

AGA 293

# **16 - Remanescentes degenerados de Estrelas**

16,6 Estrelas de nêutrons

16,7 Pulsares

Jorge Meléndez

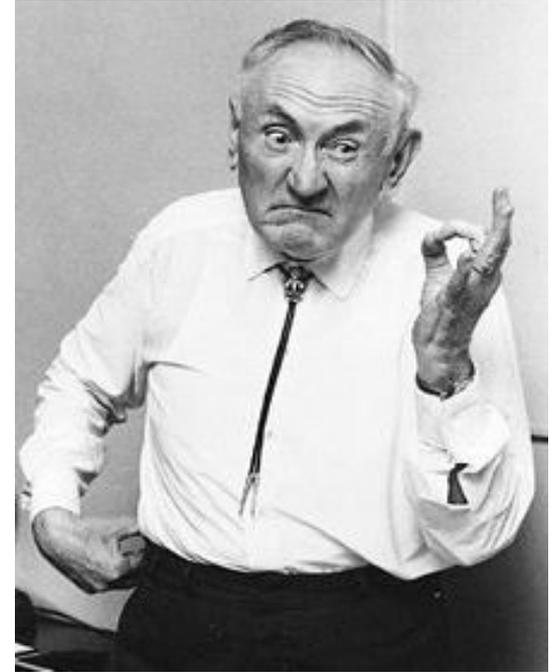
# Estrelas de nêutrons



Fritz Zwicky



Walter Baade



Fritz Zwicky

Em dez/1933, menos de 2 anos após a descoberta dos nêutrons, Zwicky e Baade propuseram que a 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 ( $> 9 M_{\text{Sol}}$ ), com massas acima de  $M_{\text{Ch}}$ .

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

Estimativa do raio similar ao caso da anã branca:

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

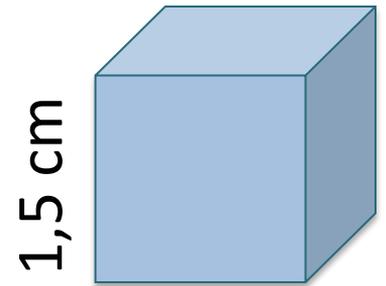
Para massa de estrela de nêutrons  $M_{\text{ns}} = 1,4 M_{\text{Sol}}$ , obtemos raio de 4400 m, muito pequeno por um fator de 3. Raio de estrelas de nêutrons de 10 a 15 km.

# Densidade da estrela de nêutrons

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

→ Nêutrons estão quase se “tocando”.

Na densidade de uma estrela de nêutrons, toda a humanidade poderia caber em um cubo de lado 1,5cm



Para estrela de nêutrons de  $1,4 M_{\text{Sol}}$ , a gravidade superficial  $g = 1,86 \times 10^{12} \text{ m s}^{-2}$ , 190 bilhões de vezes maior a  $g$  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  $m$ ?**

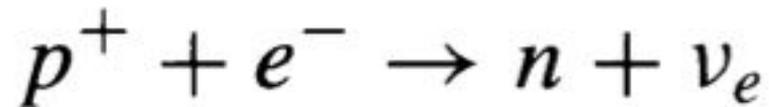
$$\frac{GM_{\text{ns}}m/R_{\text{ns}}}{mc^2} = 0.207$$

**→ Relatividade precisa ser considerada**

# A equação de estado

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

Se  $\rho \sim 10^{10} \text{ kg m}^{-3} \rightarrow$  captura de elétrons:



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

Se  $\rho \sim 10^{12} \text{ kg m}^{-3} \rightarrow$  prótons de Fe-56 pode capturar elétrons. Para densidades maiores  $\rightarrow$  neutronização



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

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

O Fluido de nêutrons livres não tem viscosidade pois nêutrons podem se agrupar em pares  $\rightarrow$  bósons  $\rightarrow$  não são afetados pelo princípio de exclusão (que afeta férmions)  $\rightarrow$  todos os nêutrons agrupados podem ficar no estado de menor energia  $\rightarrow$  não perdem energia. **Os nêutrons agrupados em pares formam um superfluido.**

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

Quando  $\rho$  se aproxima da densidade nuclear  $\rightarrow$  núcleos se dissolvem. Prótons também podem se agrupar em pares, formando superfluido.

Para densidades maiores ( $\sim 2 \times 10^{17} \text{ kg m}^{-3}$ ), a razão nêutrons:prótons:elétrons se aproxima de 8:1:1 (equilíbrio de captura de  $e^-$  e decaimento  $\beta$ ).

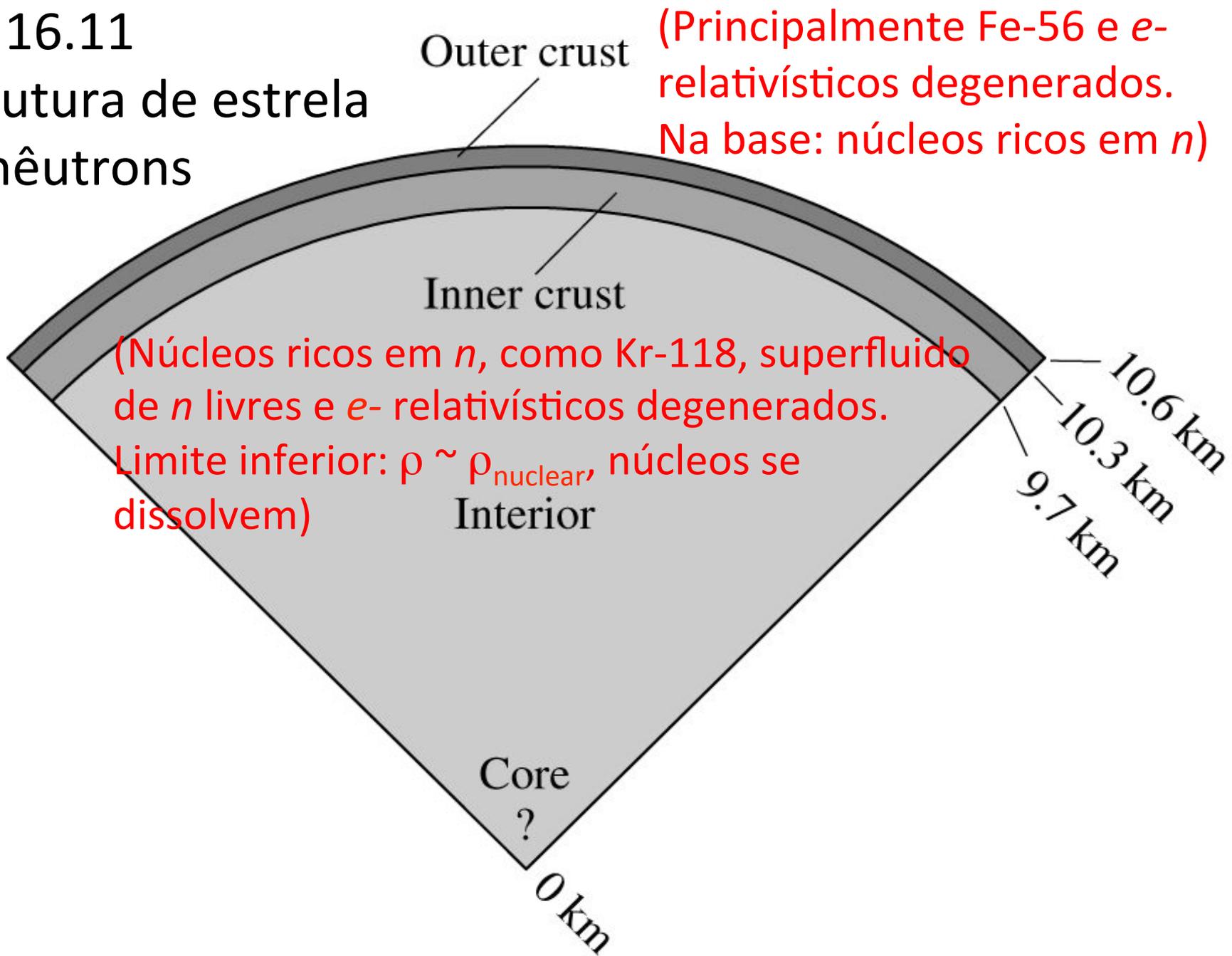
Para  $\rho >$  densidade nuclear, comportamento não é bem entendido.

