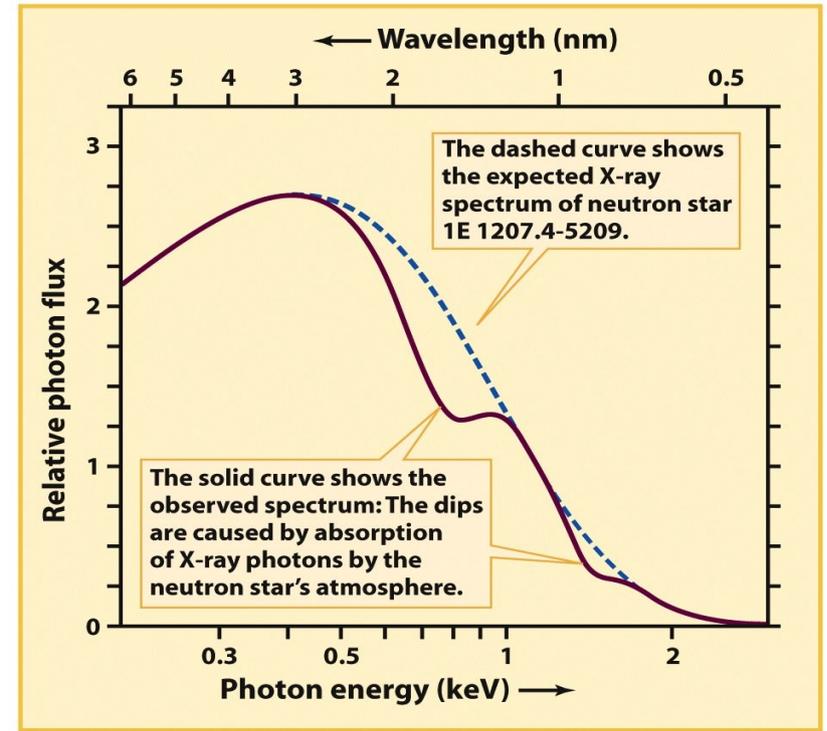
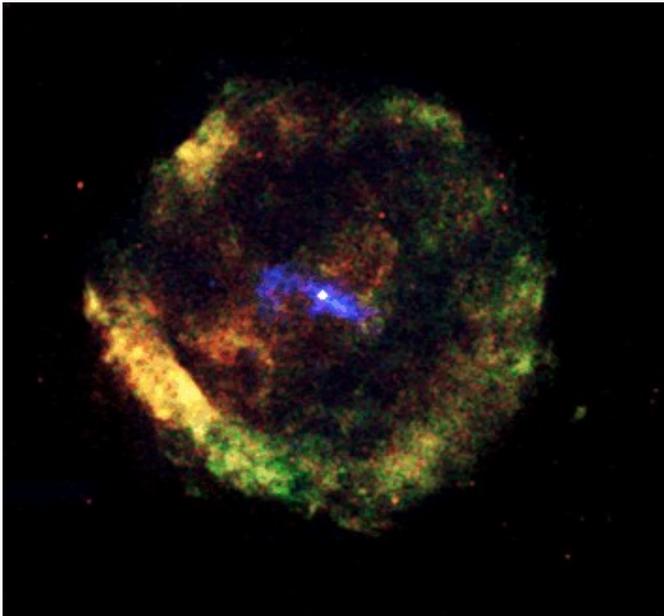
Depois, a Estrela de Nêutrons se **resfria** a uma **taxa mais moderada**, e a **temperatura** na **superfície** é da ordem de **1 mio. K**.

O **pico** da **radiação** de um corpo negro desta temperatura é em $\lambda_{\max} = 2.9$ nm, nos **raios X**.

Estrelas de Nêutrons

Por isto é mais fácil identificar **Estrelas de Nêutrons** olhando para a radiação nos **raios X**.

em baixo: Os restos de uma supernova observada pelos chineses em 386 nos raios X.



X-ray spectrum

Figure 21-10b
Universe, Eighth Edition
© 2008 W. H. Freeman and Company

O espectro de uma Estrela de Nêutrons

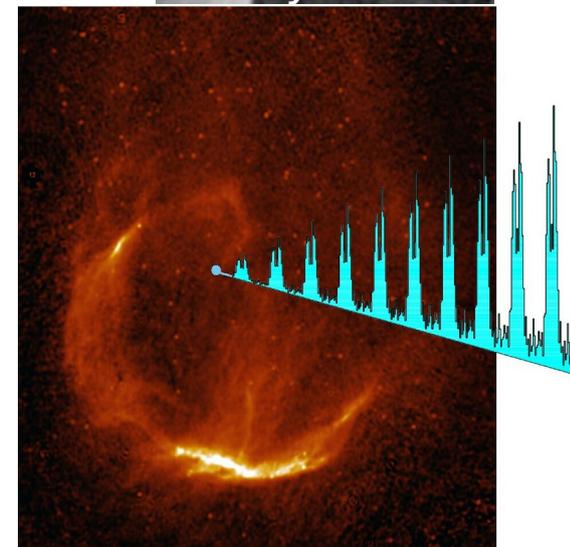
Estrelas de Nêutrons

Como foram **descobertas** as Estrelas de Nêutrons?

Em 1967, uma estudante de graduação chamada Susan **Jocelyn Bell** encontrou uma **fonte** estranha de **raios rádio** na **Nebulosa Cygnus**, “**piscando**” a cada 1.337 301 s.

Como o sinal era **extremamente regular**, ela e seu patrão de tese acreditavam que vinha de uma **outra civilização**.

Se falou de “LGM” (*Little Green Men*). Mas logo ela achou outro objeto similar, em outra região do céu, tornando a hipótese “LGM” muito **improvável**.

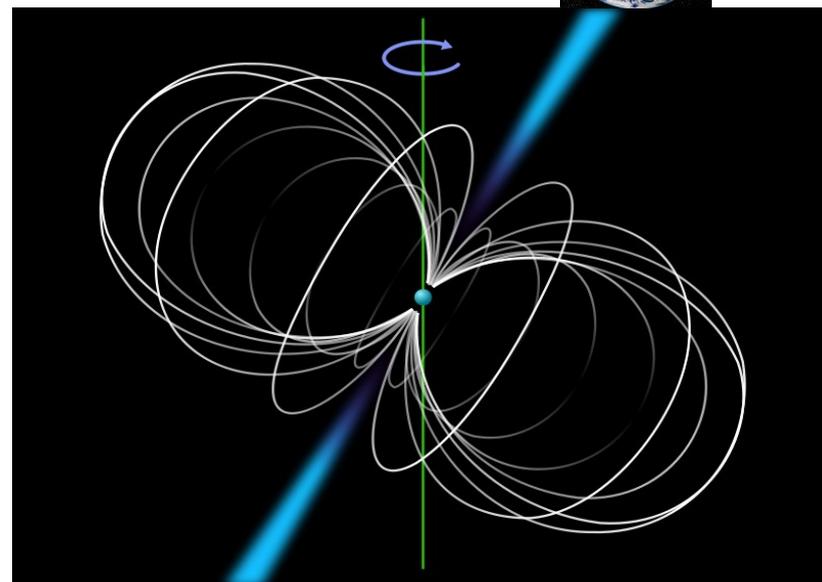


Estrelas de Nêutrons

Uma explicação mais aceita hoje é que se trata de uma **Estrela de Nêutrons girando** em torno de um eixo, outro que o eixo do campo magnético, tal que o **jato de radiação** “varre” a Terra a cada 1.337 s.



