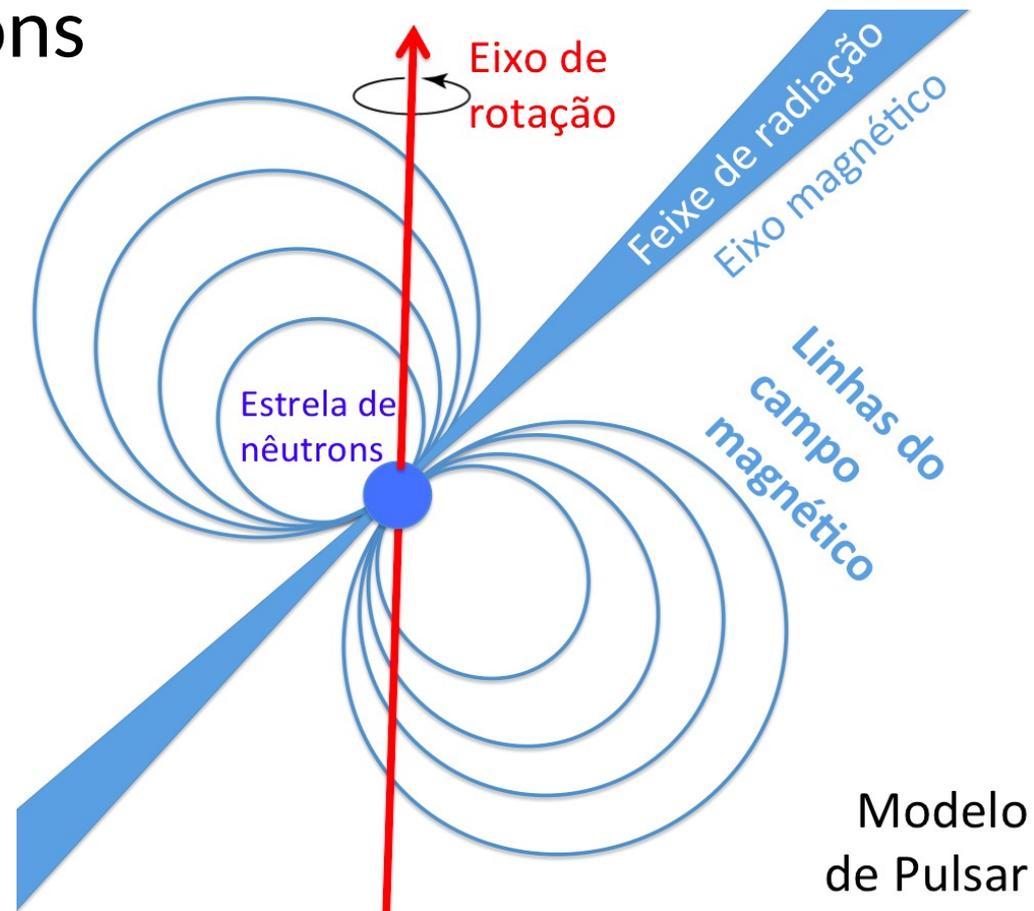


Cap. 16 - Remanescentes degenerados de Estrelas

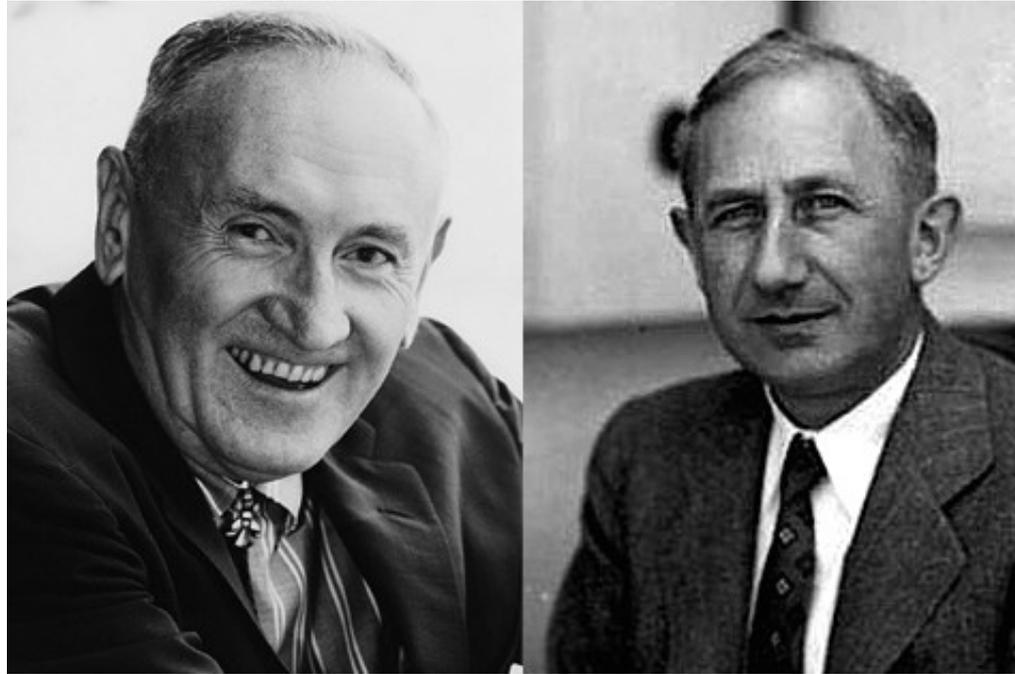
16,6 Estrelas de nêutrons

16,7 Pulsares



Estrelas de nêutrons

Fritz
Zwicky
(1898-1974)



Walter
Baade
(1893-1970)

Em dez/1933, menos de 2 anos após a descoberta do nêutron, Zwicky e Baade propuseram que uma explosão supernova (termo proposto por eles) era a transição para uma estrela de nêutrons.

Degenerescência de nêutrons

Estrelas de nêutrons são formadas nas fases finais de estrelas massivas ($> 9 M_{\odot}$), com $M_{ns} \sim M_{ch} (1,4 M_{\odot})$

Número de nêutrons: $1,4 M_{\odot}/m_n \sim 10^{57}$ nêutrons.

Estimativa do raio similar ao caso da anã branca:

$$R_{ns} \approx \frac{(18\pi)^{2/3}}{10} \frac{\hbar^2}{GM_{ns}^{1/3}} \left(\frac{1}{m_H} \right)^{8/3} \quad (16.24)$$

Para massa de estrela de nêutrons $M_{ns} = 1,4 M_{\odot}$

→ raio = 4 km, um fator de 3 menor a $R_{ns} = 10$ a 15 km

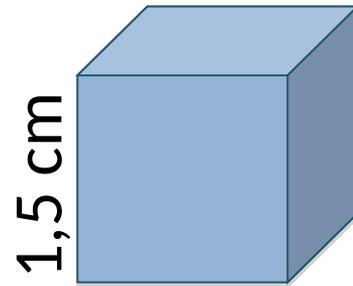
Densidade da estrela de nêutrons

Densidade média: $6,6 \times 10^{17} \text{ kg m}^{-3}$, maior que a densidade típica do núcleo atômico $\rho_{\text{nuc}} = 2,3 \times 10^{17} \text{ kg m}^{-3}$

→ Nêutrons estão muito próximos.



Na densidade de uma estrela de nêutrons, toda a humanidade caberia num cubo de lado 1,5cm



Para estrela de nêutrons de $1,4 M_{\odot}$, a gravidade superficial $g = 1,86 \times 10^{12} \text{ m s}^{-2}$, 190 bilhões de vezes maior à aceleração da gravidade na Terra.

Efeitos da Relatividade.

Exemplo 16.6.1. Qual a velocidade de escape em uma estrela de nêutrons?

$$v_{\text{esc}} = \sqrt{2GM_{\text{ns}}/R_{\text{ns}}} = 1.93 \times 10^8 \text{ m s}^{-1} = 0.643c$$

Qual a razão entre a energia potencial Newtoniana e a energia em repouso de um objeto com massa m ?

$$\frac{GM_{\text{ns}}m/R_{\text{ns}}}{mc^2} = 0.207$$

→ Relatividade precisa ser considerada

A equação de estado

Spoiler: uma estrela de nêutrons não tem apenas nêutrons

Para $\rho \sim 10^9 \text{ kg m}^{-3}$, elétrons são relativísticos.

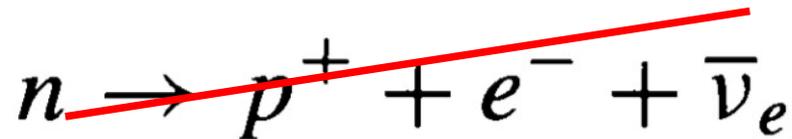
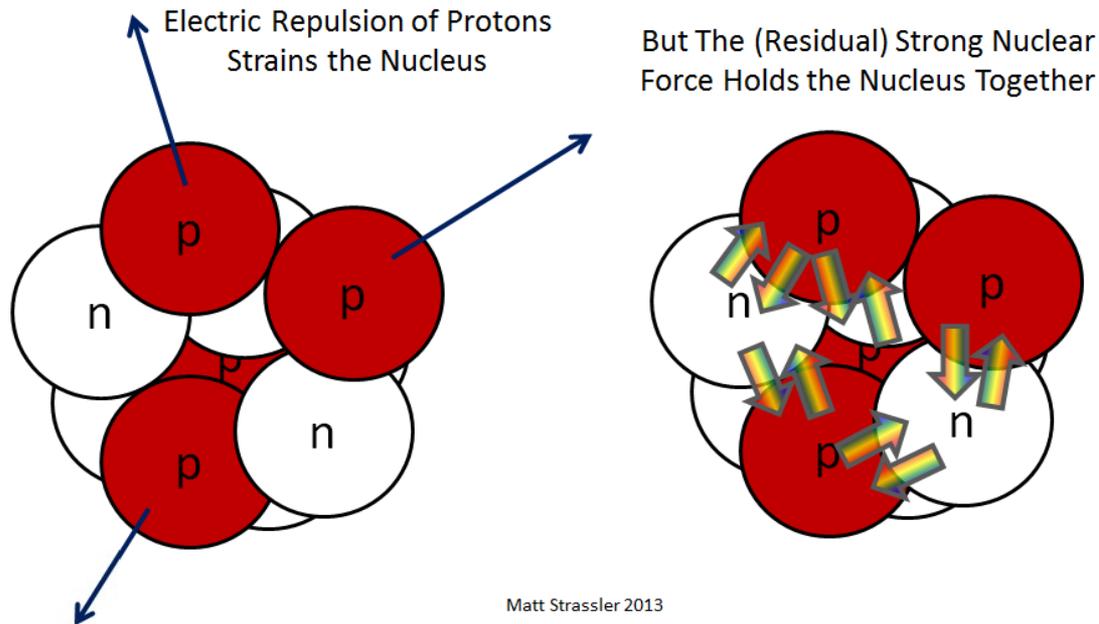
Se $\rho \sim 10^{10} \text{ kg m}^{-3}$

→ captura de elétrons: $p^+ + e^- \rightarrow n + \nu_e$

A massa do nêutron é ligeiramente maior que a soma das massas do p^+ e e^- → energia cinética mínima dos elétrons: $m_n c^2 - m_p c^2 - m_e c^2 = 0.78 \text{ MeV}$.

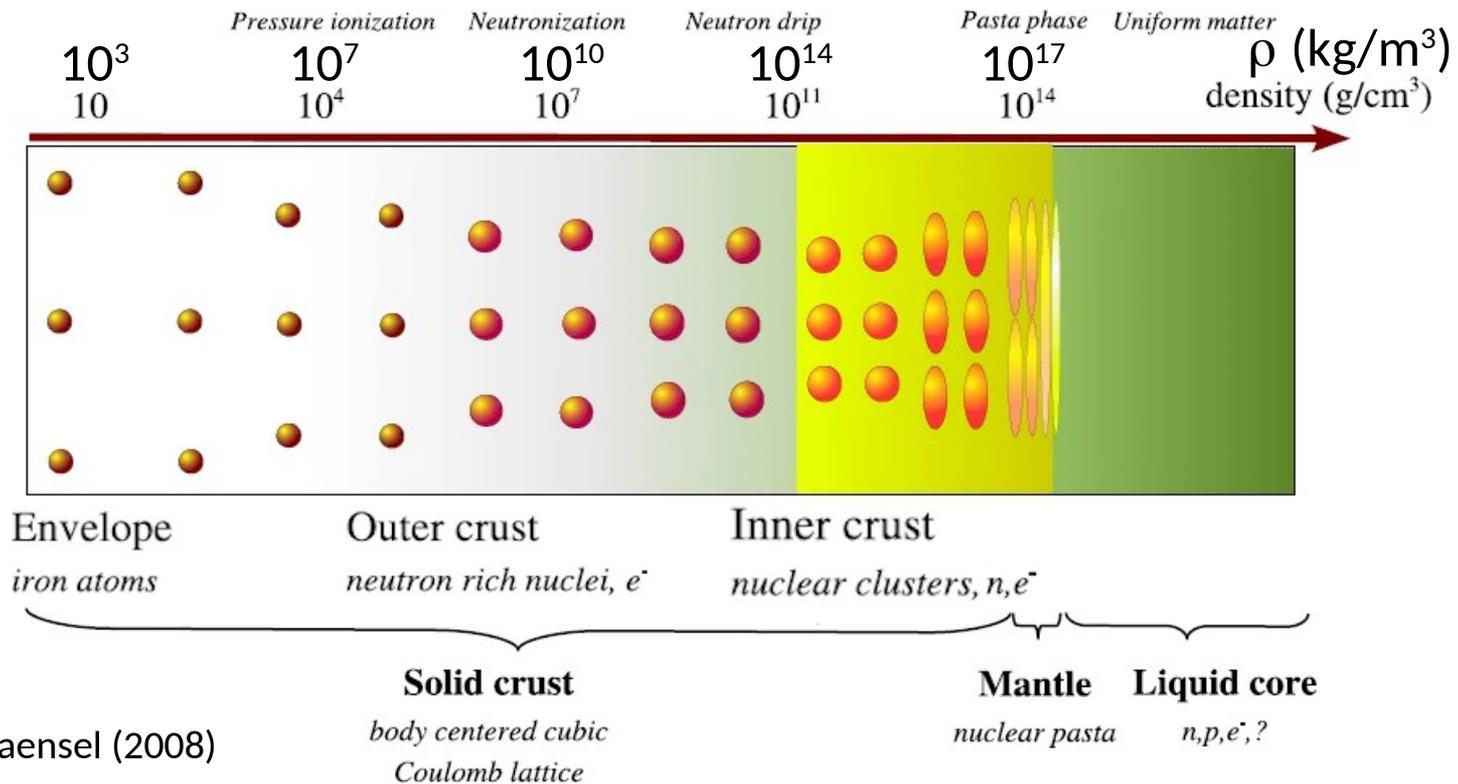
$\rho \sim 10^{12} \text{ kg m}^{-3} \rightarrow$ prótons no Fe-56 podem capturar e-