Tab. 16.1  
Composição  
do material da  
estrela de  
nêutrons.

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

Fig. 16.11

Estrutura de estrela de nêutrons



# 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:  $I = \frac{2}{5}MR^2$

Podemos escrever:  $I = CMR^2$

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

$$I_i\omega_i = I_f\omega_f$$

$$CM_iR_i^2\omega_i = CM_fR_f^2\omega_f$$

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

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

Conservação do fluxo magnético:

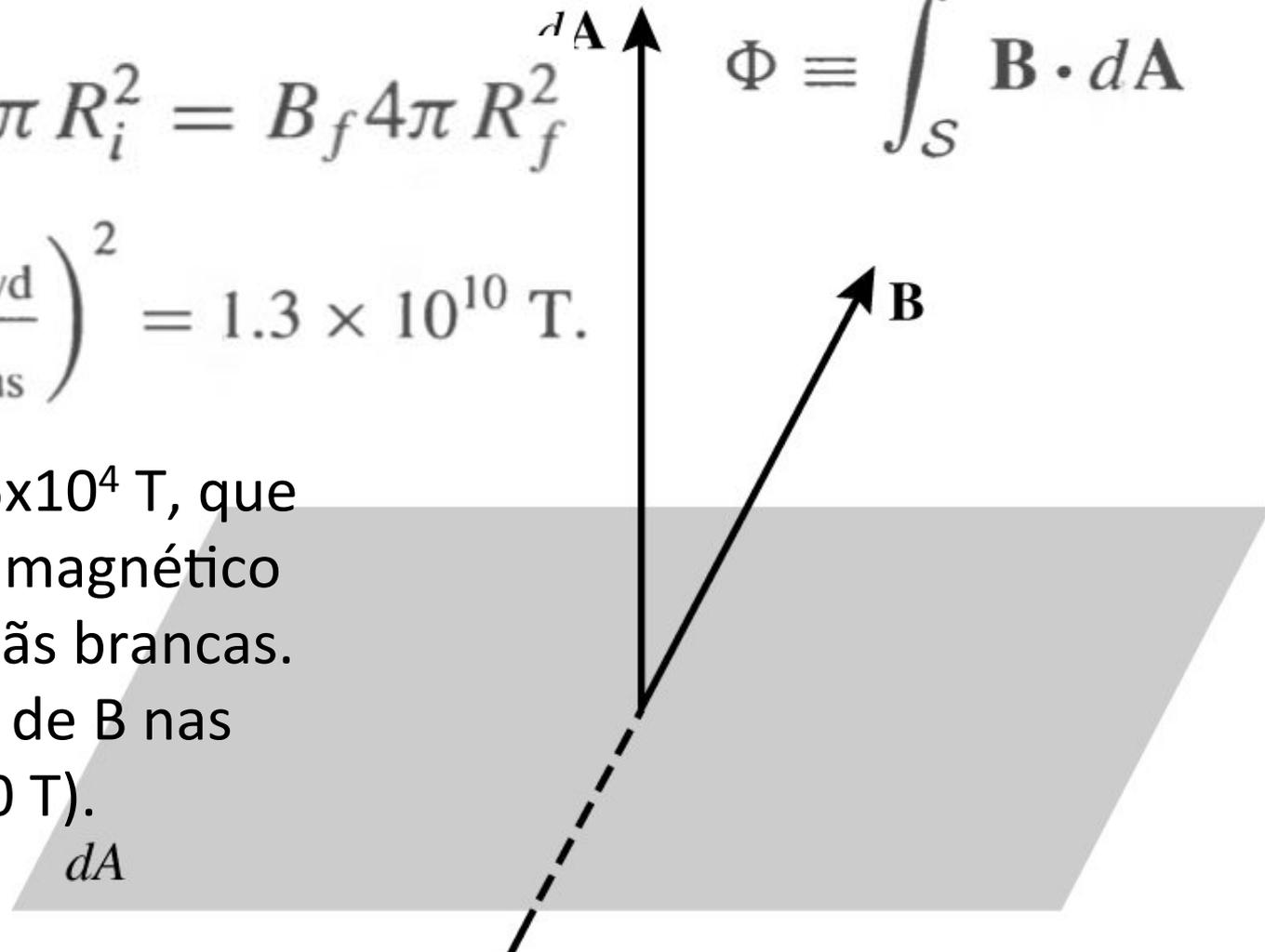
$$B_i 4\pi R_i^2 = B_f 4\pi R_f^2$$

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

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  $\sim 10 \text{ T}$ ).

Fluxo magnético:

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

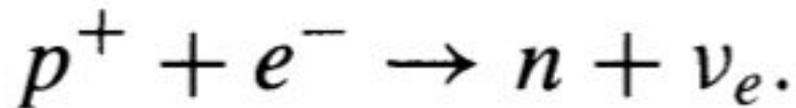
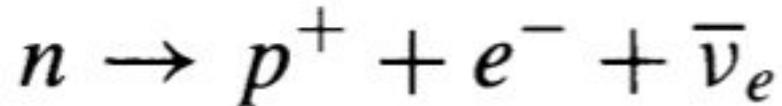


**FIGURE 16.12** Magnetic flux,  $d\Phi = \mathbf{B} \cdot d\mathbf{A}$ , through an element of surface area  $d\mathbf{A}$ .

# Temperatura de estrelas de nêutrons

A estrela de nêutrons nasce muito quente,  $T \sim 10^{11}\text{K}$ .

No primeiro dia resfria até  $T \sim 10^9\text{K}$ , emitindo neutrinos pelo Processo URCA (Mário Schenberg [George Gamov]):



Outros processos de neutrinos continuam a resfriar a estrela por aprox. um milênio, depois o resfriamento 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 aproximadamente  $10^6$  K. A estrela de nêutrons resfria a um raio quase constante. A 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:

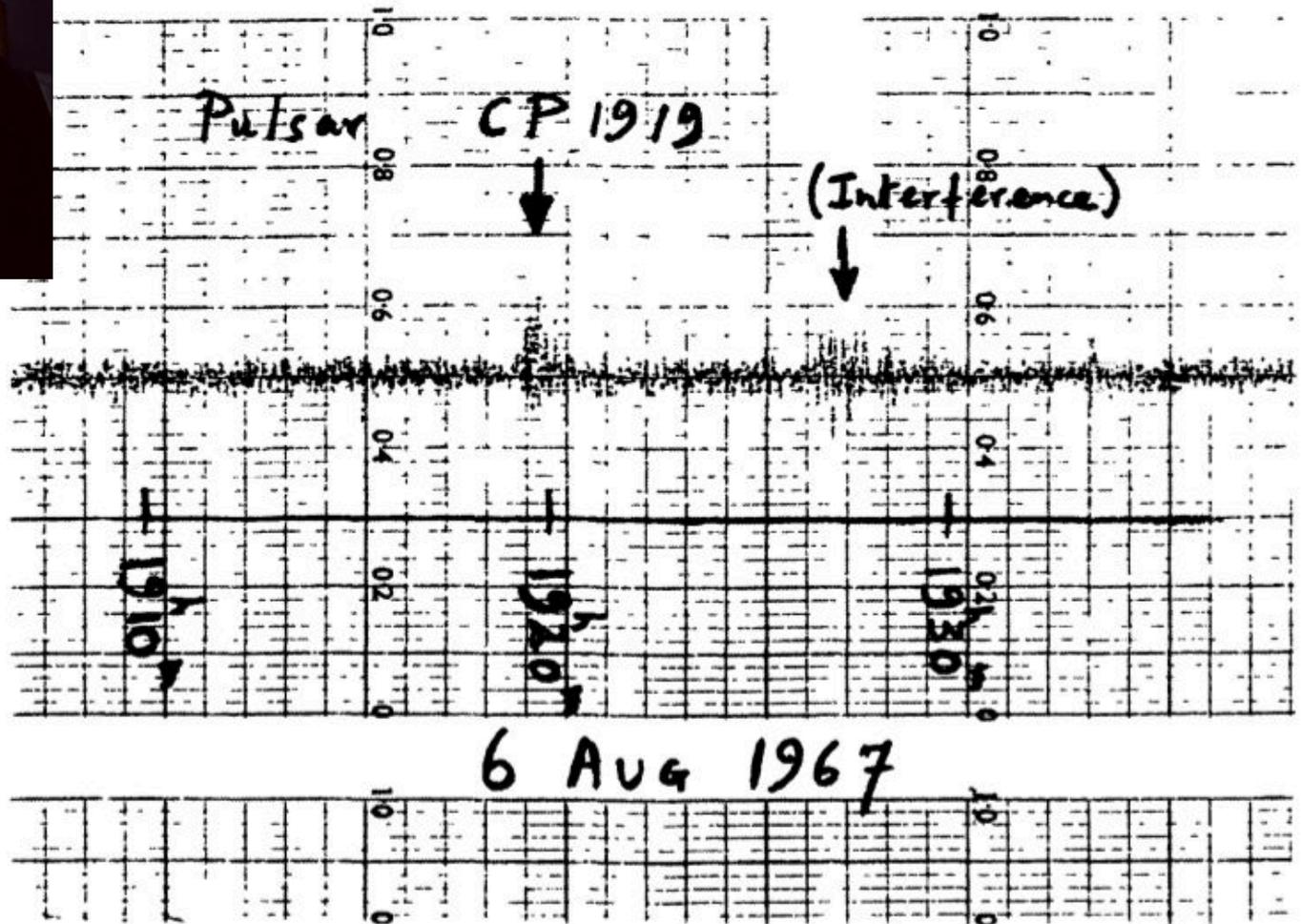
$$\lambda_{\text{max}} = \frac{(500 \text{ nm})(5800 \text{ K})}{T} = 2.9 \text{ nm.}$$