Uma Estrela de Nêutrons que faz isto foi chamada **Pulsar**.



Foram descobertas mais de 1500 outros pulsares desde então, maioria com **períodos** de **0.25 s** a **2 s**, mas alguns piscando **muito rapidamente**.

O pulsar da Nebulosa do Caranguejo pulsa a cada 33 ms.

Estrelas de Nêutrons

O padrão de tese da Jocelyn Bell, Antony Hewish e um colaborador, Martin Ryle, ganharam por esta descoberta o prêmio Nobel em 1974, mas estranhamente a própria Jocelyn Bell, não.

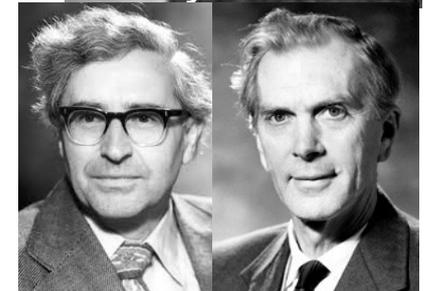
Por isto, às vezes, chamam este prêmio de 1974 de “No-Bell”.

Desde então, Jocelyn foi “re-compensada” com inúmeros outros prêmios:

J. Robert Oppenheimer Memorial Prize (1978), Beatrice M. Tinsley Prize (1986), Herschel Medal (1989), Michael Faraday Prize (2010), Royal Medal (2015), Grande Médaille (2018), Special Breakthrough Prize in Fundamental Physics (2018), ...