Para densidades maiores \rightarrow neutronização

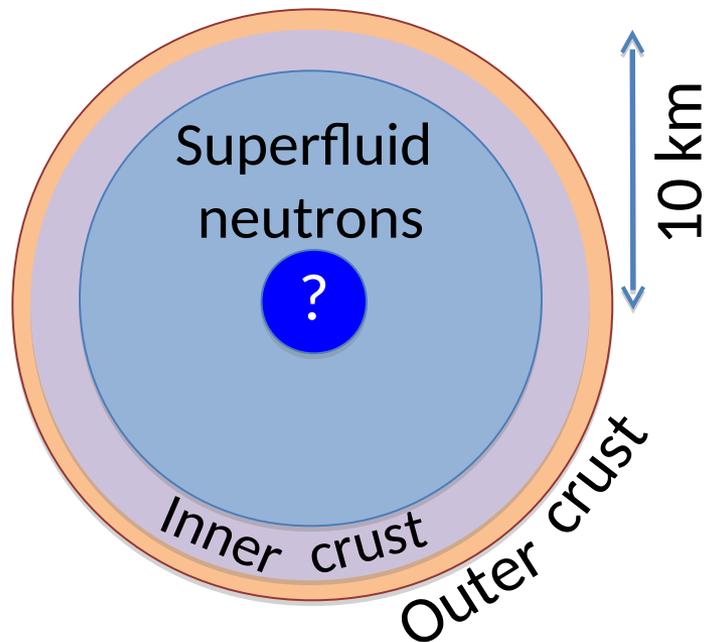


$\rho \sim 4 \times 10^{14} \text{ kg m}^{-3} \rightarrow$ parte dos nêutrons são encontrados fora de núcleos atômicos. Temos:

- Mistura de núcleos atômicos ricos em nêutrons
- Nêutrons livres não relativísticos
- Elétrons degenerados relativísticos



$\rho \sim 4 \times 10^{14} \text{ kg m}^{-3}$. Fluido de nêutrons livres não tem viscosidade pois podem se emparelhar (agrupar em pares) \rightarrow bósons \rightarrow não afetados por princípio de exclusão dos férmions \rightarrow os nêutrons pareados não perdem energia \rightarrow **formam um superfluido.**

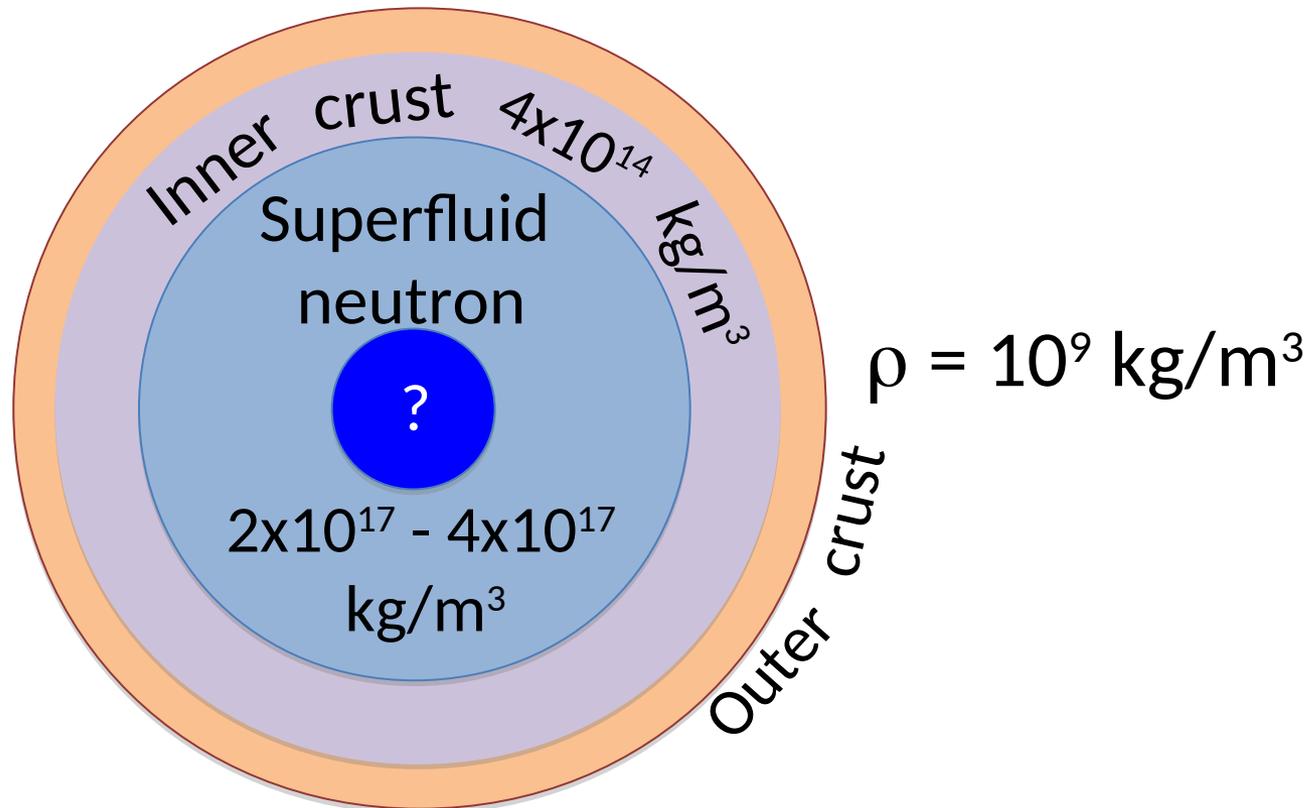


- **Outer crust:** pressure mainly from degenerate electrons, $\rho = 10^9 \text{ kg/m}^3$
- **Inner crust:** superfluid of free neutrons + pressure from degenerate electrons, $\rho = 4 \times 10^{14} - 2 \times 10^{17} \text{ kg/m}^3$ ($P[\text{neutrons}] > P[e^-]$ at $\rho = 4 \times 10^{15}$)
- **Superfluid neutrons** provide most pressure. Protons can also group in pairs, $\rho = 2 - 4 \times 10^{17} \text{ kg/m}^3$
- **Center:** $\rho = 10^{18} \text{ kg/m}^3$

Densidade típica do núcleo atômico, $\rho_{\text{nuc}} = 2,3 \times 10^{17} \text{ kg m}^{-3}$

$\rho \sim 4 \times 10^{15} \text{ kg m}^{-3} \rightarrow$ degenerescência de nêutrons será maior à de elétrons.

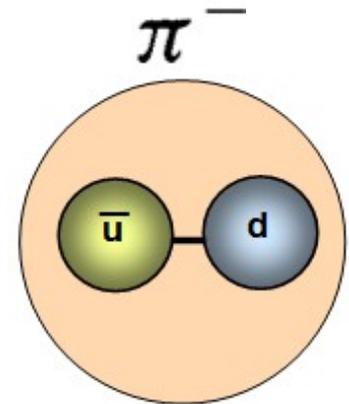
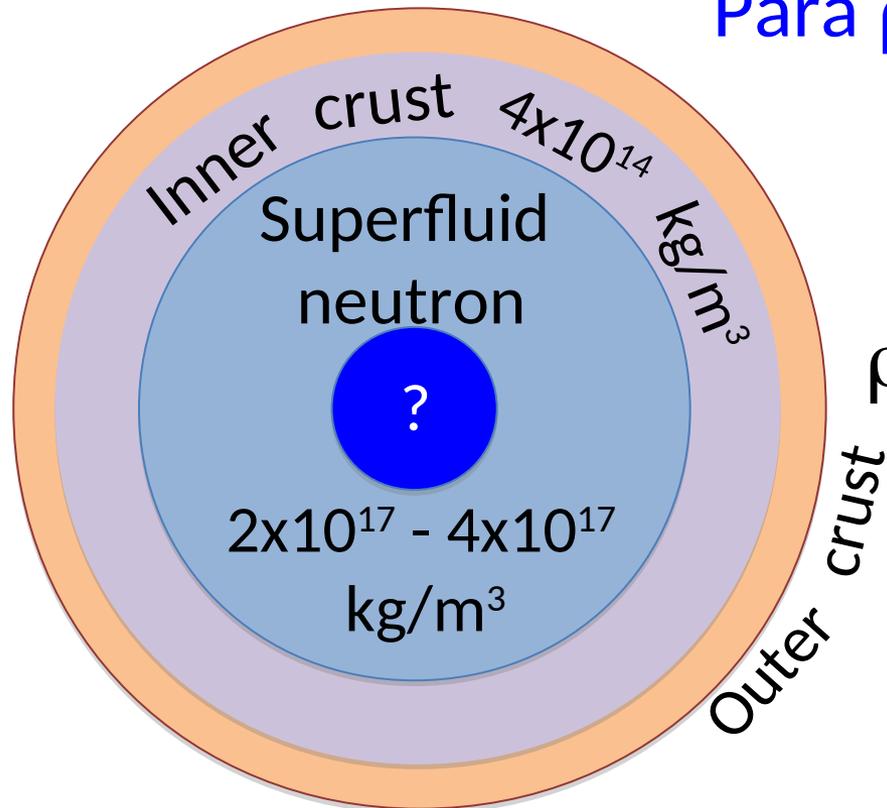
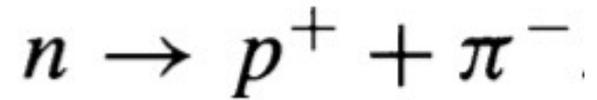
Quando ρ se aproxima à do núcleo atômico ($\rho_{\text{nuc}} = 2,3 \times 10^{17} \text{ kg m}^{-3}$) \rightarrow núcleos atômicos se dissolvem. Prótons podem se parear, formando superfluido.



Para $\rho \geq \rho_{\text{nuc}}$, a razão nêutrons: prótons: elétrons se aproxima de 8:1:1 (equilíbrio de captura de e^- e decaimento β inibido pela degenerescência de e^-).

Para $\rho > \rho_{\text{nuc}}$, comportamento não é bem entendido.

Para $\rho > 2\rho_{\text{nuc}}$, formação de píons:



Tab. 16.1
 Composição
 do interior de
 estrela de
 nêutrons

Transition density (kg m^{-3})	Composition	Degeneracy pressure
ρ (kg m^{-3})	iron nuclei, nonrelativistic free electrons	electron
$\approx 1 \times 10^9$	electrons become relativistic	
1×10^9	iron nuclei, relativistic free electrons	electron
$\approx 1 \times 10^{12}$	neutronization	
1×10^{12}	neutron-rich nuclei, relativistic free electrons	electron
$\approx 4 \times 10^{14}$	neutron drip	
4×10^{14}	neutron-rich nuclei, free neutrons, relativistic free electrons	electron
$\approx 4 \times 10^{15}$	neutron degeneracy pressure dominates	
4×10^{15}	neutron-rich nuclei, superfluid free neutrons, relativistic free electrons	neutron
$\approx 2 \times 10^{17}$	nuclei dissolve	
2×10^{17}	superfluid free neutrons, superconducting free protons, relativistic free electrons	neutron
$\approx 4 \times 10^{17}$	pion production	
4×10^{17}	superfluid free neutrons, superconducting free protons, relativistic free electrons, other elementary particles (pions, ...?)	neutron

Fig. 16.11

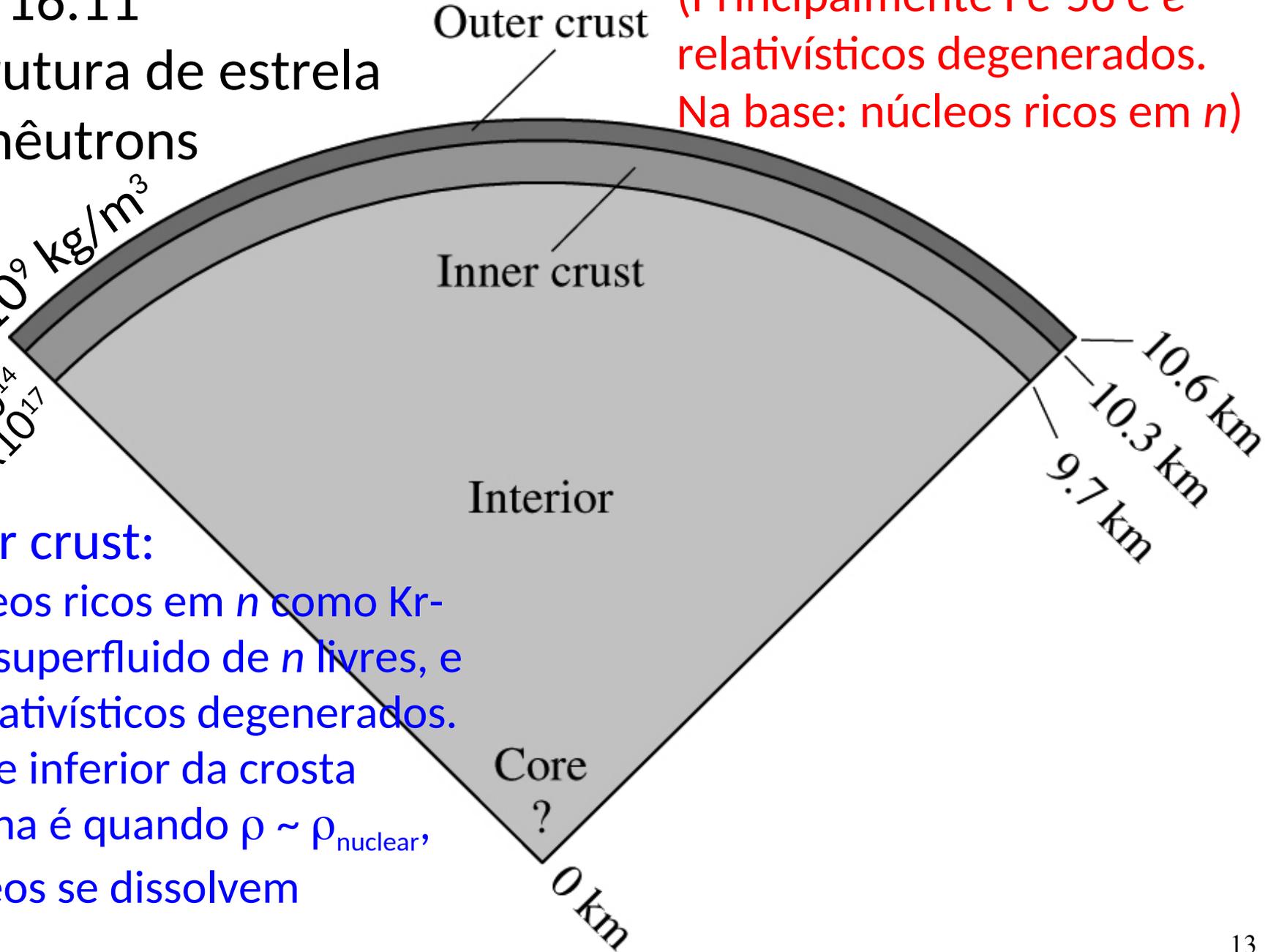
Estrutura de estrela de nêutrons

$\rho = 10^9 \text{ kg/m}^3$
 4×10^{14}
 2×10^{17}

(Principalmente Fe-56 e e- relativísticos degenerados.
Na base: núcleos ricos em n)