# 16.7 Pulsares



Jocelyn Bell  
(1943 - )

Em julho  
1967: fonte  
periódica



**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

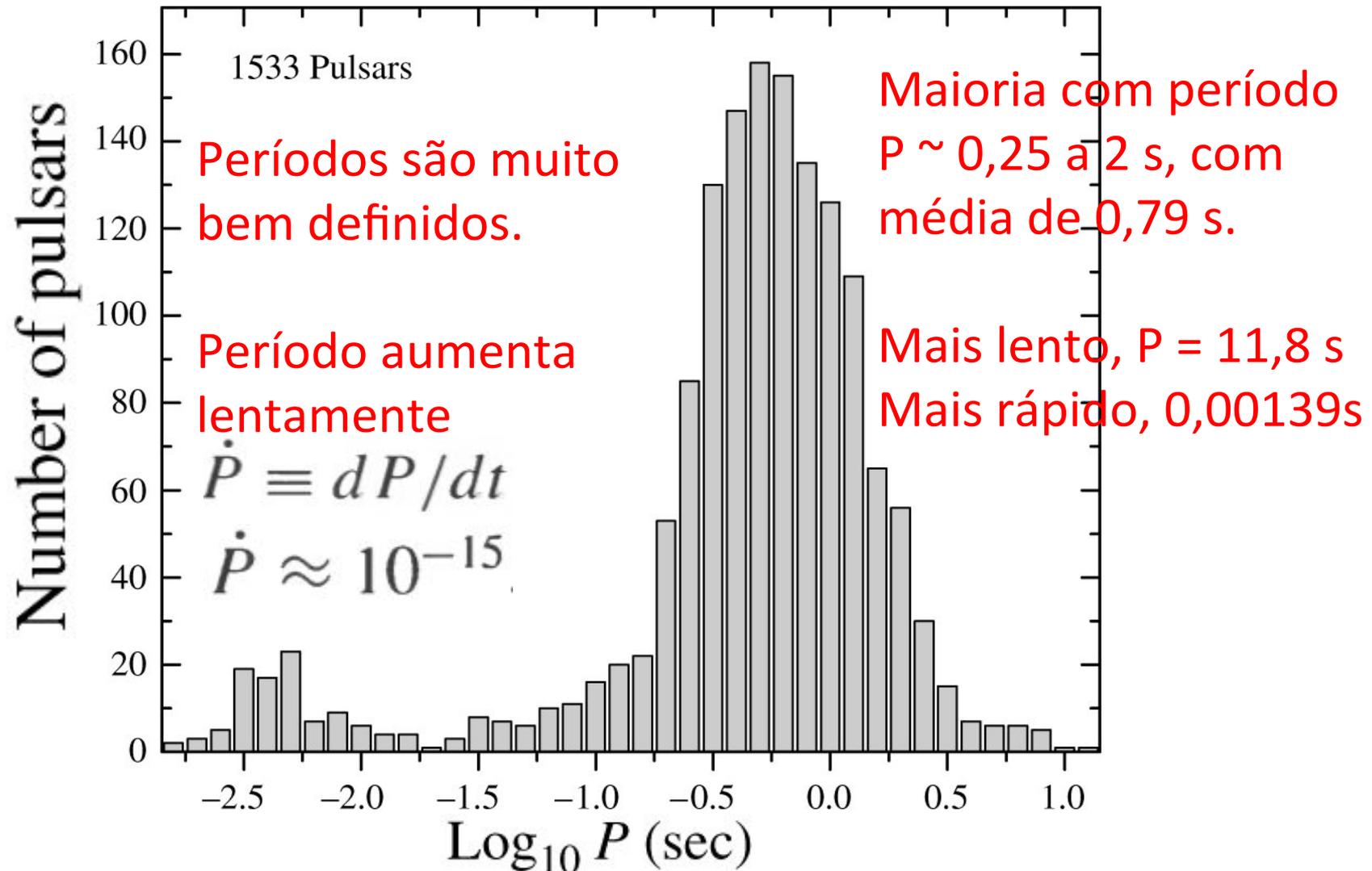
Jocelyn Bell  
(1943 - )

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

**Descoberta de Pulsares:**  
**Nobel Física 1974 para Antony Hewish**



# Caraterística gerais dos pulsares



**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, foi sugerido que a fonte da radiação observada é uma anã branca ou estrela de nêutrons pulsante. **Thomas Gould 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 Observatory,  
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?

- Período de oscilação de uma anã branca é de 100 a 1000 s no modo  $g$  não-radial, ou de alguns segundos no modo radial, ambos muito longos para explicar os pulsares.
- 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.  
  
→ a melhor explicação para o pulsar não é uma estrela pulsante

# Pulsar = estrela binária?

- Considerando 2 estrelas de 1 massa solar com período orbital de 0,79 s ( $P$  médio dos pulsares), segundo a 3ª lei de Kepler, a separação entre as estrelas deveria ser de apenas  $1,6 \times 10^6$  m, isto é menor que o raio da anã branca Sirius B ( $5,5 \times 10^6$  m) → não pode ser binária de anãs brancas.
- Não pode ser binária de estrelas nêutrons, pois de acordo com a teoria da relatividade, teríamos radiação gravitacional, com períodos cada vez mais curtos, mas segundo observações o período do pulsar aumenta ao invés de decrescer.  
→ 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:  $P_{\min} = 2\pi / \omega_{\max}$

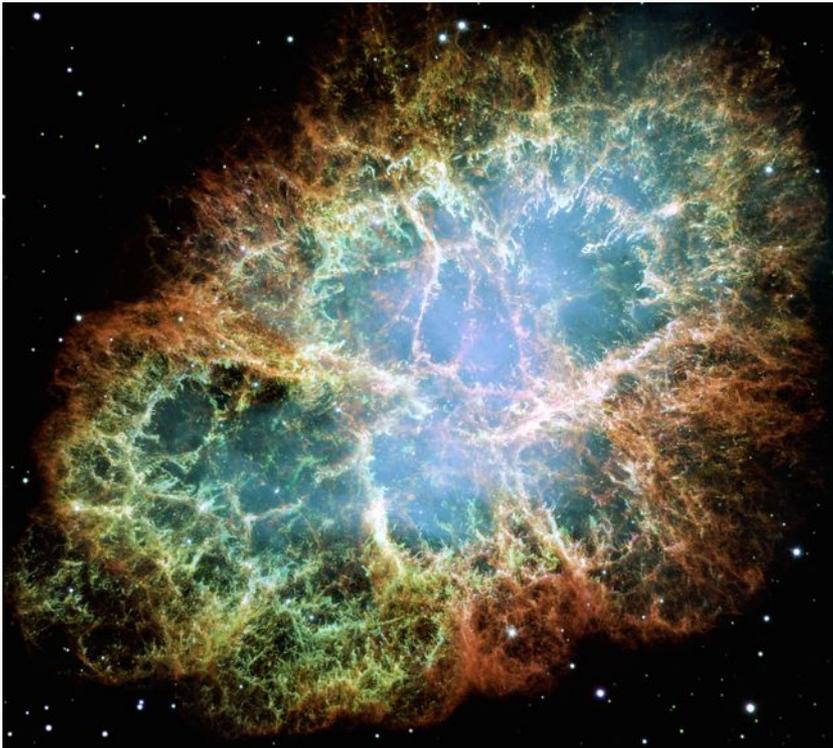
$$P_{\min} = 2\pi \sqrt{\frac{R^3}{GM}}$$