Jocelyn Bell



Antony
Hewish

Martin
Ryle



Estrelas de Nêutrons

A Nebulosa do Caranguejeo durante – e entre pulsos

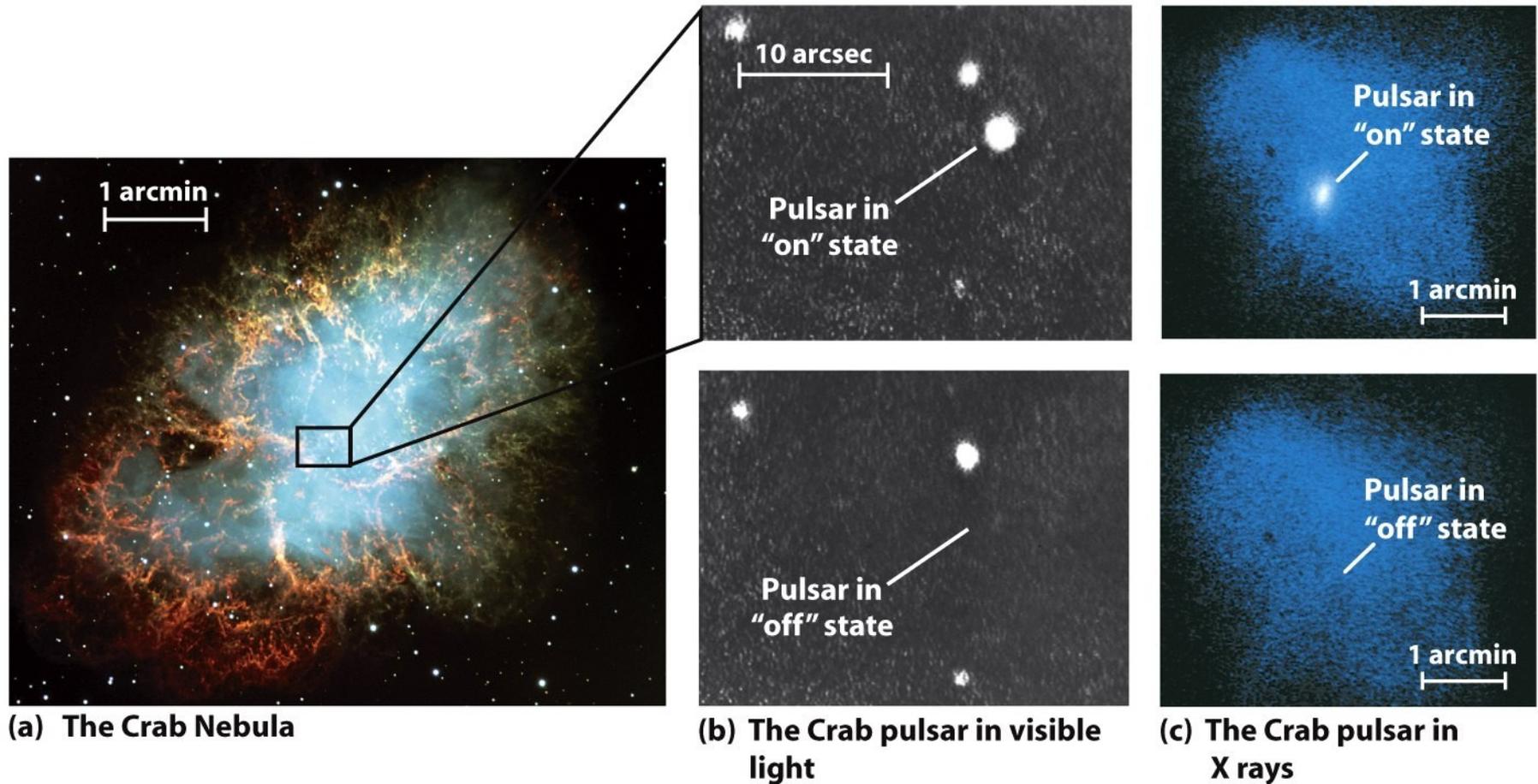


Figure 21-4
Universe, Eighth Edition
© 2008 W. H. Freeman and Company

Estrelas de Nêutrons

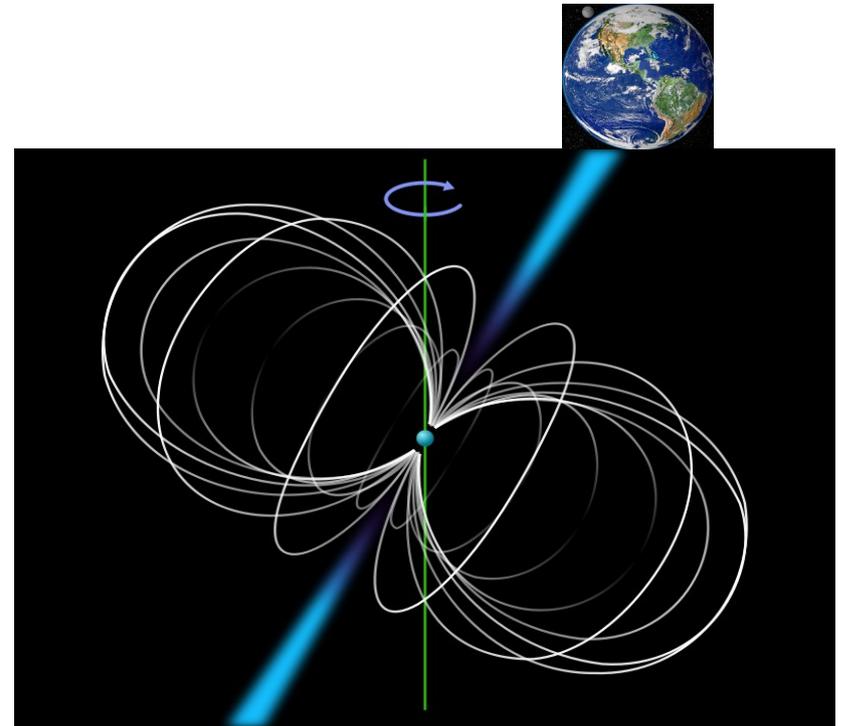
Só objetos **muito pequenos** podem girar tão rapidamente (senão se desfariam pela “força centrífuga”).

A rotação rápida surge na hora da **contração da estrela**, já que o **momento angular**, proporcional a $\omega \cdot R^2$, é **conservado**

$$\Rightarrow P_f = P_i \cdot (R_f / R_i)^2, \text{ onde}$$

R_i , R_f , P_i e P_f são os raios e períodos de rotação iniciais (antes da contração) e finais (depois) (efeito dançarina).

Juntando a isto o fato, de que os Pulsares se encontram em **Nebulosas “pós-Supernovas”**, deve se tratar de **Estrelas de Nêutrons**.



Estrelas de Nêutrons

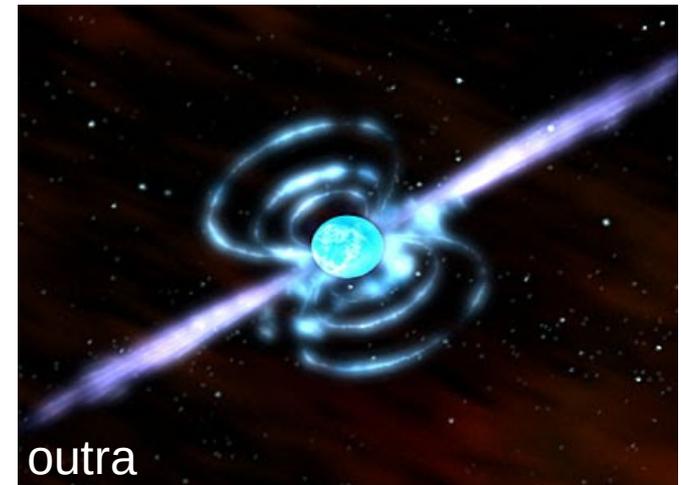
Outra grandeza **conservada** na contração é o **fluxo magnético** através da **superfície**, isto é, o campo magnético integrado sobre a superfície, já que as linhas do campo são “arrastadas” para colapsarem juntos (o mesmo efeito mencionado no Ciclo Solar).

=> O **campo magnético** na **superfície** aumenta.

=> $B_f = B_i \cdot (R_i/R_f)^2$
da ordem de 10^{10} T



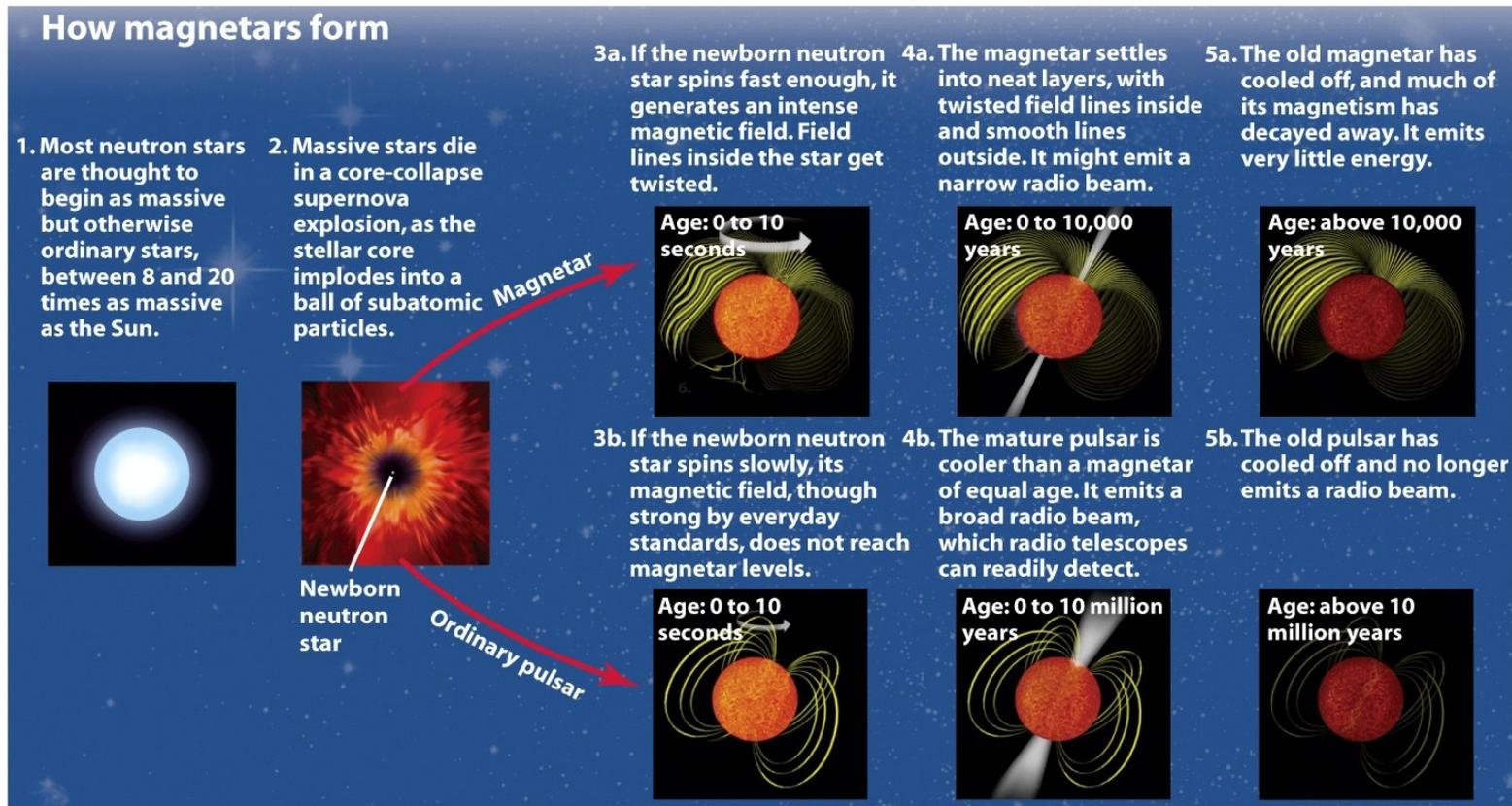
interpretação artística de uma
Estrela de Nêutrons



outra

Estrelas de Nêutrons

Em alguns casos o **campo magnético** chega em ser **muito forte**, até 10^{11} T, por **motivos não** muito bem **compreendidos**. Uma Estrela de Nêutrons com um campo desta ordem é chamada **Magnetar**.