Inner crust:

Núcleos ricos em n como Kr-118, superfluido de n livres, e e- relativísticos degenerados.
Limite inferior da crosta interna é quando $\rho \sim \rho_{\text{nuclear}}$, núcleos se dissolvem



Conservação do momento angular e rápida rotação

$$R_{\text{wd}} \approx \frac{(18\pi)^{2/3}}{10} \frac{\hbar^2}{Gm_e M_{\text{wd}}^{1/3}} \left[\left(\frac{Z}{A} \right) \frac{1}{m_H} \right]^{5/3}$$
$$R_{\text{ns}} \approx \frac{(18\pi)^{2/3}}{10} \frac{\hbar^2}{GM_{\text{ns}}^{1/3}} \left(\frac{1}{m_H} \right)^{8/3}$$

Razão entre raios do núcleo inicial de Fe e raio de estrela de nêutrons. Por simplicidade usaremos a mesma massa ($M_{\text{wd}} = M_{\text{ns}}$):

$$\frac{R_{\text{core}}}{R_{\text{ns}}} \approx \frac{m_n}{m_e} \left(\frac{Z}{A} \right)^{5/3} = 512$$

Adotando $Z/A = 26/56$ (ferro)

Momento de inercia de esfera uniforme: $I = \frac{2}{5} M R^2$

Podemos escrever: $I = CMR^2$

Pela conservação
do momento
angular ($I\omega$):

$$I_i \omega_i = I_f \omega_f$$

$$\cancel{C} \cancel{M}_i R_i^2 \omega_i = \cancel{C} \cancel{M}_f R_f^2 \omega_f$$

Velocidade angular ω : $\omega_f = \omega_i \left(\frac{R_i}{R_f} \right)^2$

$$\omega = \frac{2\pi}{P}$$

Período de rotação P : $P_f = P_i \left(\frac{R_f}{R_i} \right)^2$

Período de rotação P :
$$P_f = P_i \left(\frac{R_f}{R_i} \right)^2$$

Lembrando:
$$\frac{R_{\text{core}}}{R_{\text{ns}}} \approx \frac{m_n}{m_e} \left(\frac{Z}{A} \right)^{5/3} = 512$$

$$\rightarrow P_{\text{ns}} \approx 3.8 \times 10^{-6} P_{\text{core}}$$

Período de rotação da anã branca 40 Eri B: $P = 1350$ s.

$$\rightarrow P_{\text{ns}} = 5 \times 10^{-3} \text{ s}$$

“Congelamento” de linhas de campo magnético

Fluxo magnético: $\Phi \equiv \int_S \mathbf{B} \cdot d\mathbf{A}$

Conservação do
fluxo magnético: $B_i 4\pi R_i^2 = B_f 4\pi R_f^2$

$$B_{\text{ns}} \approx B_{\text{wd}} \left(\frac{R_{\text{wd}}}{R_{\text{ns}}} \right)^2 = 1.3 \times 10^{10} \text{ T.}$$

Adotando $B_{\text{wd}} = 5 \times 10^4 \text{ T}$, que é o maior campo magnético observado em anãs brancas. (valor mais típico de B nas anãs brancas $\sim 10 \text{ T}$).

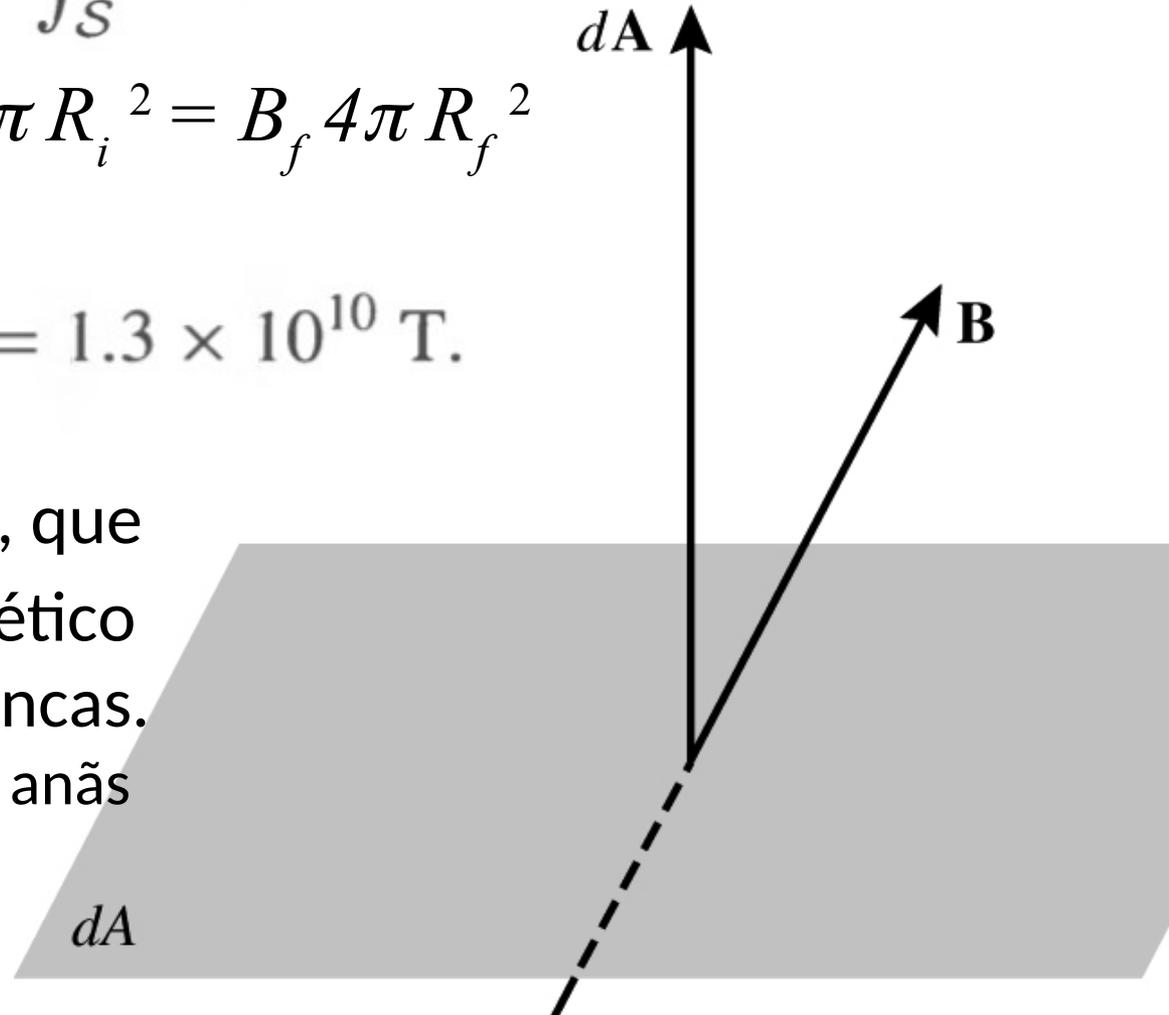
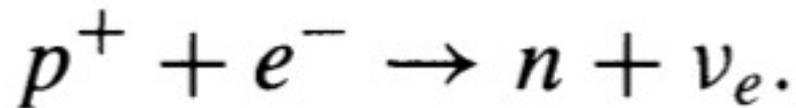
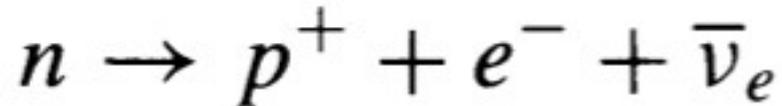


FIGURE 16.12 Magnetic flux, $d\Phi = \mathbf{B} \cdot d\mathbf{A}$, through an element of surface area $d\mathbf{A}$.

Temperatura de estrelas de nêutrons

A estrela de nêutrons nasce muito quente, $T \sim 10^{11}\text{K}$. No primeiro dia esfria até $T \sim 10^9\text{K}$, emitindo neutrinos pelo Processo URCA (Mário Schenberg e George Gamov):



Outros processos de neutrinos continuam a esfriar a estrela por aprox. um milênio, depois o esfriamento por fótons é maior.

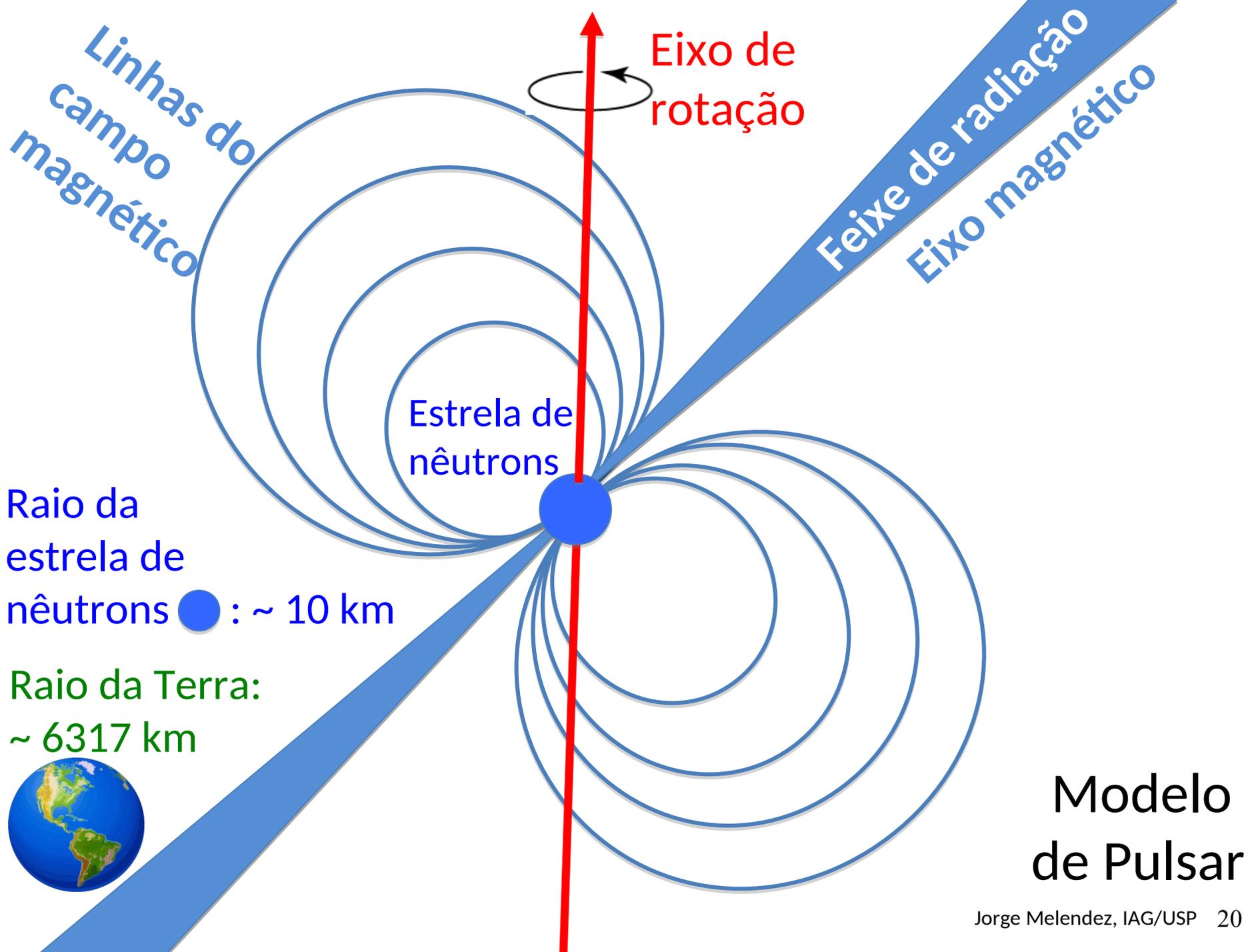
Após algumas centenas de anos do nascimento da estrela de nêutrons, a temperatura interna $T \sim 10^8$ K e a temperatura superficial é de alguns milhões de K.