Para Sirius B,  $P_{\min} \sim 7s$ , que é muito longo, no entanto para estrela de nêutrons de  $1,4 M_{\text{Sol}}$ ,  $P_{\min} \sim 5 \times 10^{-4} s$ . Como é um período mínimo, então **uma estrela de nêutrons em rotação pode explicar os períodos observados nos pulsares**

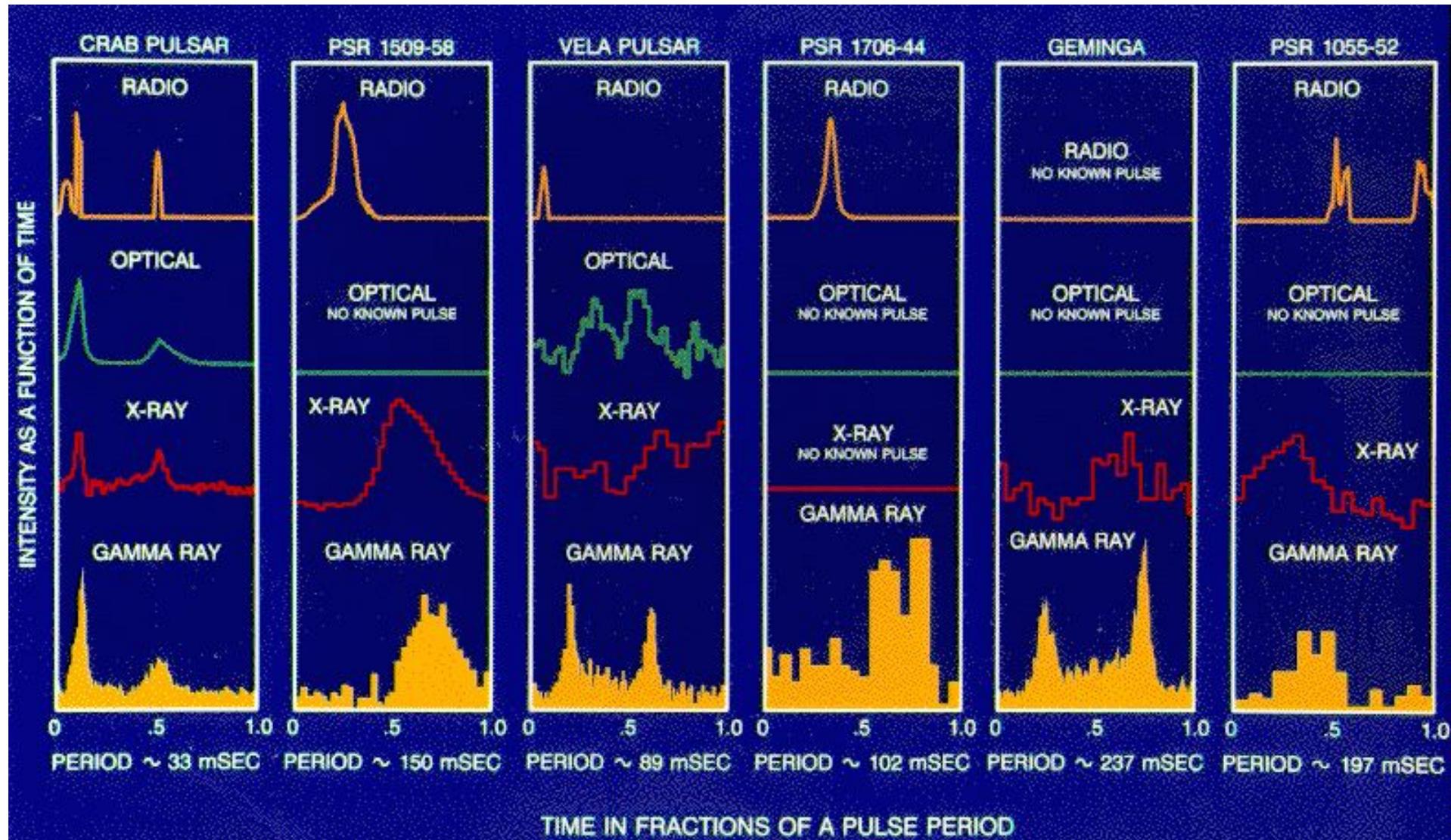
# Pulsares como estrelas de nêutrons em rotação

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.

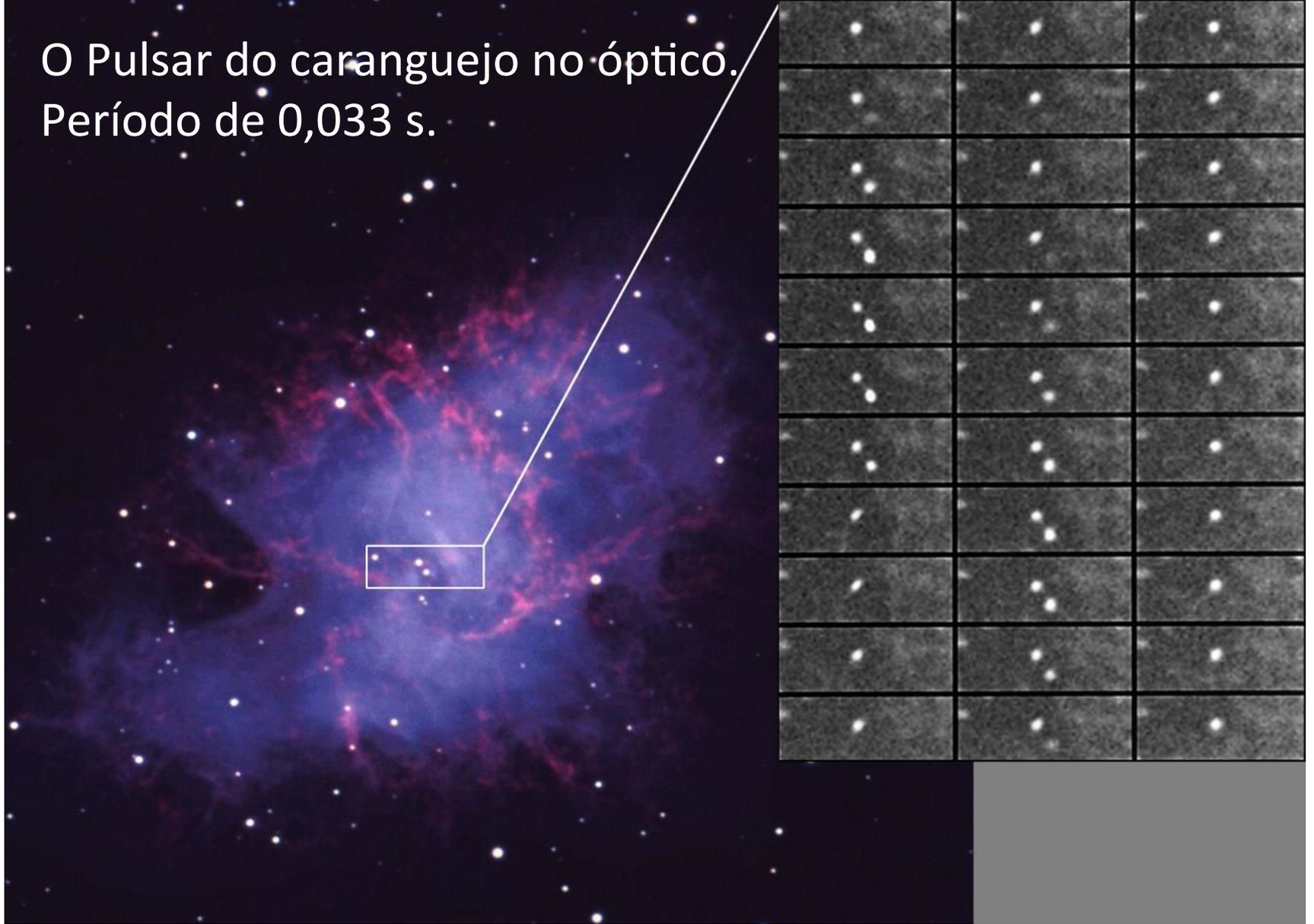
**Além disso, o pulsar do Caranguejo tem um período de apenas 0,033s. Se fosse anã branca → desintegraria.**