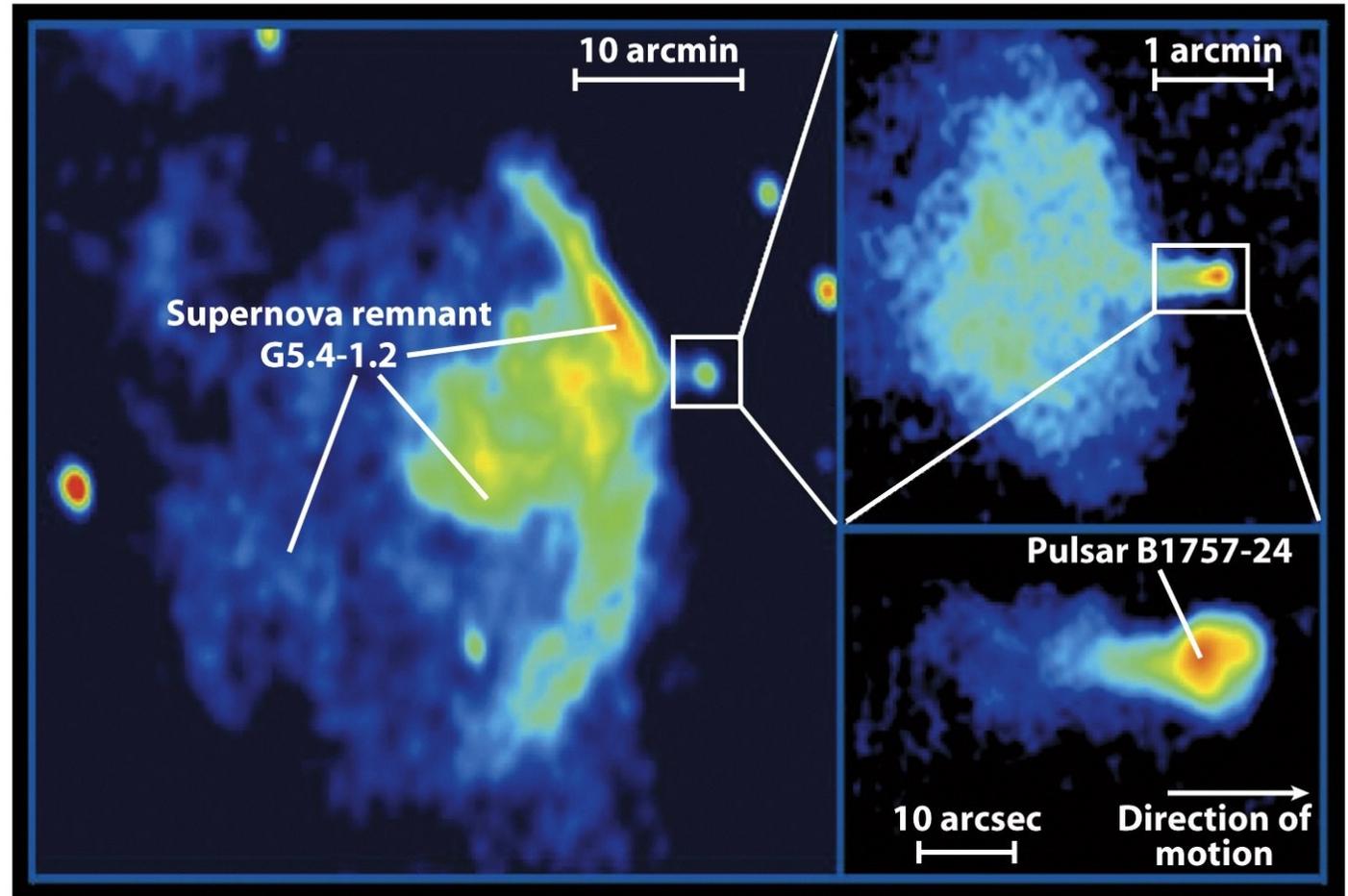
Um possível cenário de formação de um Magnetar.

Estrelas de Nêutrons

Pulsares

movem-se muito mais **rapidamente** pelo espaço que estrelas “normais”, com velocidades de até ~ 1000 km/s. Isso é consistente

com pulsares nascendo em **Supernovas**, já que estes eventos **não** devem ter uma **simetria** perfeitamente esférica. O resultado é que o Pulsar pode receber um “kick”.



Estrelas de Nêutrons

O **período** de um Pulsar **aumenta** gradualmente com o tempo, com dP/dt da ordem de 10^{-15} . Isto corresponde aos **energia e momento angular perdidos** pela **radiação dos jatos**.