Por aproximadamente 10 000 anos a temperatura superficial será $\sim 10^6$ K. A estrela de nêutrons esfria a um raio quase constante. Luminosidade para $T = 10^6$ K:

$$L = 4\pi R^2 \sigma T_e^4 = 7.13 \times 10^{25} \text{ W.}$$

Quase toda a luminosidade é em raios-X:

$$\lambda_{\max} = \frac{(500 \text{ nm})(5800 \text{ K})}{T} = 2.9 \text{ nm.}$$



16.7 Pulsares



Jocelyn Bell
(1943 -)

Em julho
1967: fonte
periódica em
815 MHz

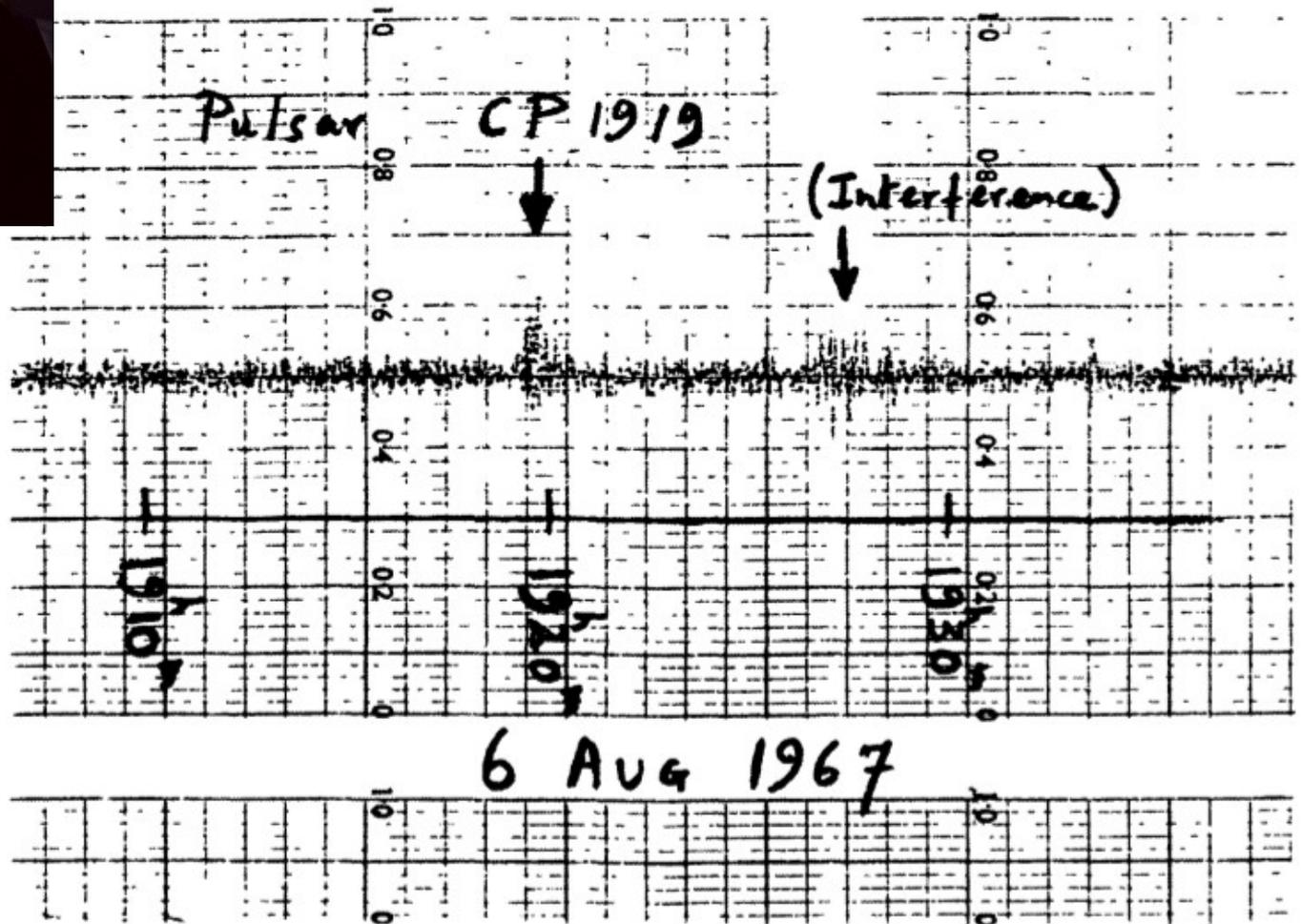


FIGURE 16.13 Discovery of the first pulsar, PSR 1919+21 (“CP” stands for Cambridge Pulsar). (Figure from Lyne and Graham-Smith, *Pulsar Astronomy*, ©Cambridge University Press, New York, 1990. Reprinted with the permission of Cambridge University Press.)

16.7 Pulsares

A cada 23h56m → dia sideral

Fez observações com intervalo de tempo menor para resolver o sinal
→ período de 1,337 segundos.

Bell e Hewish: LGM-1? (Little Green Men)

Jocelyn Bell
(1943 -)

Ela achou outras fontes em
1967: *they cannot be LGM*

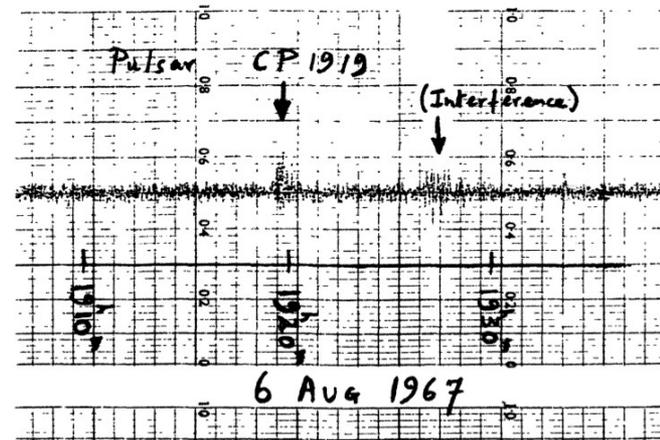


Descoberta dos Pulsares:
Nobel Física 1974 para Antony Hewish

Excluída do Prêmio Nobel de Física 1974, astrônoma Jocelyn Bell ganha Prêmio *Breakthrough* 50 anos depois de sua descoberta dos pulsares. Ela vai doar o prêmio de US\$ 3 milhões para bolsas de estudos para mulheres e minorias

Astrônoma Dame Susan Jocelyn Bell Burnell fez uma das descobertas mais importantes para a física na década de 1960, e a pesquisa chegou a ganhar um **Nobel**. A premiação, contudo, a deixou de fora. Cinco décadas depois o trabalho da cientista finalmente foi reconhecido, e ela ganhou o Prêmio Especial de Inovação em Física Fundamental, do Breakthrough of the Year, levando US\$ 3 milhões. Surpreendentemente, ela anunciou que o dinheiro será usado como fundo de bolsas de estudos para mulheres e minorias.

Em 1967, Burnell encontrou o primeiro Pulsar, estrela de nêutrons que transforma energia rotacional em energia eletromagnética, durante sua pós-graduação na Universidade de Cambridge, no Reino Unido. A descoberta foi considerada incrível, mudando a visão que os cientistas tinham do universo. O feito foi aclamado e ganhou o Prêmio Nobel de Física, em 1974. Contudo, Burnell foi excluída, e quem levou o reconhecimento foram seu supervisor, Antony Hewish, e o astrônomo Martin Ryle. Segundo o portal **IFL Science**, a decisão nunca foi bem aceita pela comunidade astronômica.



Caraterísticas gerais dos pulsares

- Notação: PSR, ascensão reta e declinação.
- 1o Pulsar descoberto pela Jocelyn: PSR 1919+21

A.R. = 19^h19^m, Dec = +21^o

- Maioria com período $P \sim 0,25$ a 2 s, com média de $0,79$ s (mais lento, $P = 11,8$ s, mais rápido, $P = 0,00139$ s)
- Períodos bem definidos, mas aumentam lentamente
 $\dot{P} = dP / dt$ $\dot{P} \sim 10^{-15}$
- Tempo de vida $\sim 10 - 100$ milhões de anos

Distribuição de períodos

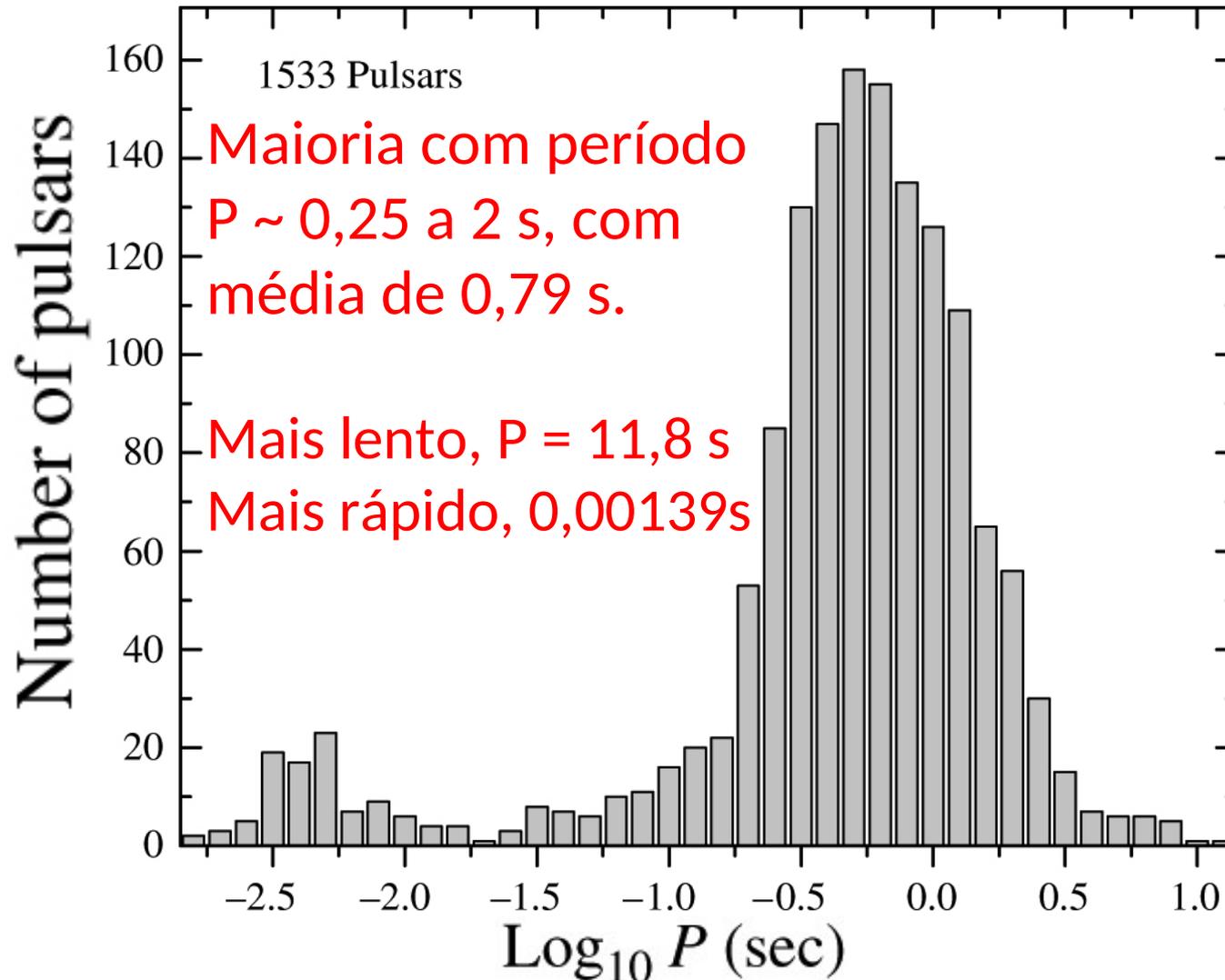


FIGURE 16.14 The distribution of periods for 1533 pulsars. The millisecond pulsars are clearly evident on the left. The average period is about 0.795 s. (Data from Manchester, R. N., Hobbs, G. B., Teoh, A., and Hobbs, M., *A. J.*, 129, 1993, 2005. Data available at <http://www.atnf.csiro.au/research/pulsar/psrcat>.)

Pulsar = estrela pulsante?

No artigo da descoberta (Hewish et al. 1968), foi sugerido que a fonte da radiação observada é uma anã branca ou estrela de nêutrons pulsante, mas **Thomas Gold (1968) mostrou que na verdade a melhor explicação é uma estrela de nêutrons em rotação**

Nature 217, 709 - 713 (24 February 1968)

Observation of a Rapidly Pulsating Radio Source

by

A. HEWISH
S. J. BELL
J. D. H. PILKINGTON
P. F. SCOTT
R. A. COLLINS

Mullard Radio Astronomy Observa
Cavendish Laboratory,
University of Cambridge

Unusual signals from pulsating radio sources have been recorded at the Mullard Radio Astronomy Observatory. The radiation seems to come from local objects within the galaxy, and may be associated with oscillations of white dwarf or neutron stars.

Pulsar = estrela pulsante?

- Períodos de oscilação de anãs brancas são muito longos para a maioria de pulsares: 100 – 1000 s no modo g não-radial, ou segundos no modo radial
- Para estrelas de nêutrons, escalando o período de rotação pela densidade ($1/\sqrt{\rho}$), o período seria 10^4 vezes menor, com oscilações no modo g não-radial de 10^{-2} a 10^{-1} s, ou no modo radial de 10^{-4} s, ambos rápidos demais para os pulsares mais lentos.

→ pulsar não é estrela pulsante

The adiabatic sound speed

$$v_s = \sqrt{\frac{\gamma P}{\rho}}$$

(10.84)

$$v = \omega r$$

$$\omega = \frac{2\pi}{T}$$

hydrostatic equilibrium

$$\frac{dP}{dr} = -\frac{GM_r \rho}{r^2}$$

(obter P para ρ constante e supor $P_{\text{superfície}} = 0$)

$$M_r = \frac{4}{3}\pi r^3 \rho$$

Pulsar = estrela binária?

Considerando 2 estrelas de $1 M_{\odot}$ com período orbital de 0,79 s (P médio dos pulsares), segundo a 3ª lei de Kepler, a separação das estrelas deveria ser de 2×10^6 m (menor que o raio típico de anãs brancas, 6×10^6 m) \rightarrow não pode ser binária de anãs brancas.

- Não pode ser binária de estrelas de nêutrons, pois teríamos radiação gravitacional, com períodos cada vez mais curtos, mas segundo observações o período do pulsar aumenta ao invés de decrescer.

\rightarrow a melhor explicação não é sistema binário

Pulsar = estrela em rotação?

Quão rápido pode rotar uma estrela? O limite é encontrado igualando a aceleração centrípeta e gravitacional no equador:

$$\omega_{\max}^2 R = G \frac{M}{R^2},$$

O mínimo período de rotação será: $P_{\min} = 2\pi / \omega_{\max}$

$$P_{\min} = 2\pi \sqrt{\frac{R^3}{GM}}$$

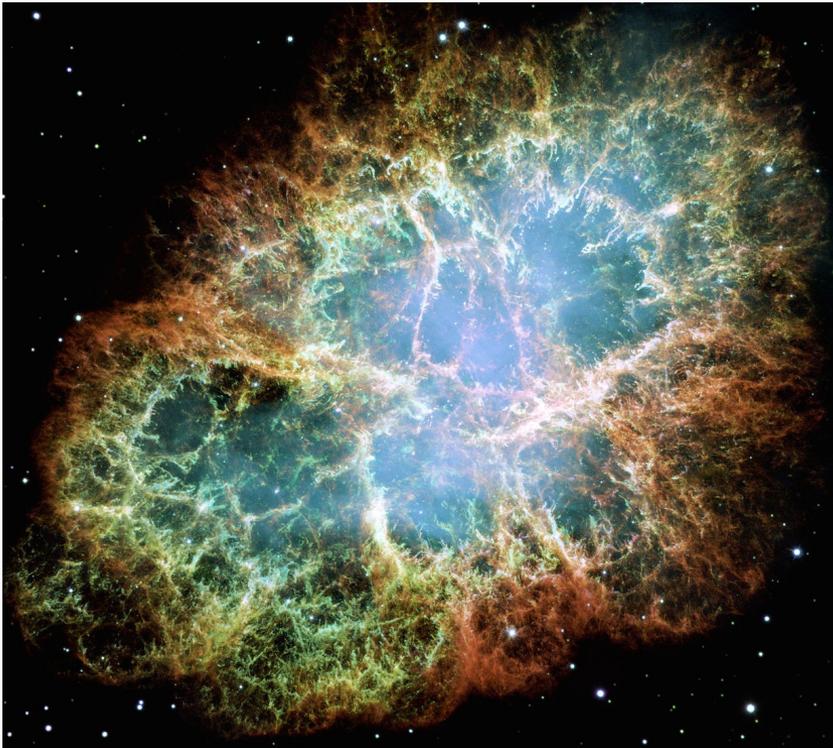
Para o raio de Sirius B, $P_{\min} \sim 7$, (muito longo), mas para estrela de nêutrons de $1,4 M_{\odot}$, $P_{\min} \sim 5 \times 10^{-4}$ s.