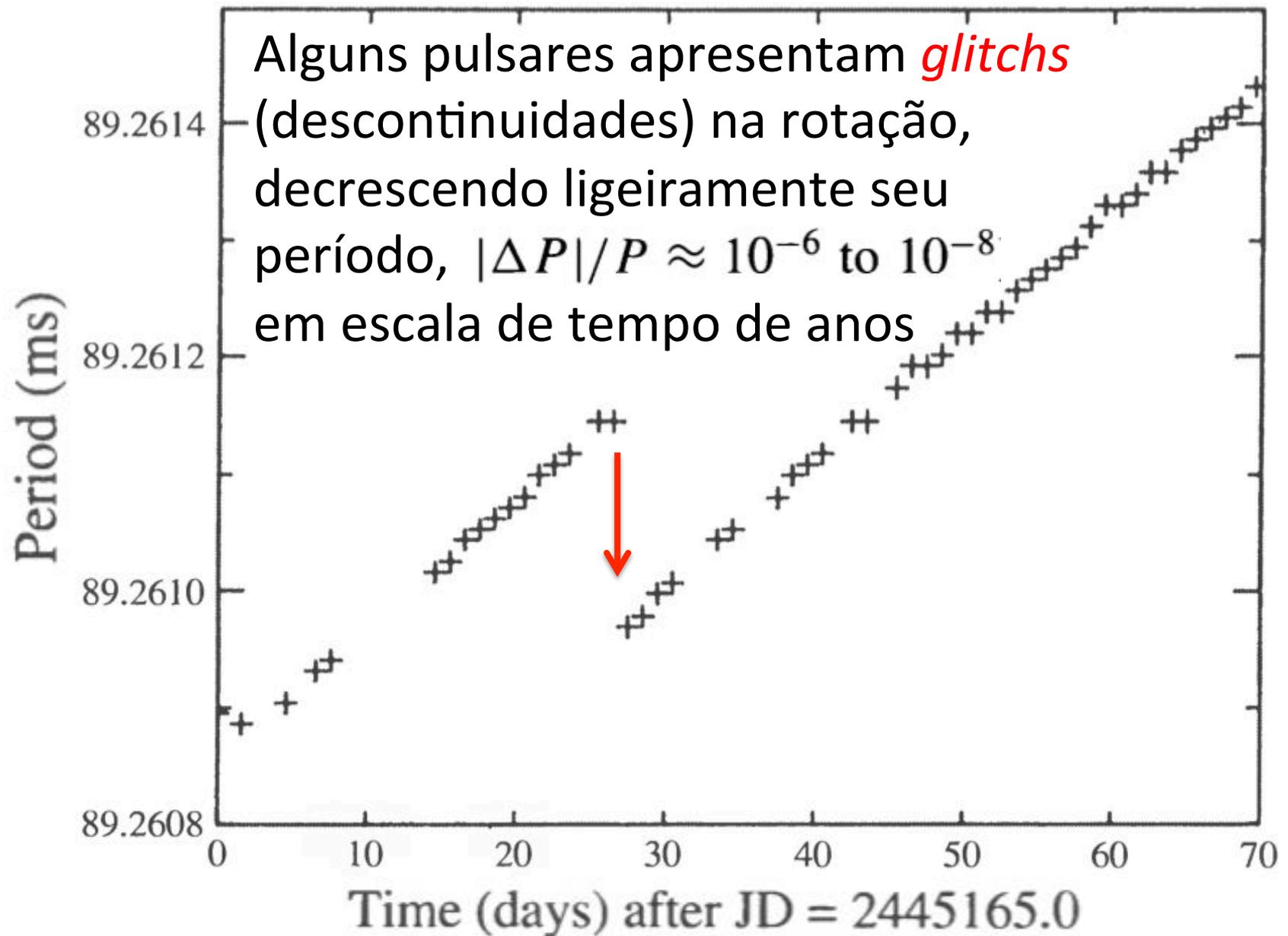
# Alguns remanescente supernovas apresentam “pulsares” também em outras regiões do espectro



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

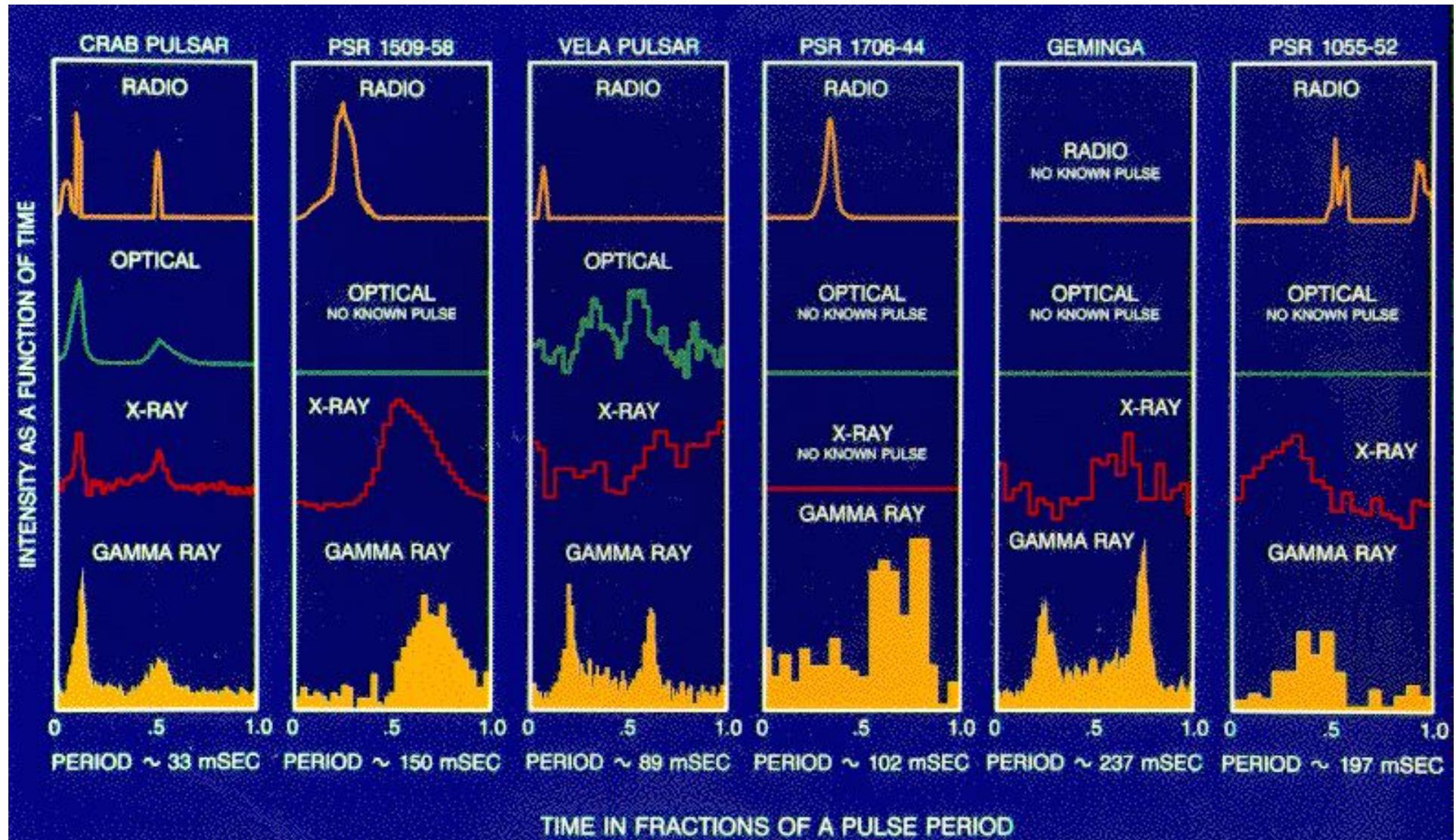


**FIGURE 16.15** A sequence of images showing the flashes at visible wavelengths from the Crab pulsar, located at the center of the Crab Nebula (left). A foreground star can be seen as the constant point of light above and to the left of the Crab pulsar. (Courtesy of National Optical Astronomy Observatories.)