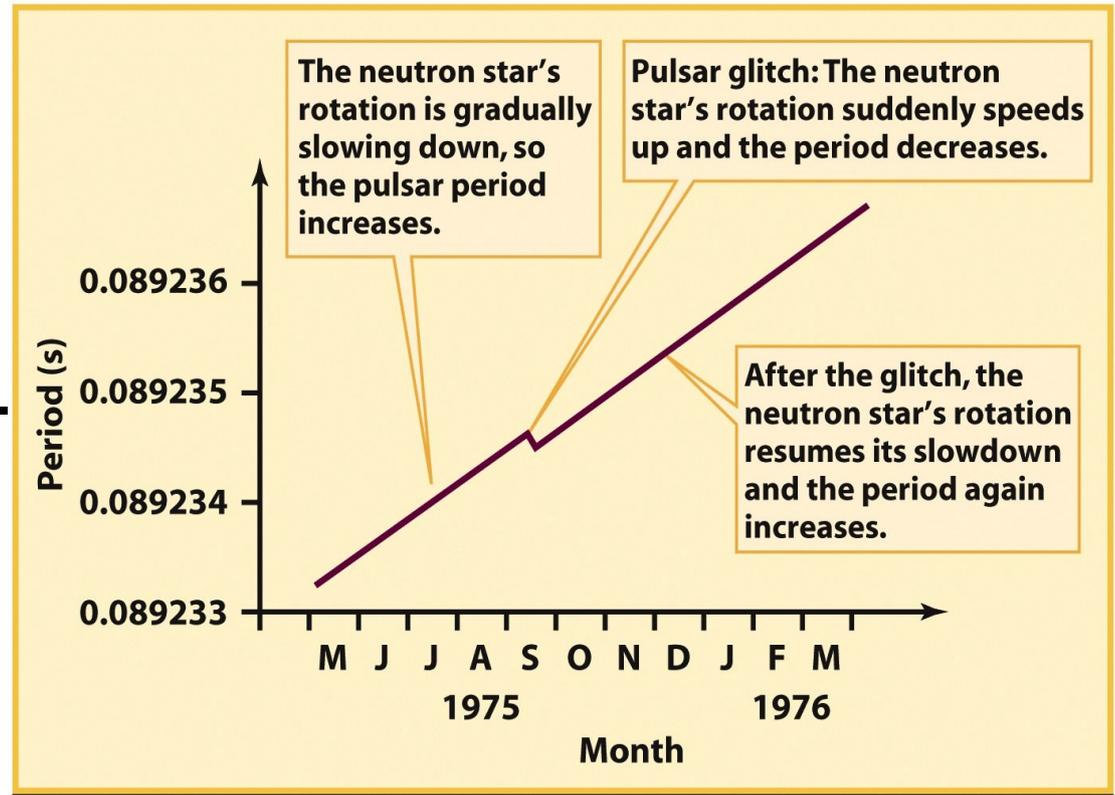


Figure 21-8
Universe, Eighth Edition
© 2008 W. H. Freeman and Company

Estrelas de Nêutrons

Em intervalos de tempo irregulares acontece um “*glitch*”, **pequena redução repentina do período**, de $\Delta P/P \approx 10^{-6}$ a 10^{-8} , provavelmente o resultado de “**reajustes**” (terremotos) da **crosta**, que fazem esta se distribuir um pouco mais pro interior.

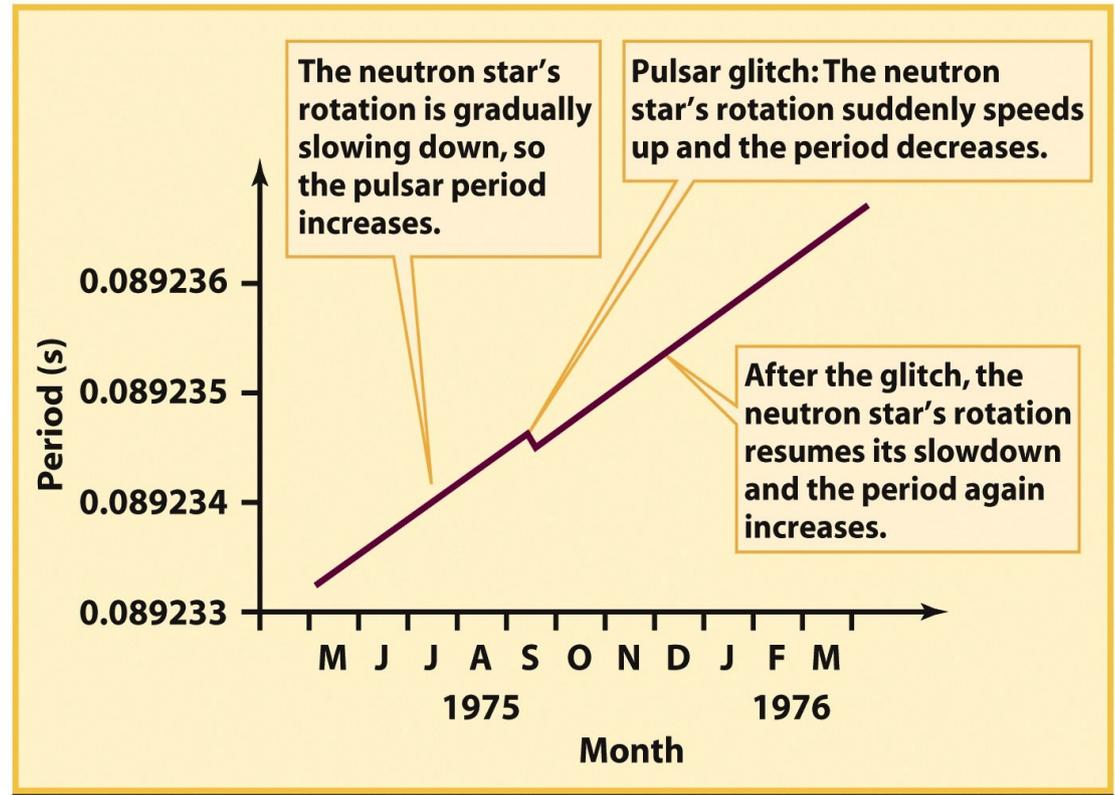


Figure 21-8
Universe, Eighth Edition
© 2008 W. H. Freeman and Company

Estrelas de Nêutrons

A **interação** de **material** expulso por Pulsares na direção **equatorial**, ou dos seus **jatos** com sua própria **Nebulosa** também pode causar **radiação** que às vezes pode ser **observada**.

Esta interação tende a **acelerar** a **expansão** da **Nebulosa**.