É período mínimo → **estrela de nêutrons em rotação pode explicar os períodos observados nos pulsares**

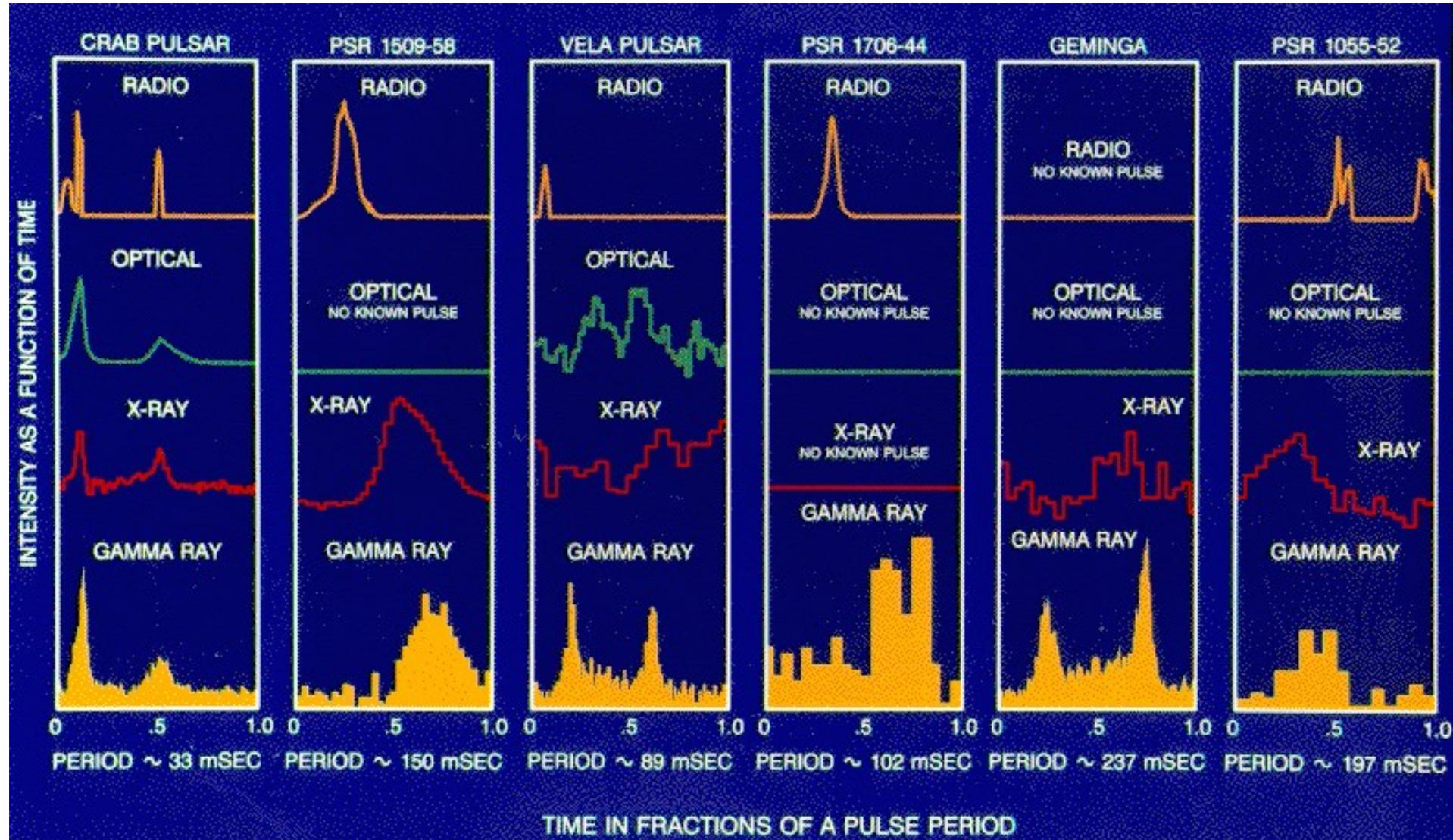
Pulsares como estrelas de nêutrons em rotação

A visão que pulsares são estrelas de nêutrons em rotação foi reforçada em 1968, com a descoberta de pulsares nos remanescentes supernova do Caranguejo e Vela.

Além disso, o pulsar do Caranguejo tem um período de apenas 0,033s. Se fosse anã branca → desintegraria.



Algumas estrelas de nêutrons apresentam “pulsos” também em outras regiões do espectro



O Pulsar do caranguejo no óptico.
Período de 0,033 s.

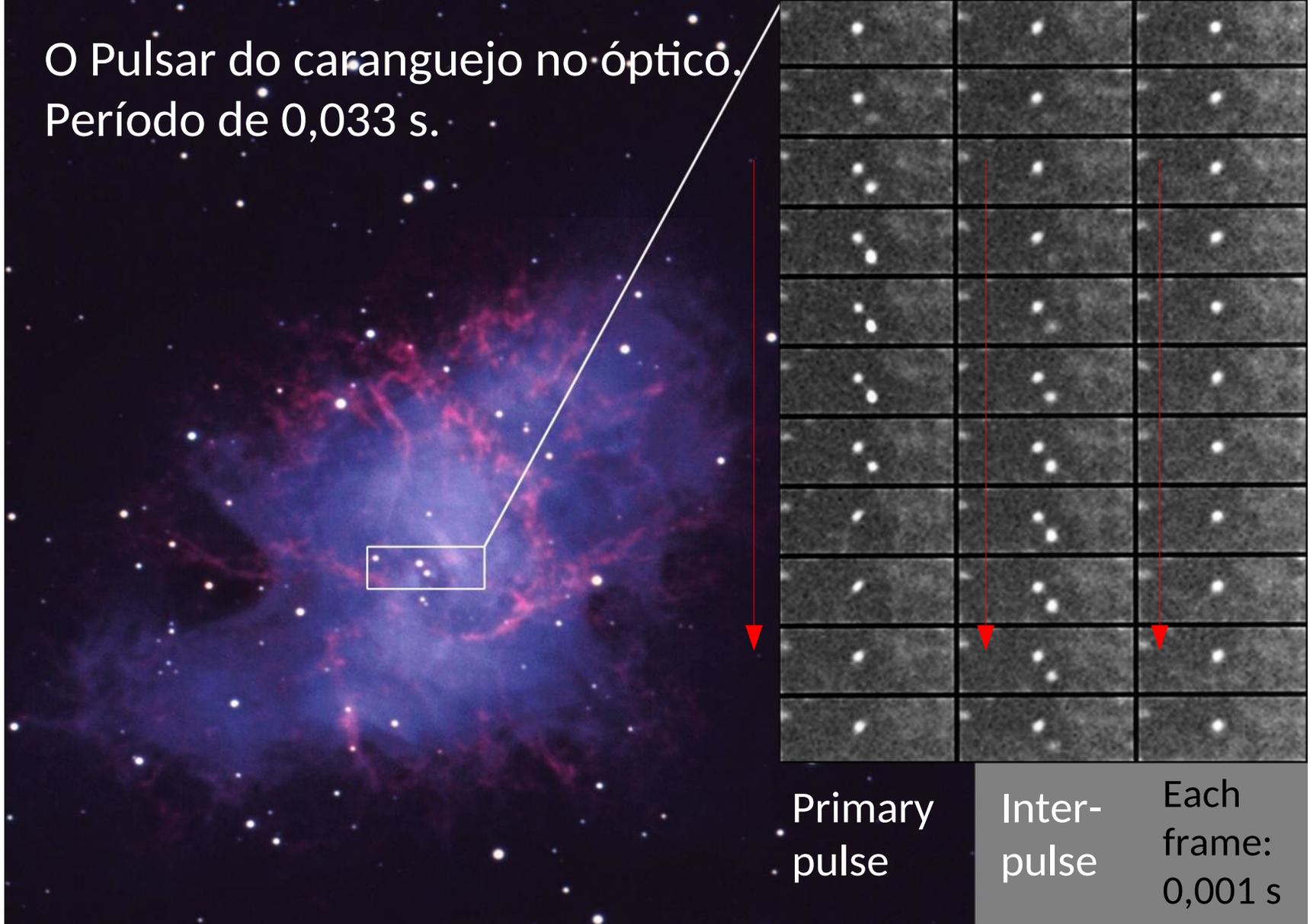


FIGURE 16.15 A sequence of images showing the flashes at visible wavelengths from the Crab pulsar, located at the center of the Crab Nebula (left). A foreground star can be seen as the constant point of light above and to the left of the Crab pulsar. (Courtesy of National Optical Astronomy Observatories.)

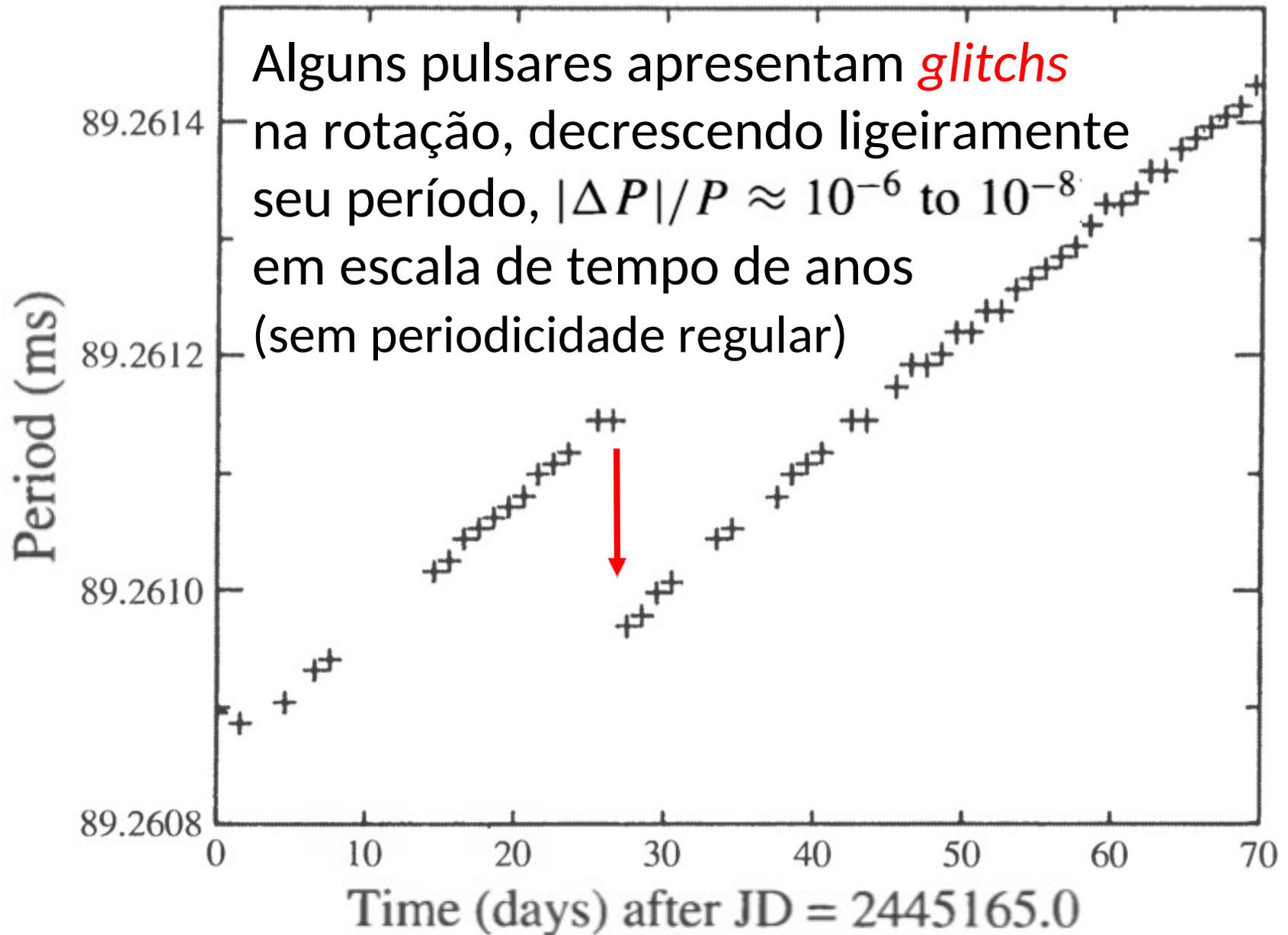
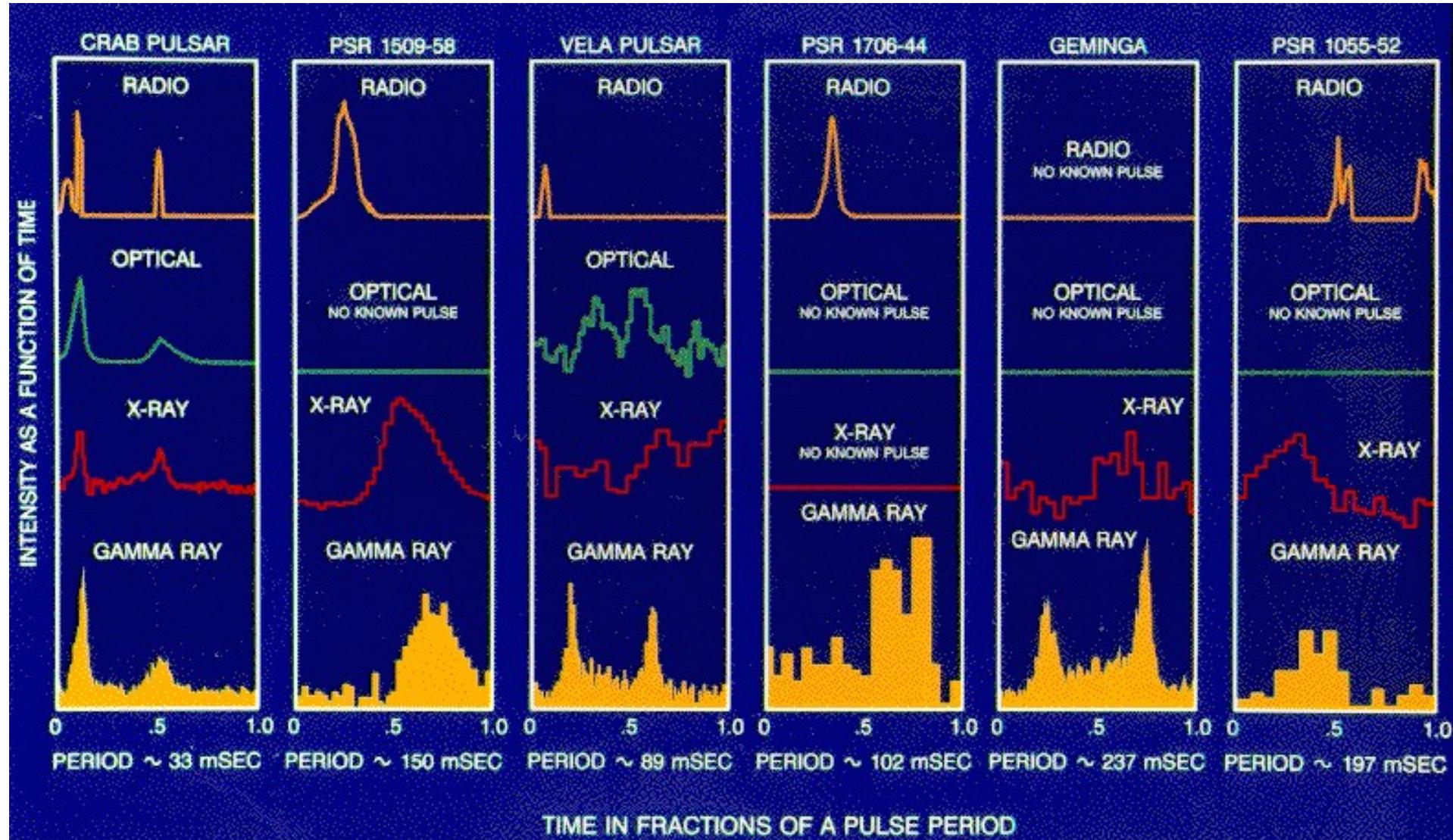