**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.



## Detection of Geminga as a radio pulsar

V. M. Malofeev<sup>1</sup> & O. I. Malov<sup>1</sup>

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

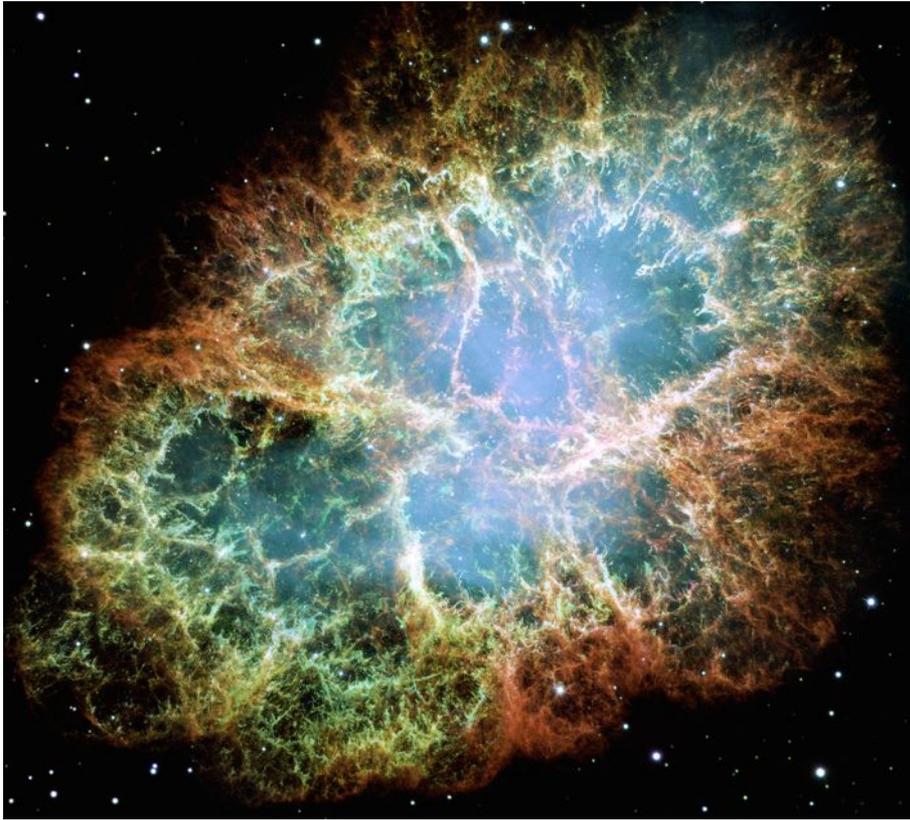
Correspondence to: V. M. Malofeev<sup>1</sup> Correspondence and requests for materials should be addressed to V.M.M. (e-mail: [malofeev@prao.psn.ru](mailto:malofeev@prao.psn.ru)).

**Geminga was discovered as a strong  $\gamma$ -ray source in the constellation Gemini over two decades ago<sup>1,2</sup>, and was later detected at X-ray<sup>3</sup> and optical<sup>4</sup> wavelengths. X-ray pulsations<sup>5</sup> with a period of 237 ms established that it is a rotating neutron star. Although  $\gamma$ -ray pulses were subsequently discovered (once the period was known) in archived data<sup>6</sup>, 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 ( $2.9 \pm 0.5 \text{ pc cm}^{-3}$ ) 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  $\gamma$ -ray and radio emission from this object.**

▲ Top

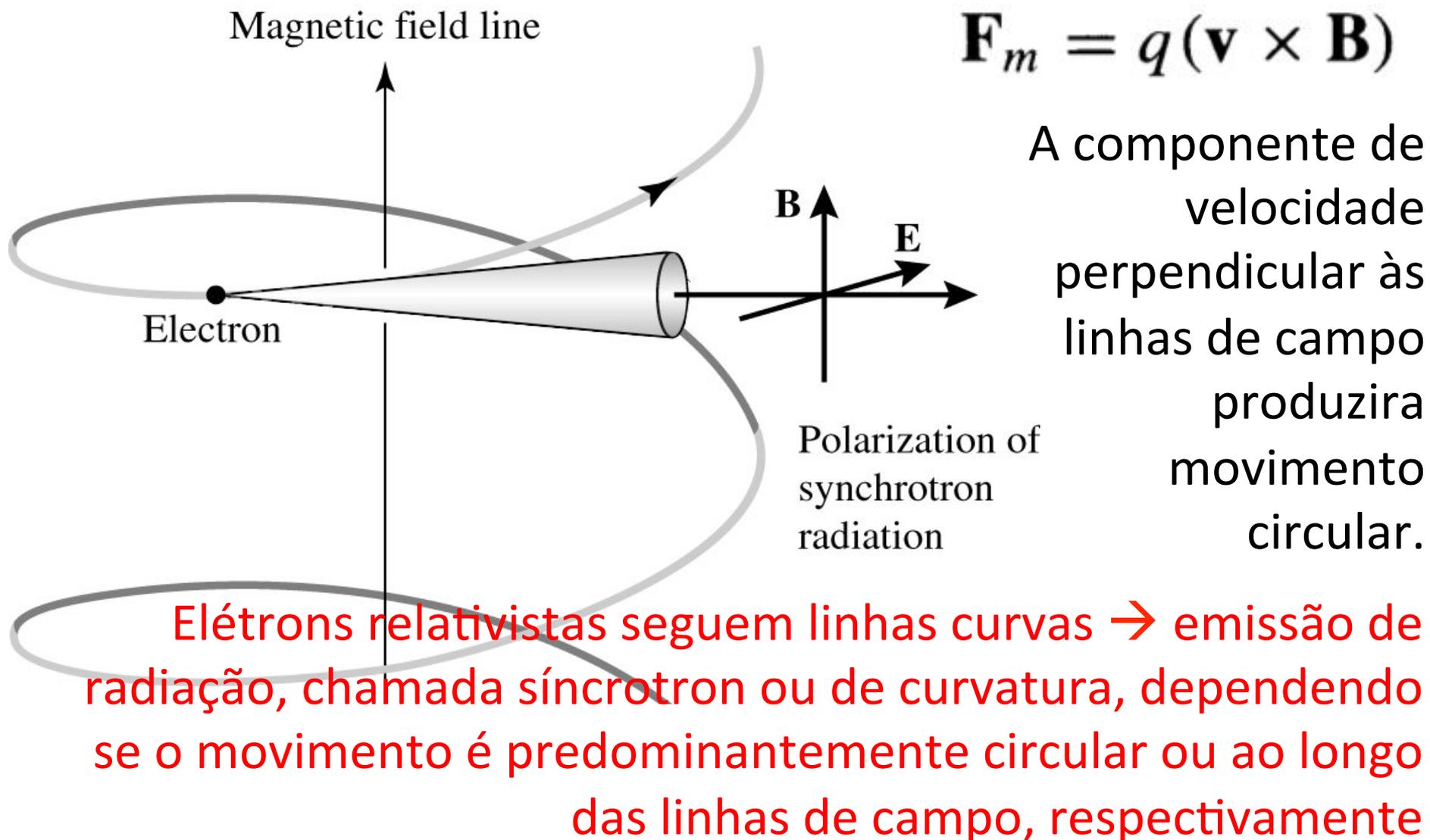
Na verdade,  
segundo  
descoberta de  
1997, Geminga  
apresenta pulsos  
em rádio, porém  
são fracos e em  
baixas frequências  
(102,5 MHz)