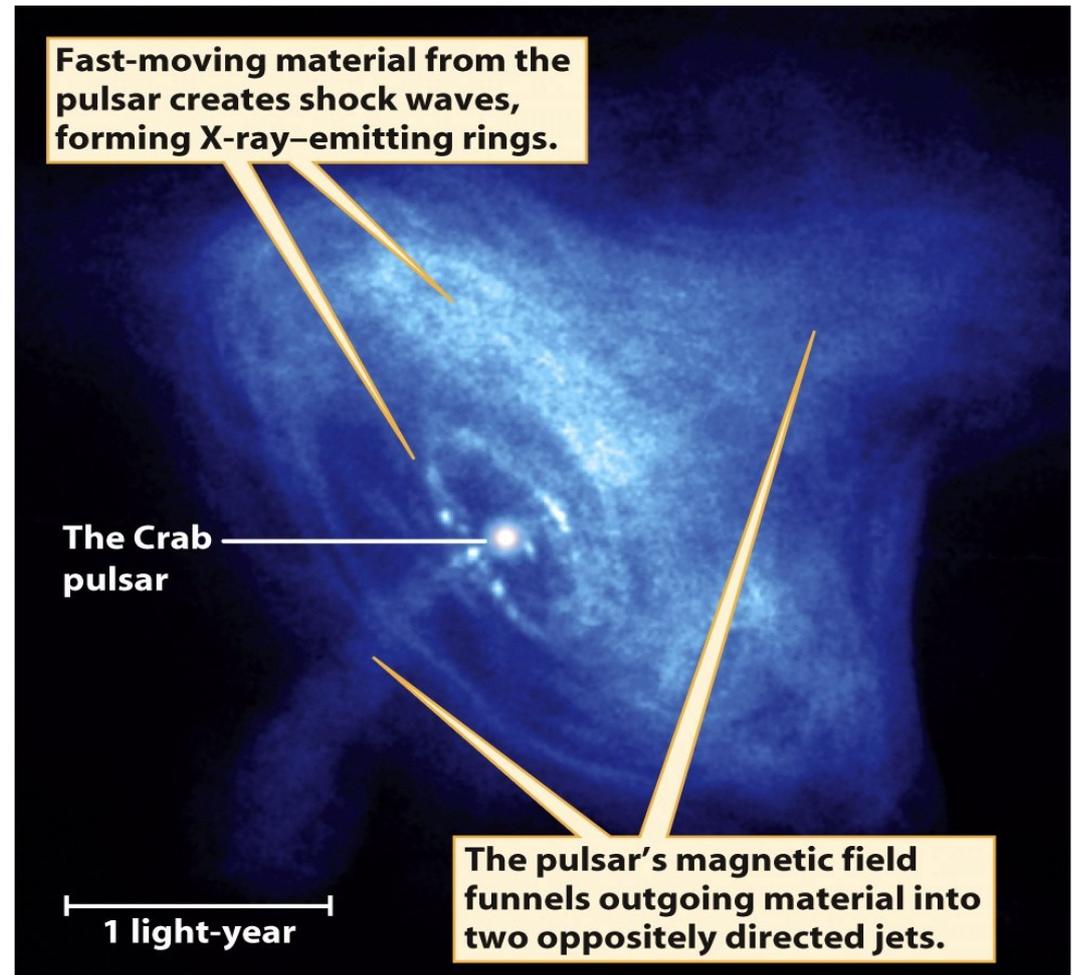
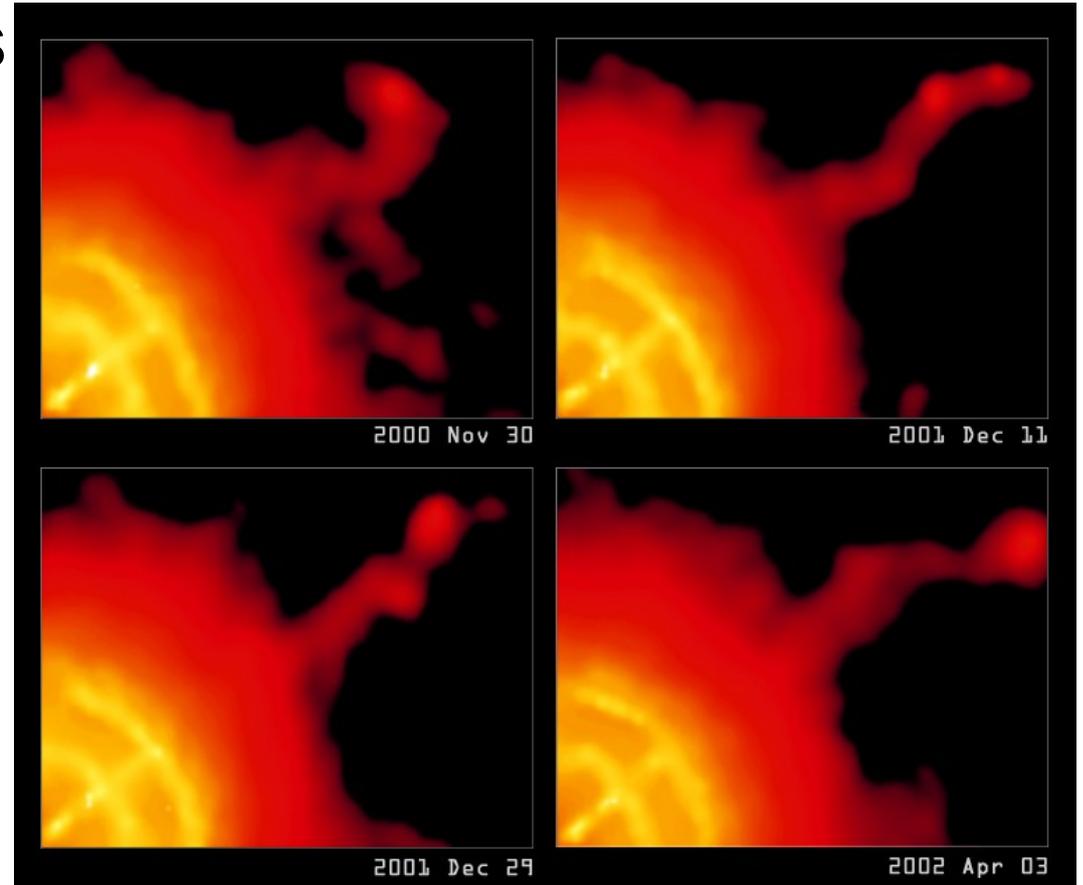


Figure 21-7
Universe, Eighth Edition
© 2008 W. H. Freeman and Company

Estrelas de Nêutrons

Observando os arredores do Pulsar por vários meses, pode-se ver a **propagação da frente de choque dos jatos na Nebulosa.**

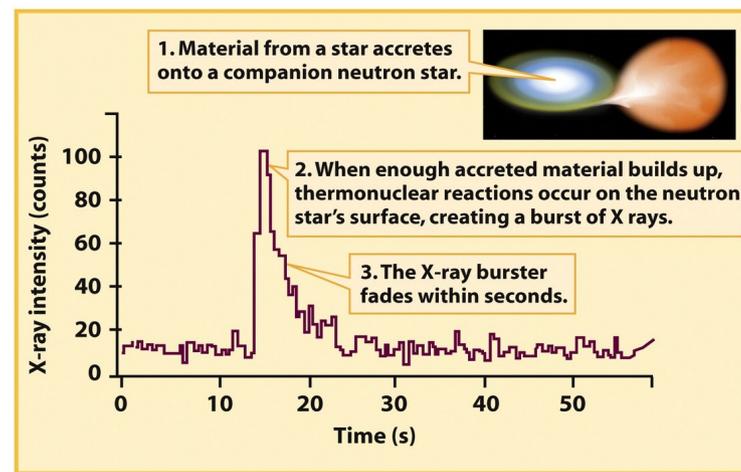
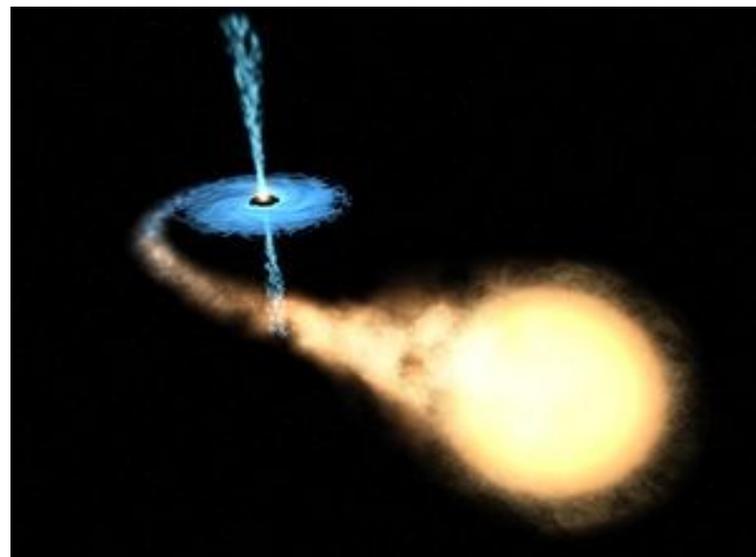


A Nebulosa de Vela ao longo de um ano e meio

Binárias com Estrelas de Nêutrons

Igual como Anãs Brancas, **Estrelas de Nêutrons** também podem fazer parte de **sistemas binários**, que é o caso pra maioria dos Pulsares de milissegundos.