FIGURE 16.16 A glitch in the Vela pulsar. (Figure adapted from McCulloch et al., *Aust. J. Phys.*, 40, 725, 1987.)

Geminga. É o pulsar mais próximo (90 pc). $P = 0,237s$,
porem aparentemente sem pulsar em rádio.



Na verdade,
segundo
descoberta de
1997, Geminga
apresenta pulsos
em rádio, porém
são fracos e em
baixas frequências
(102,5 MHz)

Nature **389**, 697-699 (16 October 1997) | doi:10.1038/39530; Received August 1997

Detection of Geminga as a radio pulsar

V. M. Malofeev¹ & O. I. Malov¹

1. Pushchino Radio Astronomy Observatory, Astro Space Center, P. N. Lebedev Physical Institute, Puschino, 142292 Moscow Reg, Russia

Correspondence to: V. M. Malofeev¹ Correspondence and requests for materials should be addressed to V.M.M. (e-mail: malofeev@prao.psn.ru).

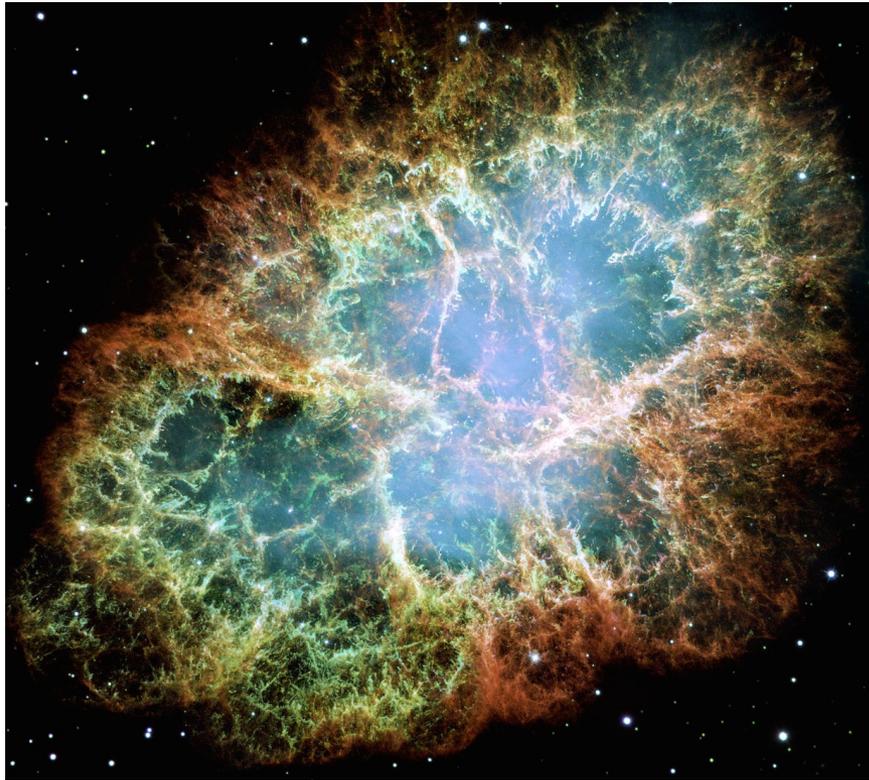
Geminga was discovered as a strong γ -ray source in the constellation Gemini over two decades ago^{1,2}, and was later detected at X-ray³ and optical⁴ wavelengths. X-ray pulsations⁵ with a period of 237 ms established that it is a rotating neutron star. Although γ -ray pulses were subsequently discovered (once the period was known) in archived data⁶, no evidence for radio emission (either continuum or pulsed) was found; in this respect, Geminga is different from every other neutron star with pulsed emission. Here we report the detection of pulsed 102.5-MHz radio emission from Geminga, with a period of 237 ms. The flux density varies within the range 5–500 mJy and the pulse width varies between 10 and 80 ms. The small dispersion measure (2.9 ± 0.5 pc cm⁻³) confirms Geminga's proximity to the Sun and establishes it as the weakest known radio pulsar. This observation poses a considerable challenge for pulsar emission models, which must now be able to explain the exceptional contrast between the strength of the γ -ray and radio emission from this object.

▲ Top

Origem do pulsar como estrela de nêutrons da supernova de colapso do núcleo de estrela massiva

- A maioria de estrelas forma parte de sistemas múltiplos, mas poucos pulsares binários são conhecidos
- Pulsares se movimentam a altíssimas velocidades (1000 km/s) → devem ter sido ejetados
- Provavelmente a explosão supernova não é perfeitamente simétrica, ejetando a estrela de nêutrons do seu sistema binário

Qual a fonte de energia?

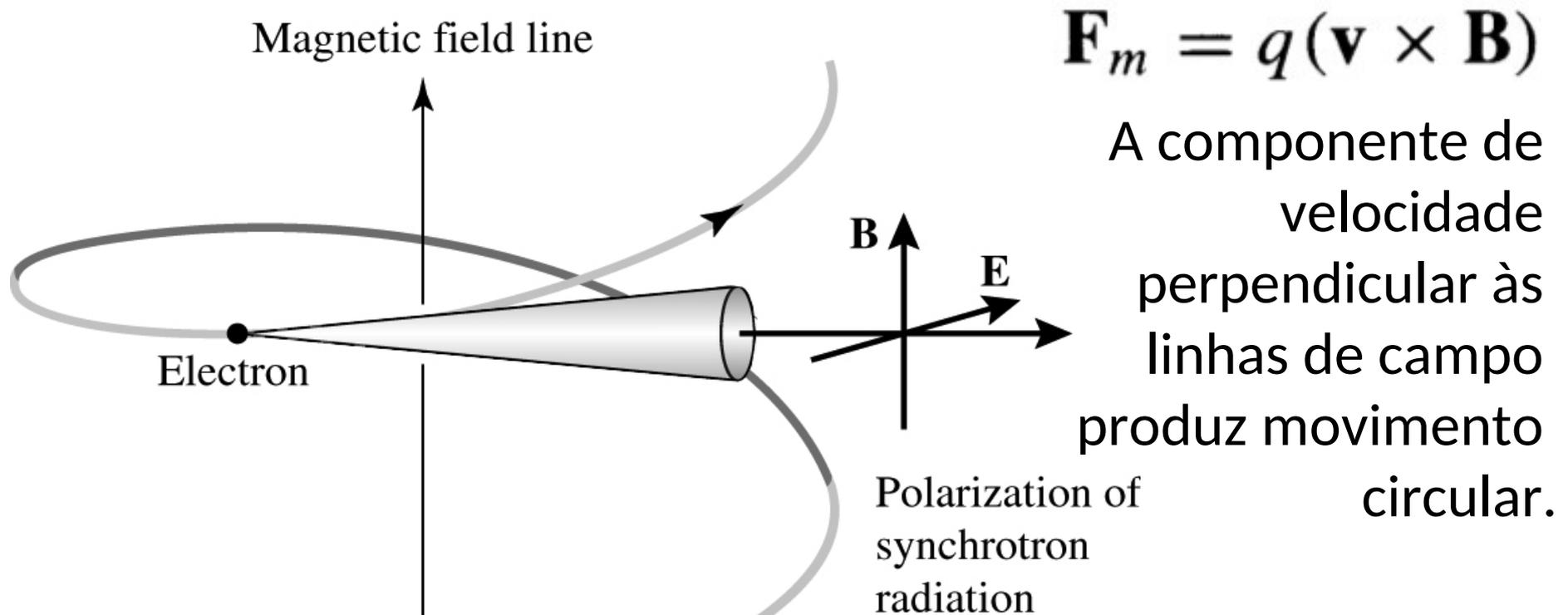


O Remanescente de Caranguejo é da SN 1054. No entanto, se usarmos a taxa atual de expansão, a nebulosa converge em um ponto há 90 anos. Ou seja, a razão inicial de expansão deve ter sido bem menor, e atualmente deve ter uma expansão acelerada.

1953, astrônomo russo I. Shklovsky:

Fonte da luz visível é devida a radiação síncrotron

Radiação síncrotron

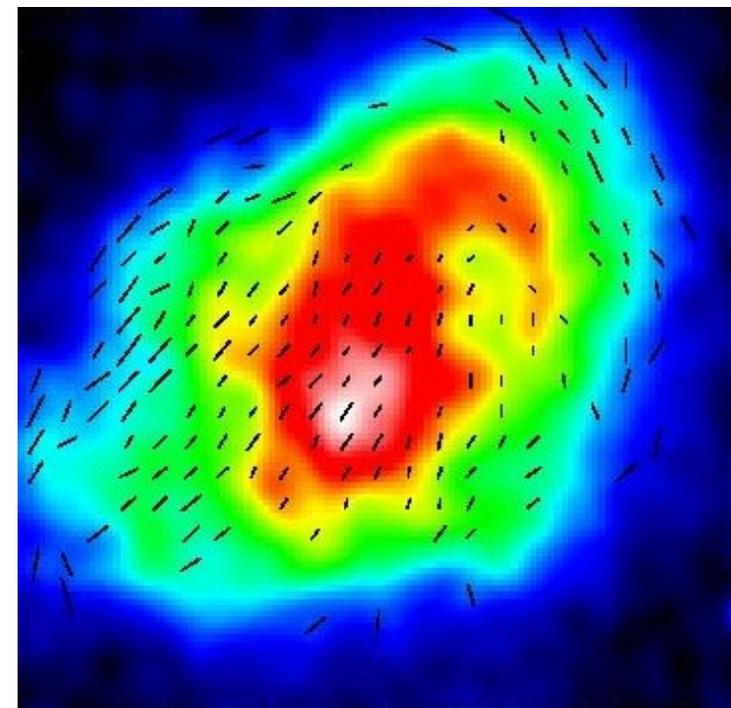


Elétrons relativistas seguem linhas curvas → emissão de radiação, chamada síncrotron ou de curvatura, dependendo se o movimento é predominantemente circular ou ao longo das linhas de campo, respectivamente

FIGURE 16.17 Synchrotron radiation emitted by a relativistic electron as it spirals around a magnetic field line.

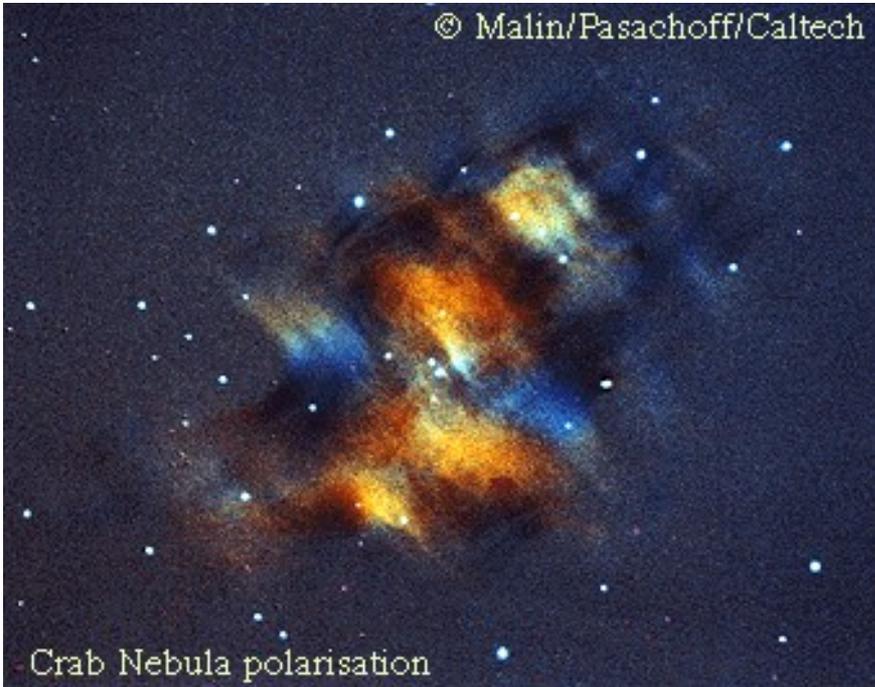
Previsão do Shklovsky: radiação do Caranguejo é polarizada.

Observações da nebulosa mostram de fato luz polarizada



Polarization in radio.