Nestes sistemas podem ocorrer fenômenos similares às **Novas**, as **Erupções** (ou surtos) **de Raio X**, liberando até 100 000 vezes a potência do Sol por poucos segundos (erupções de Raio X de longa duração).

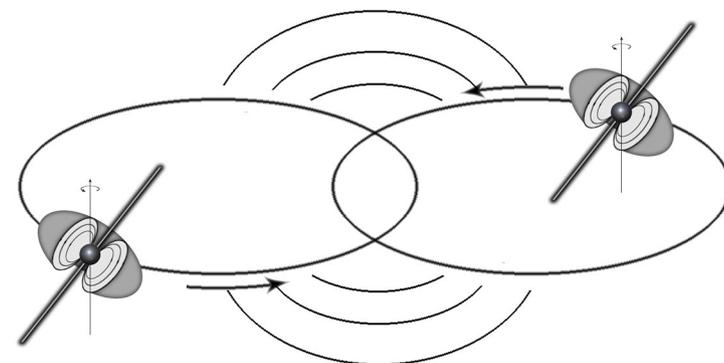


Curva de luz de uma erupção de raio X

Binárias com Estrelas de Nêutrons

Sistemas de duas Estrelas de Nêutrons

Em certos casos, **duas Estrelas de Nêutrons** numa **binária** podem ser **alinhadas** tal, que conseguimos saber quase tudo sobre o sistema, caso quando uma é um **Pulsar**.



Desenho esquemático do pulsar binário Hulse-Taylor

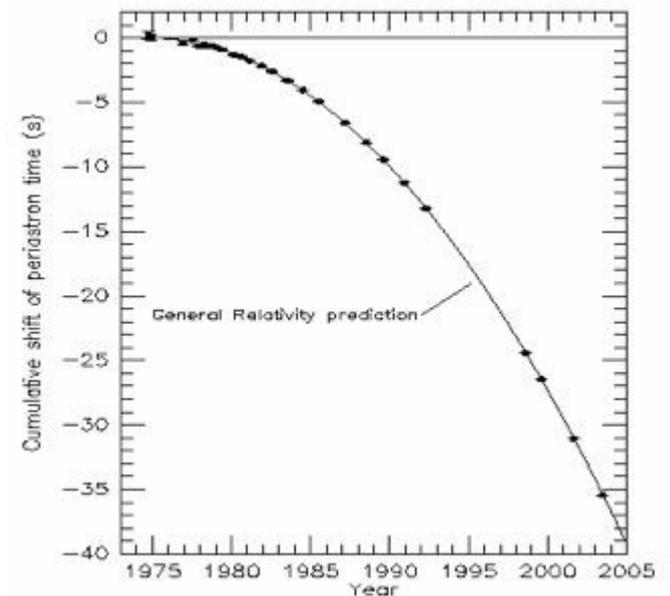
No sistema Hulse-Taylor conhecemos as **massas** das duas Estrelas de Nêutrons com uma precisão de **0.0002 massas solares**, e os parâmetros de pulsação e orbitais com precisão maior ainda.

Binárias com Estrelas de Nêutrons

Sistemas de duas Estrelas de Nêutrons

Mas a propriedade mais útil deste sistema é que ele permitiu **corroborar** a **Teoria da Relatividade Geral**.

Segundo esta, dois objetos de **alta massa** como Estrelas de Nêutrons **orbitando-se** em **curta distância** deveriam emitir **ondas gravitacionais**, resultando em uma **rotação do periastron** (ponto de maior aproximação das duas) de $\sim 4.23^\circ$ por ano, fato **confirmado** nas **observações**.



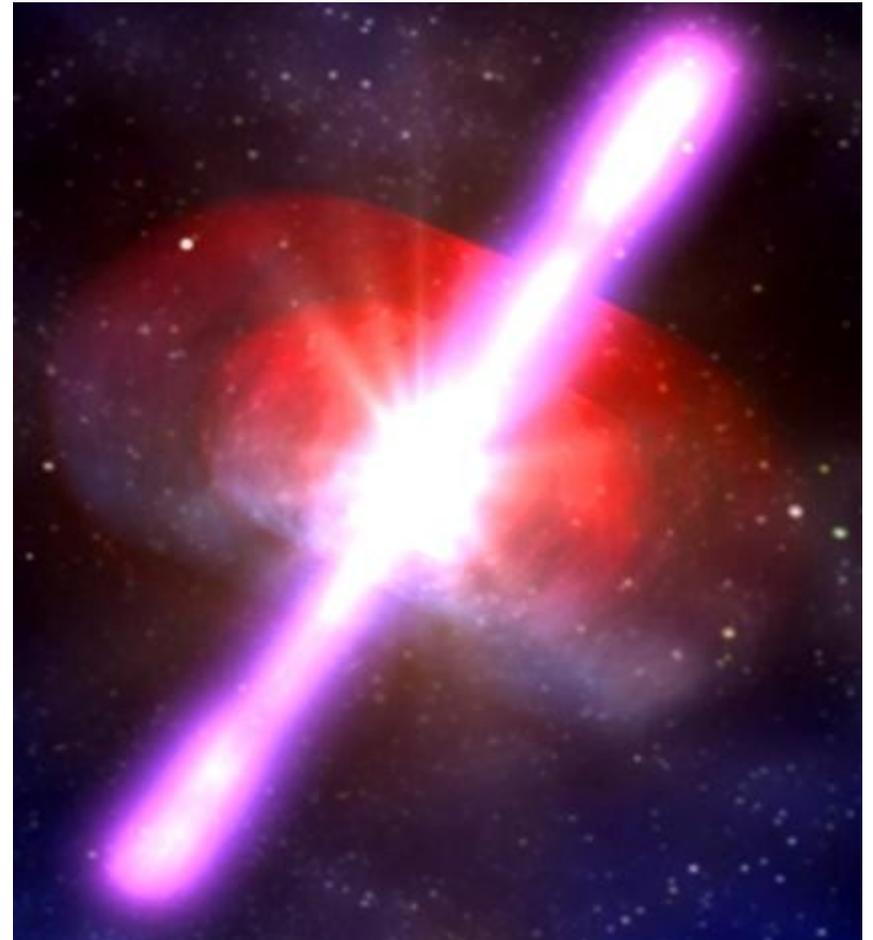
Atraso acumulado da passagem pelo periastron no sistema Hulse-Taylor

Binárias com Estrelas de Nêutrons

Sistemas de duas Estrelas de Nêutrons

Acredita-se que **binárias** de duas **Estrelas de Nêutrons** terminam na **fusão** das duas, formando uma **Estrela de Nêutrons** de **maior massa** ou um **Buraco Negro** ,
=> **Colapsar** ,
acompanhada por uma **erupção de raios gama** (ou de Raio X) de curta duração.