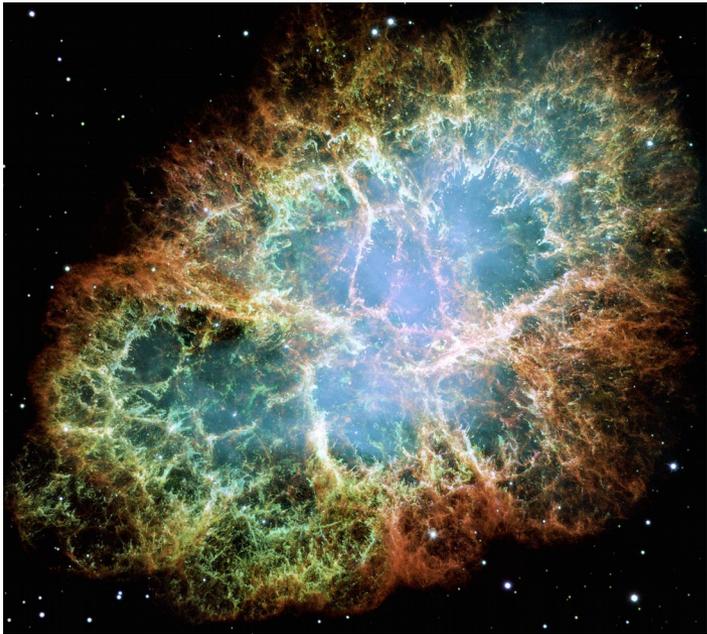
The picture above was taken by the SCUBA (Submillimetre Common User Bolometer Array) Polarimeter instrument on the James Clark Maxwell telescope (JCMT) in Hawaii. The colors indicate the brightness of the total light received from the nebula (red/white = bright; blue/black = dark). The arrows on the image indicate the direction of the polarized light and amount of polarized light (longer arrows signify more polarized light). As one can see the light tends to be polarized in a diagonal direction.



Polarization of the Crab in the optical credit: Hale 5 Meter Telescope

© AATB, Caltech, David Malin, Jay Pasachoff

Qual a fonte de energia?



A presença de radiação síncrotron sugere campos magnéticos de 10^{-7} T, porém o campo magnético inicial já devia ter sido diluído pela expansão da nebulosa. Também, os e^- já deviam ter perdido energia em ~ 100 anos.

A energia total requerida para a expansão acelerada da nebulosa, os elétrons altamente energéticos, e a presença de campo magnético de 10^{-7} T, implica em potência total de 5×10^{31} W, ou seja $> 10^5 L_{\odot}$.

A fonte de energia é a estrela de nêutrons em rotação no coração da nebulosa, que tem imensa energia cinética rotacional:

$$K = \frac{1}{2} I \omega^2 = \frac{2\pi^2 I}{P^2}.$$

Podemos estimar a perda de energia pela derivada:

$$\frac{dK}{dt} = -\frac{4\pi^2 I \dot{P}}{P^3}$$

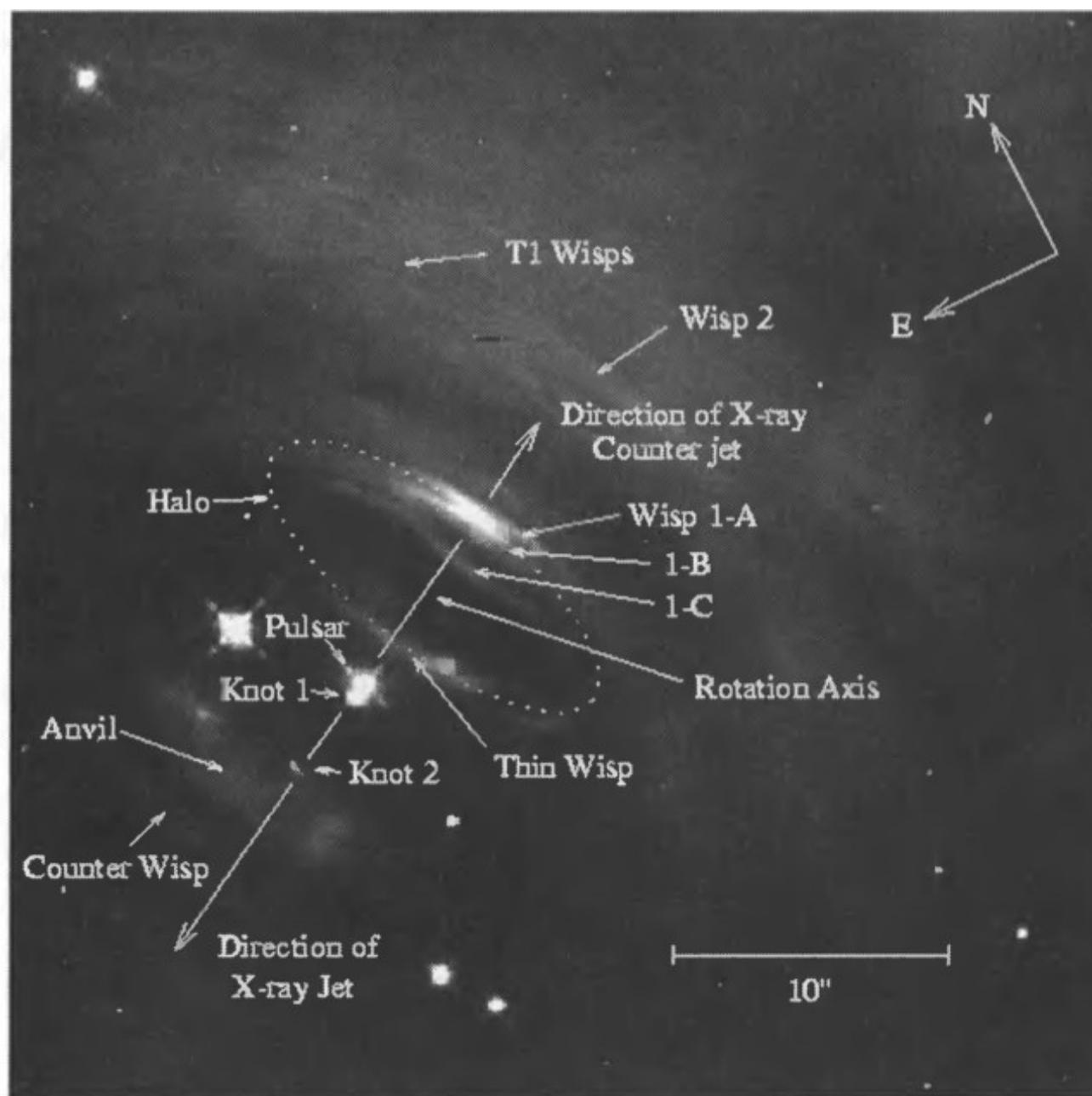
Exemplo 16.7.1. Estimar a perda de energia do pulsar.

Supondo esfera uniforme de $R = 10 \text{ km}$ e $M = 1,4M_{\odot}$:

$$I = \frac{2}{5} M R^2 = 1.1 \times 10^{38} \text{ kg m}^2$$

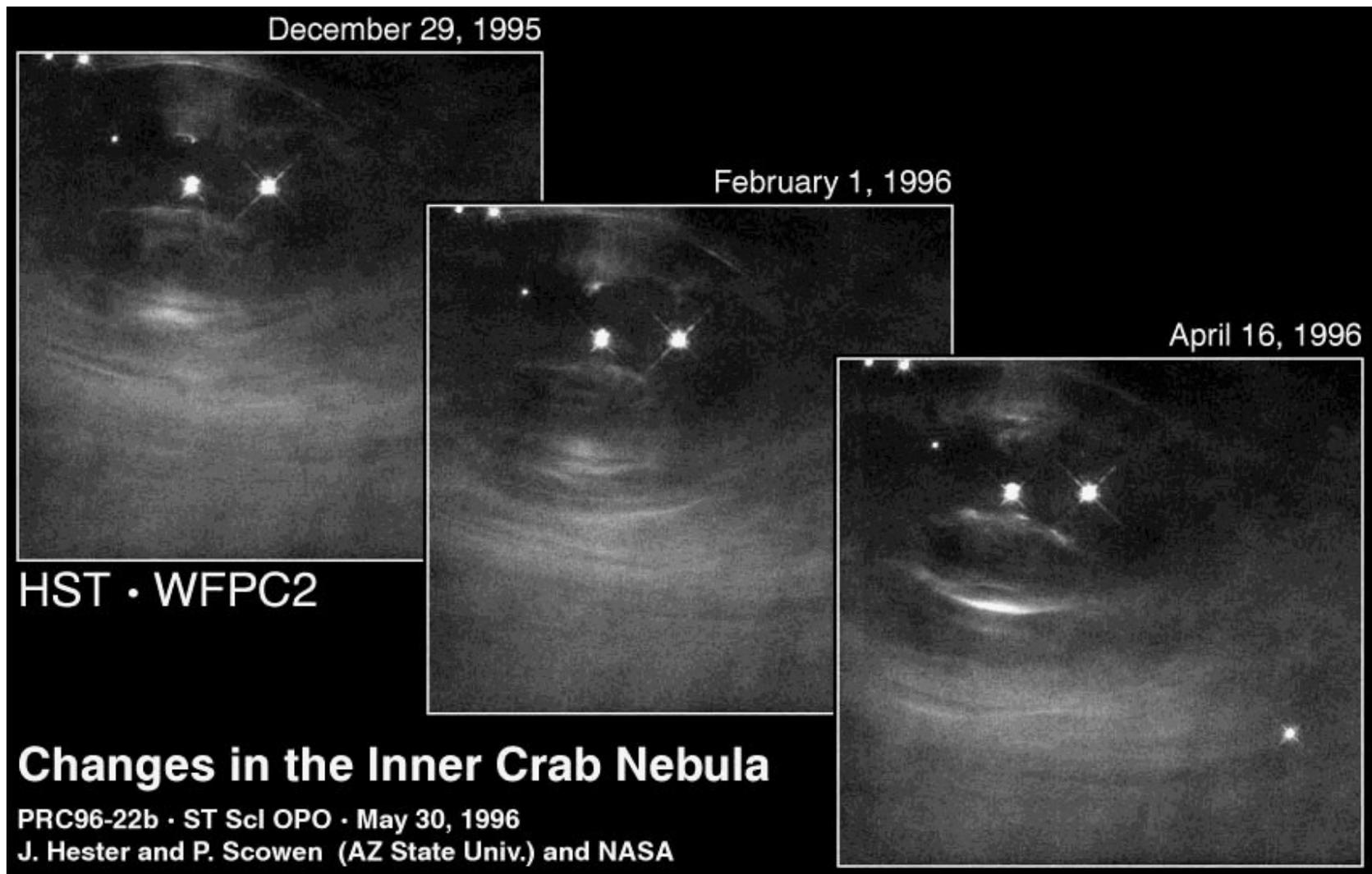
Para o Caranguejo:

$$P = 0.0333 \text{ s and } \dot{P} = 4.21 \times 10^{-13} \rightarrow dK/dt = 5 \times 10^{31} \text{ W}$$



A imagem mostra diversas estruturas devido à interação da estrela de nêutrons com a nebulosa do caranguejo. Algumas estruturas *wisps* (“fios”) parecem ter velocidades relativísticas (0,35 a 0,5c).

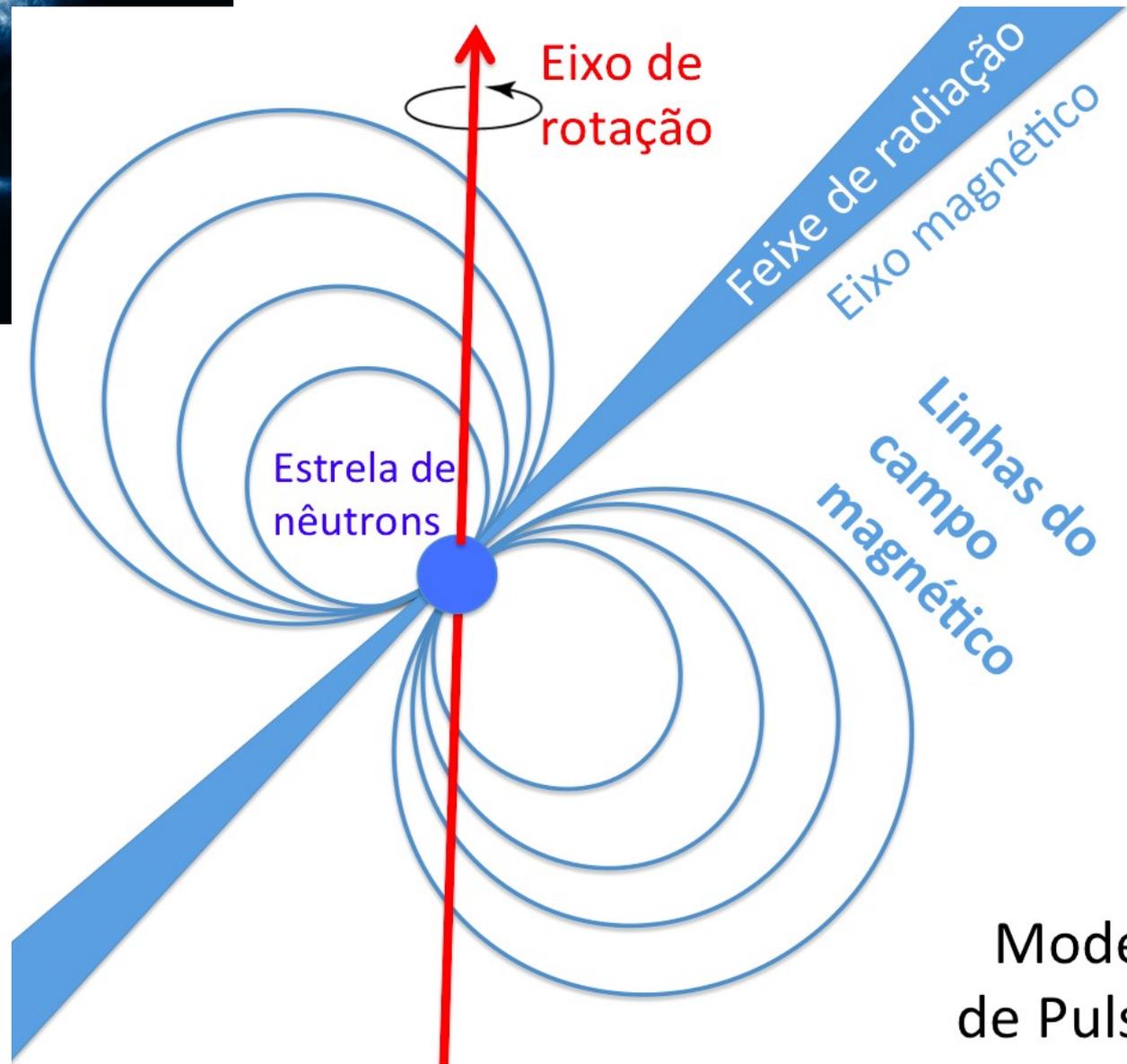
FIGURE 16.18 An HST image of the immediate surroundings of the Crab pulsar. (Figure from Hester et al., *Ap. J.*, 448, 240, 1995.)