As **ondas gravitacionais** geradas em vários destes eventos foram **detectadas** recentemente por LIGO (=> aula Telescópios).



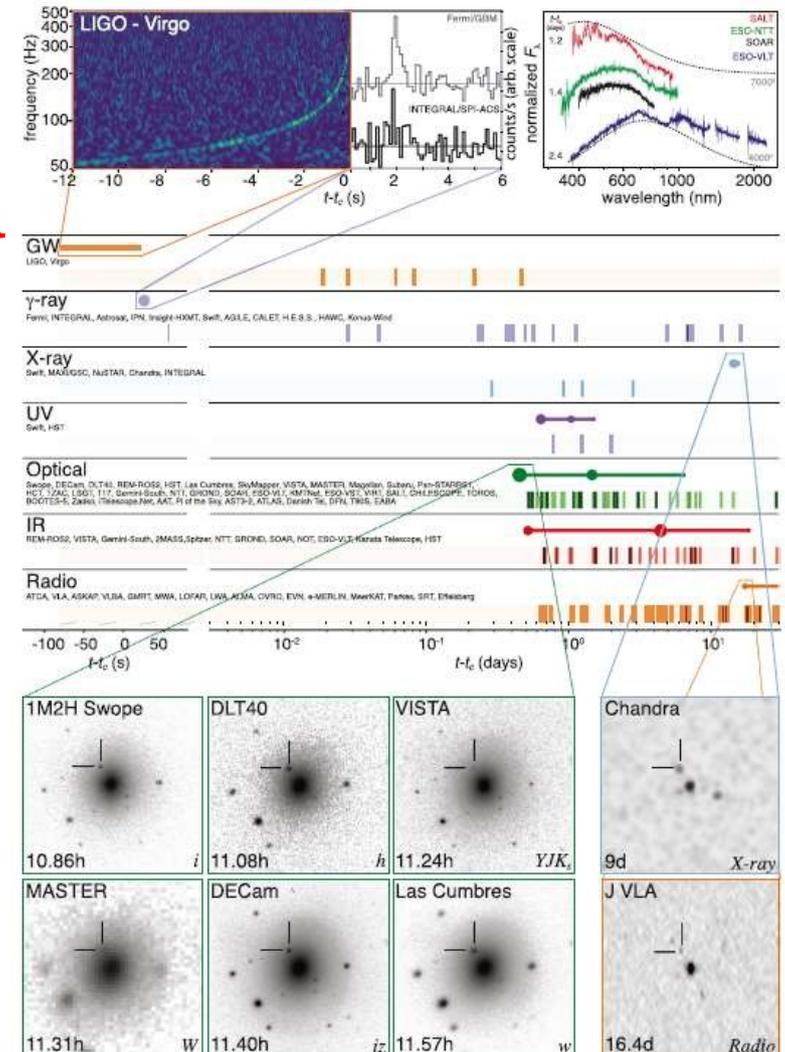
Binárias com Estrelas de Nêutrons

Sistemas de duas Estrelas de Nêutrons

Em 2017 detectaram não apenas as **ondas gravitacionais**, mas também **radiação eletromagnética** (no óptico, radio, raios gama e X, incl. linhas de ouro e platina) de uma destas colisões.

=> Era de **multimensageiros**

Para este evento e similares criaram o nome **kilonova**.

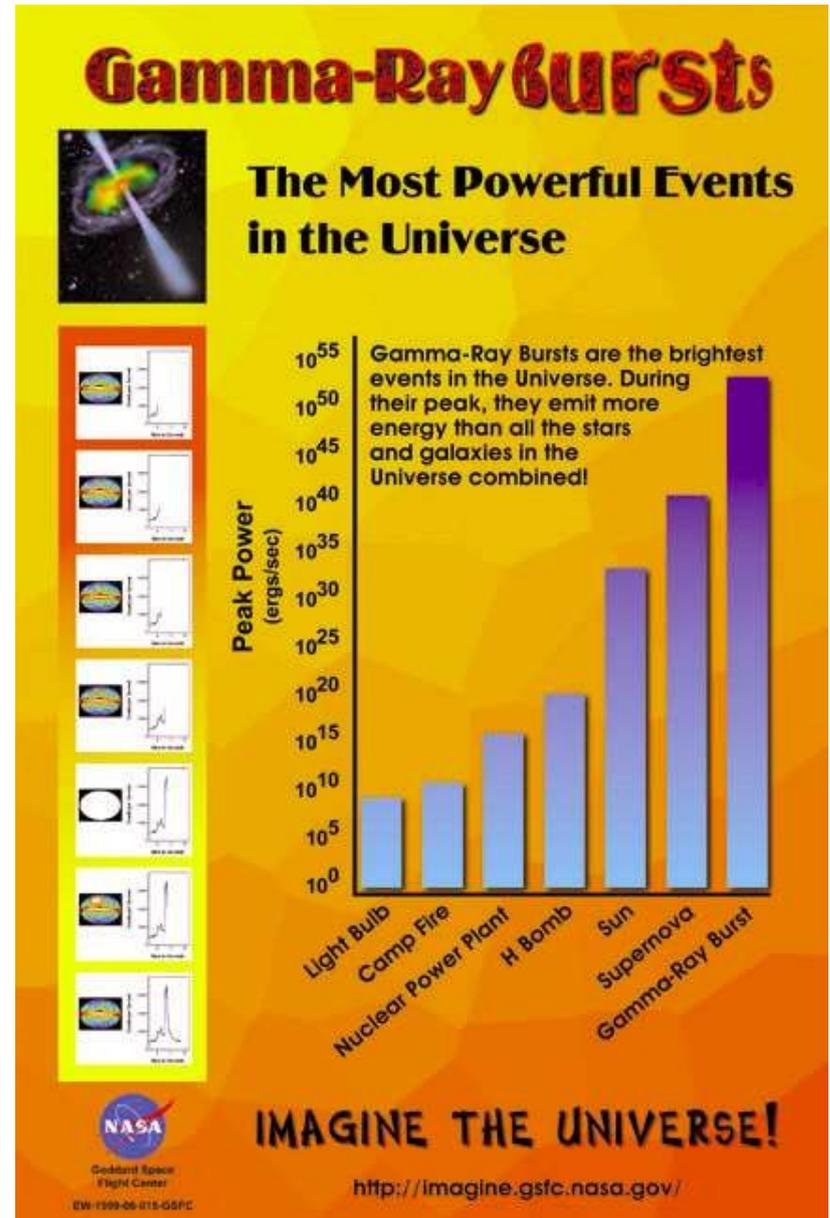


Erupções de Raios Gama ou X

Surtos de raios gama são as maiores explosões conhecidas no Universo, $\sim 10^{44}$ J, colimados.

Acontecesse um na Via Láctea apontando pra cá, poderia causar uma extinção em massa, ou até evaporar a Terra.

Eles são responsáveis por produzir grande parte dos elementos químicos pesados do Universo.





Universidade Federal do ABC

Noções de Astronomia e Cosmologia

FIM PRA HOJE