The 3 pictures show dramatic changes in the central regions of the nebula. These include wispy-like structures that move outward away from the pulsar at half the speed of light, as well as a mysterious "halo" which remains stationary, but grows brighter then fainter over time. Also seen are the effects of two polar jets that move out along the rotation axis of the pulsar. The most dynamic feature seen – a small knot that "dances around" so much that astronomers have been calling it a "sprite" – is actually a shock front in one of these polar jets.

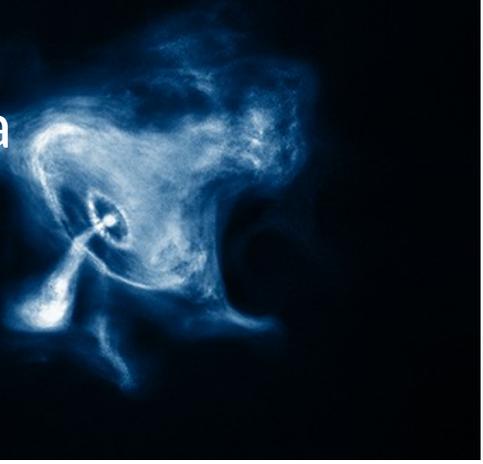
X-rays
Chandra

Inner Crab Nebula



Modelo
de Pulsar

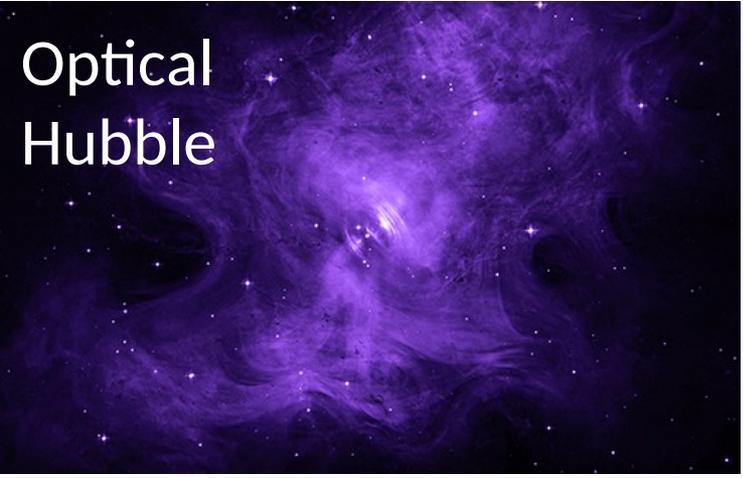
X-rays
Chandra



Composite



Optical
Hubble



Infrared
Spitzer



Crab
Nebula

Distribuição dos pulsares

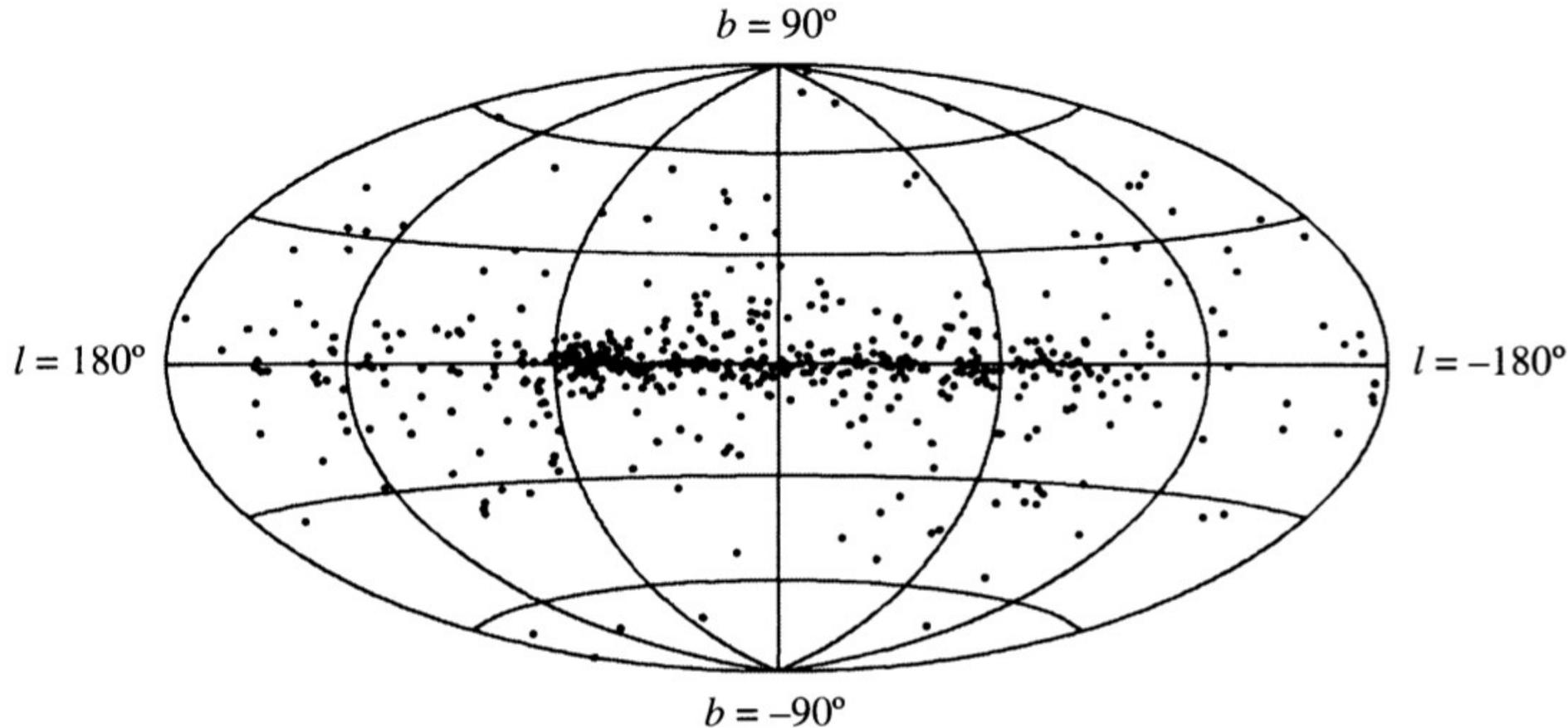
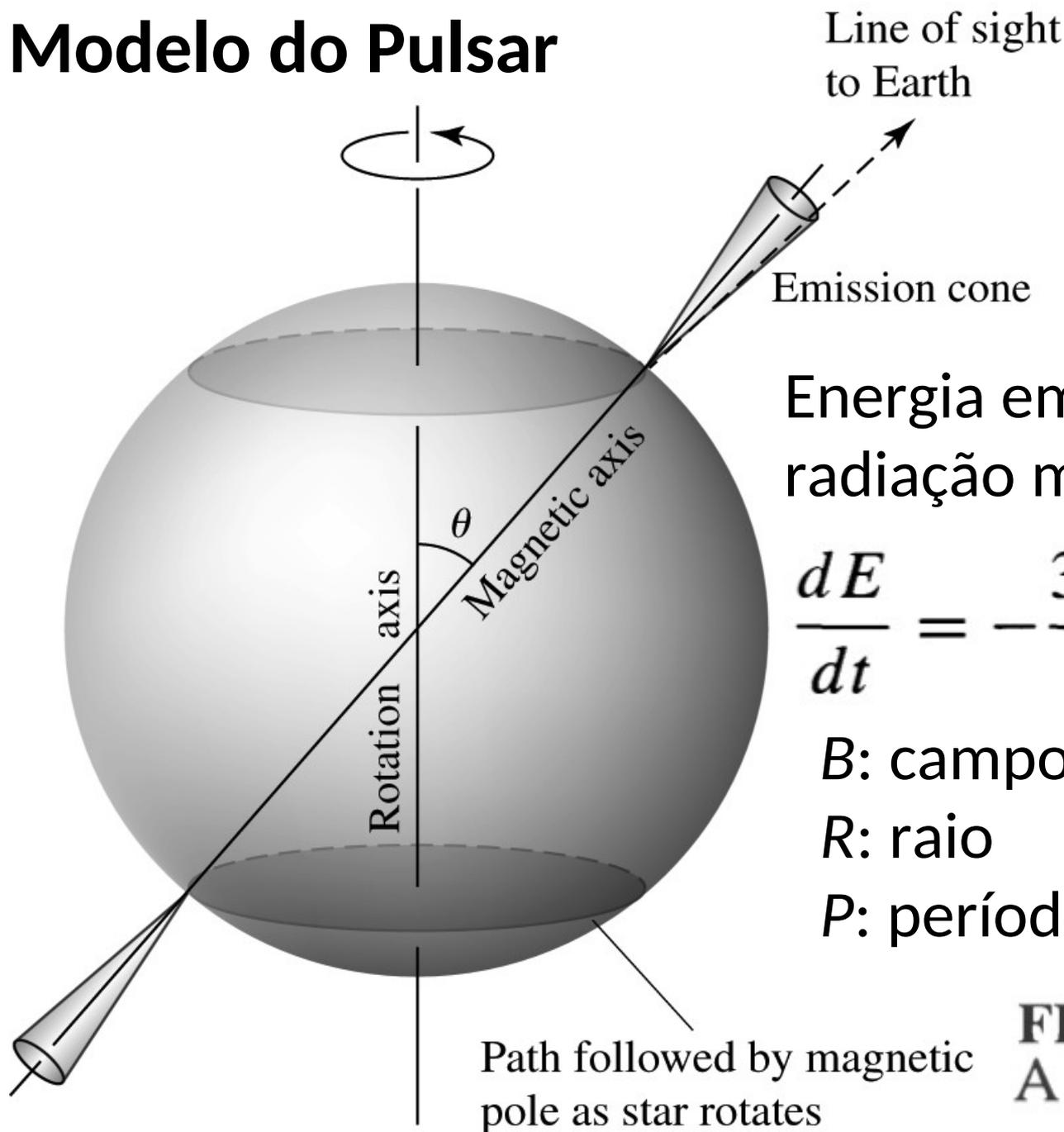


FIGURE 16.21 Distribution of 558 pulsars in galactic coordinates, with the center of the Milky Way in the middle. The clump of pulsars at $\ell = 60^\circ$ is a selection effect due to the fixed orientation of the Arecibo radio telescope. (Figure from Taylor, Manchester, and Lyne, *Ap. J. Suppl.*, 88, 529, 1993.)

Modelo do Pulsar



Energia emitida pela radiação magnética dipolar:

$$\frac{dE}{dt} = - \frac{32\pi^5 B^2 R^6 \sin^2 \theta}{3\mu_0 c^3 P^4}$$

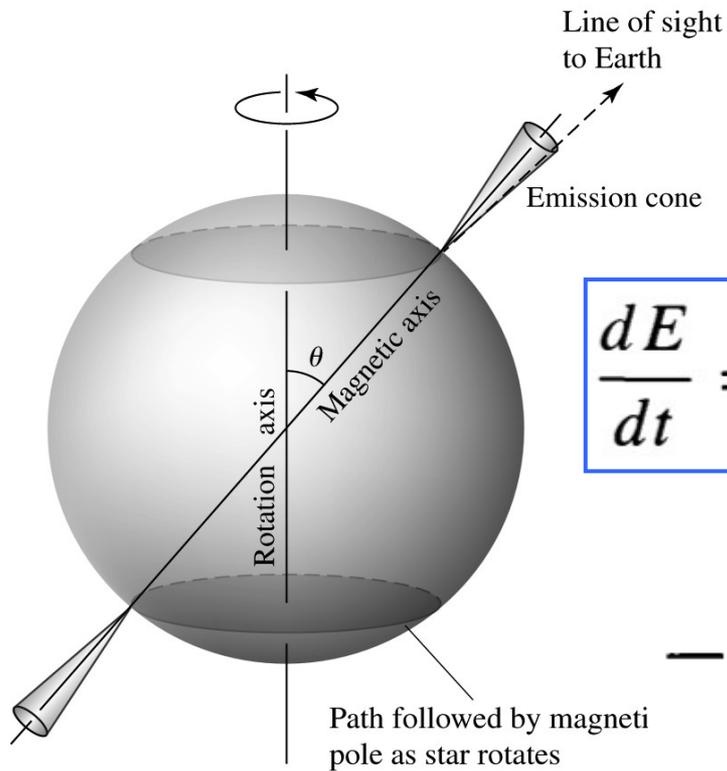
B : campo magnético

R : raio

P : período

FIGURE 16.25
A basic pulsar model.

Modelo do Pulsar



Se a **energia rotacional** é perdida pela **radiação magnética dipolar**
 $\rightarrow dE/dt = dK/dt$

$$\frac{dE}{dt} = -\frac{32\pi^5 B^2 R^6 \sin^2 \theta}{3\mu_0 c^3 P^4}$$

$$\frac{dK}{dt} = -\frac{4\pi^2 I \dot{P}}{P^3}$$

$$-\frac{32\pi^5 B^2 R^6 \sin^2 \theta}{3\mu_0 c^3 P^4} = -\frac{4\pi^2 I \dot{P}}{P^3}$$

Podemos obter então o campo magnético:

$$B = \frac{1}{2\pi R^3 \sin \theta} \sqrt{\frac{3\mu_0 c^3 I P \dot{P}}{2\pi}}$$

Example 16.7.2. We will estimate the magnetic field strength at the poles of the Crab pulsar (PSR 0531-21), with $P = 0.0333$ s and $\dot{P} = 4.21 \times 10^{-13}$. Assuming that $\theta = 90^\circ$, Eq. (16.33) then gives a value of 8.0×10^8 T. As we have seen, the Crab pulsar is interacting with the dust and gas in the surrounding nebula, so there are other torques that contribute to slowing down the pulsar's spin. This value of B is therefore an overestimate; the accepted value of the Crab pulsar's magnetic field is 4×10^8 T.³⁸ Values of B around 10^8 T are typical for most pulsars.

Exemplo 16.7.2. Estimar o campo magnético do pulsar do Caranguejo. Usando a formula obtida e os dados de $P = 0,033$ s e $dP/dt = 4,21 \times 10^{-13}$, obtemos:
 $B = 8 \times 10^8$ T, que é da mesma ordem de grandeza que o campo magnético da maioria de pulsares.

$$B = \frac{1}{2\pi R^3 \sin \theta} \sqrt{\frac{3\mu_0 c^3 I P \dot{P}}{2\pi}}$$