# Qual a fonte de energia?



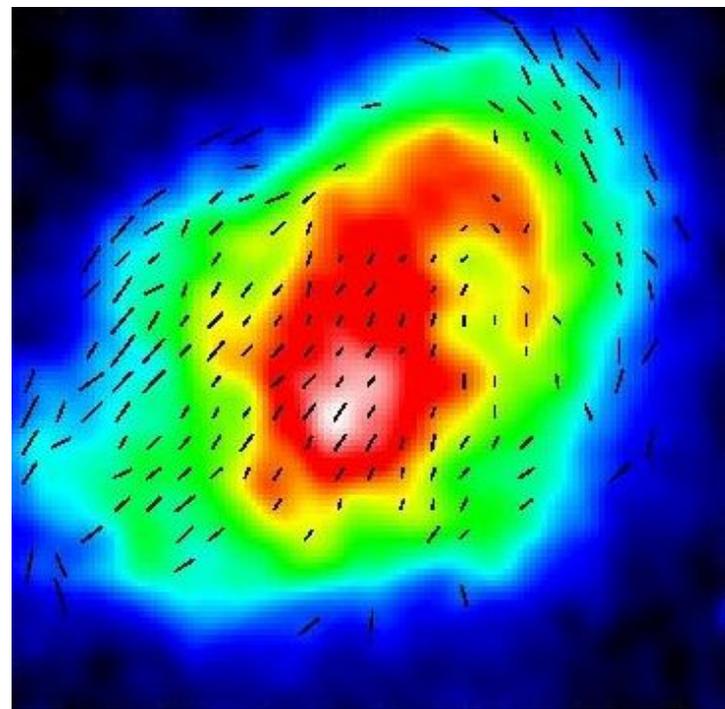
O Remanescente de Caranguejo é da supernova que explodiu em 1054. No entanto, se usarmos a razão atual de expansão, a nebulosa converge em um ponto há 90 anos. Ou seja, a razão inicial de expansão deve ter sido bem menor, e atualmente deve ter uma expansão acelerada.

# Radiação síncrotron



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

Radiação síncrotron é polarizada.  
Observações da Nebulosa do Carangueje 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.

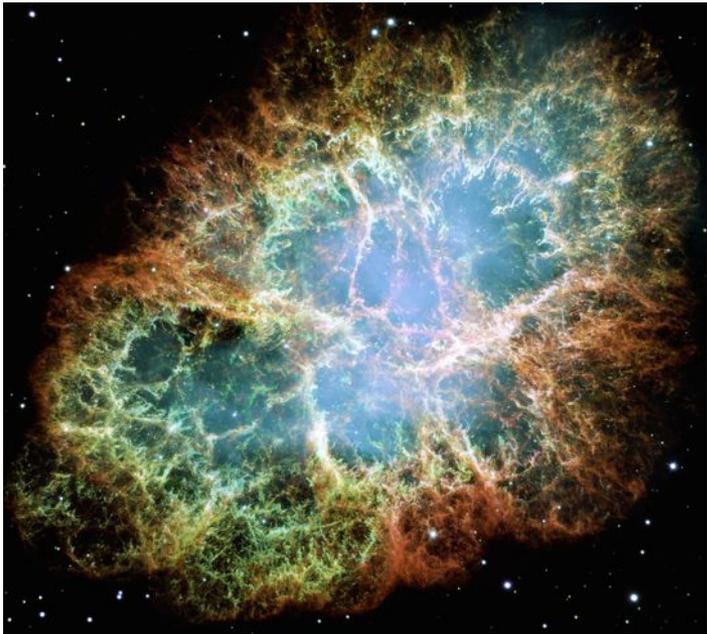


### Polarization of the Crab in the optical

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  $\sim 100$  anos.

A energia total para: 1) expansão acelerada da nebulosa, 2) elétrons altamente energéticos, e 3) a presença de campo magnético de  $10^{-7}$  T, implica em potência total de  $5 \times 10^{31}$  W, ou seja  $> 10^5 L_{\text{Sol}}$ .

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:

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

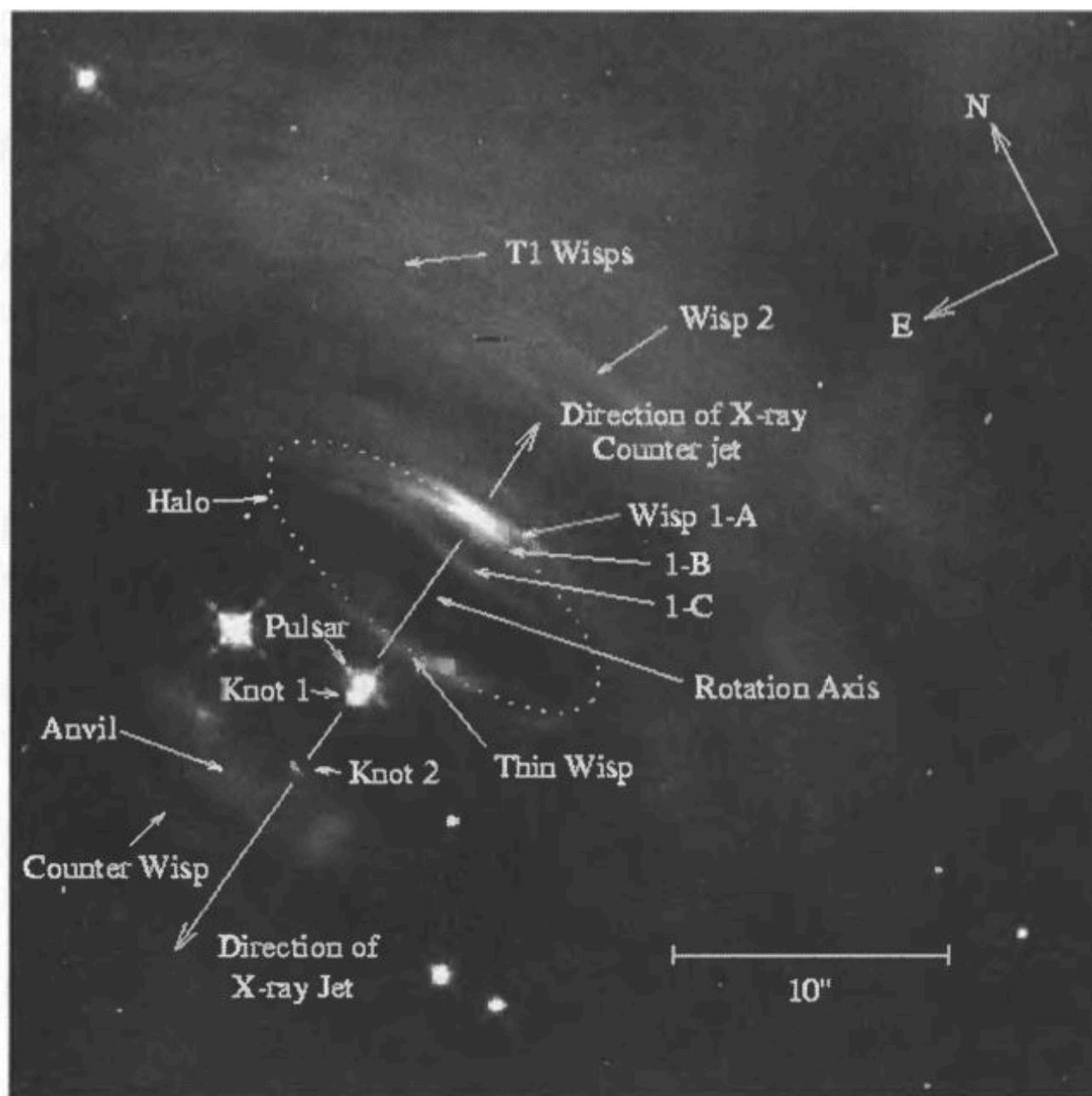
### **Exemplo 16.7.1. Estimar a perda de energia do pulsar.**

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

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

Para o caranguejo:

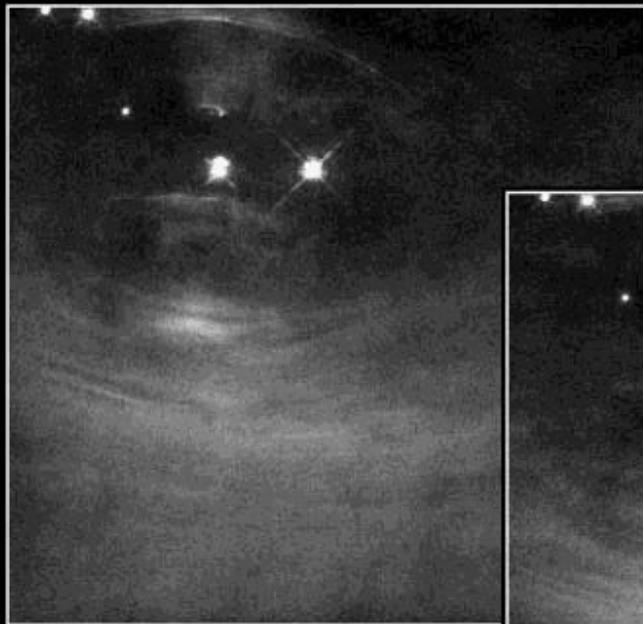
$$P = 0.0333 \text{ s and } \dot{P} = 4.21 \times 10^{-13} \rightarrow dK/dt = 5 \times 10^{31} \text{ W}$$



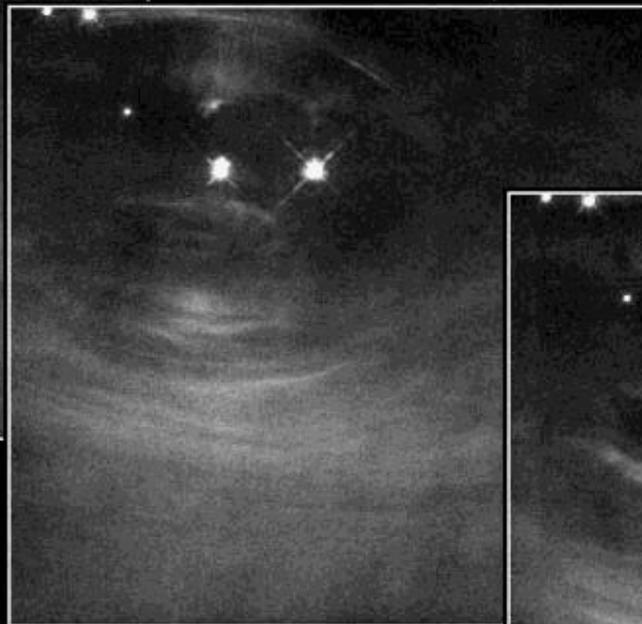
A imagem mostra diversas estruturas devido à interação da estrela de nêutrons com a nebulosa do caranguejo. Algumas estruturas *wisps* parecem ter velocidades relativísticas (0,35 a 0,5c).

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

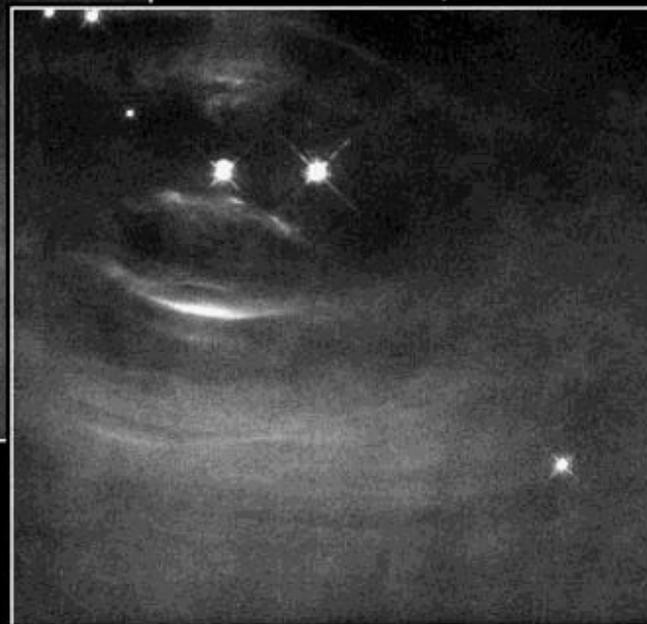
December 29, 1995



February 1, 1996



April 16, 1996



HST • WFPC2

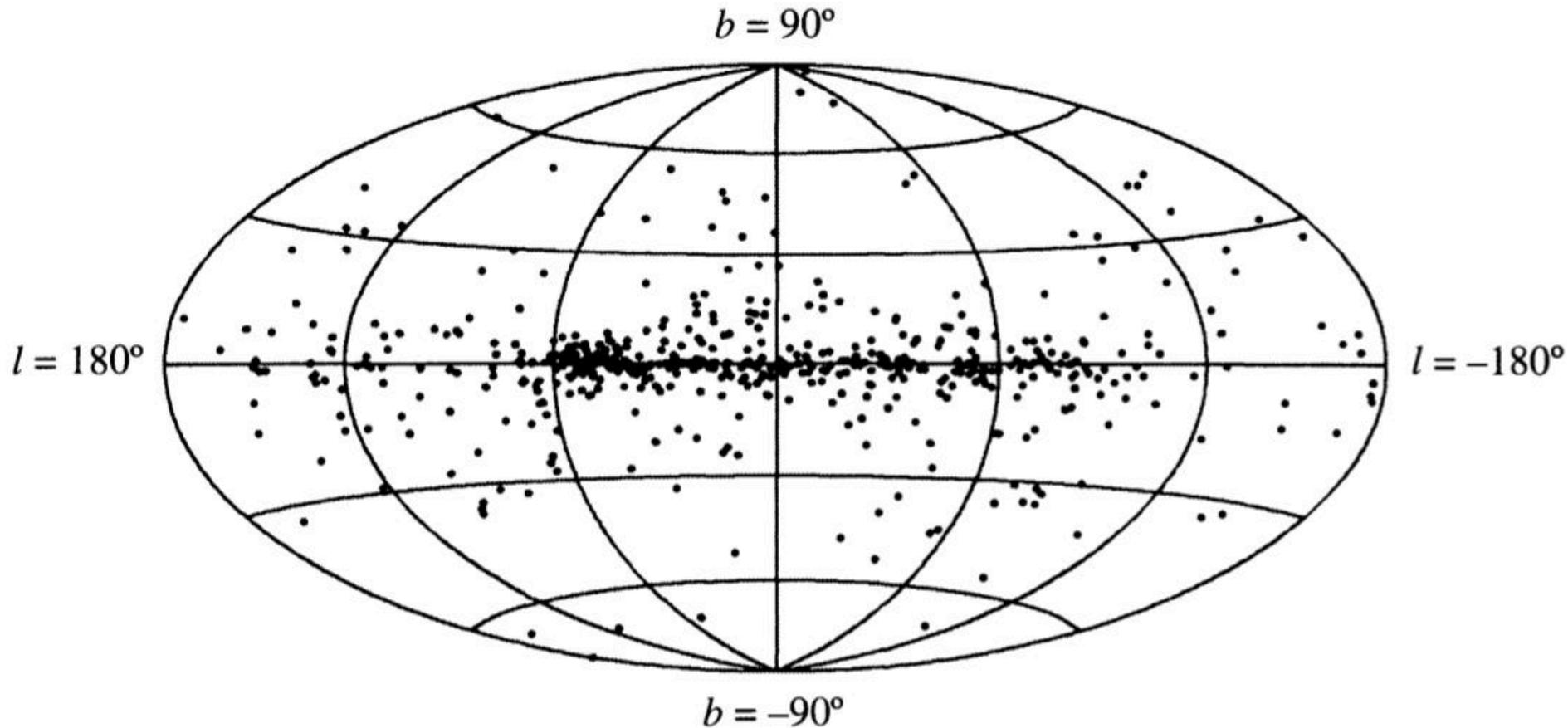
## Changes in the Inner Crab Nebula

PRC96-22b • ST ScI OPO • May 30, 1996

J. Hester and P. Scowen (AZ State Univ.) and NASA

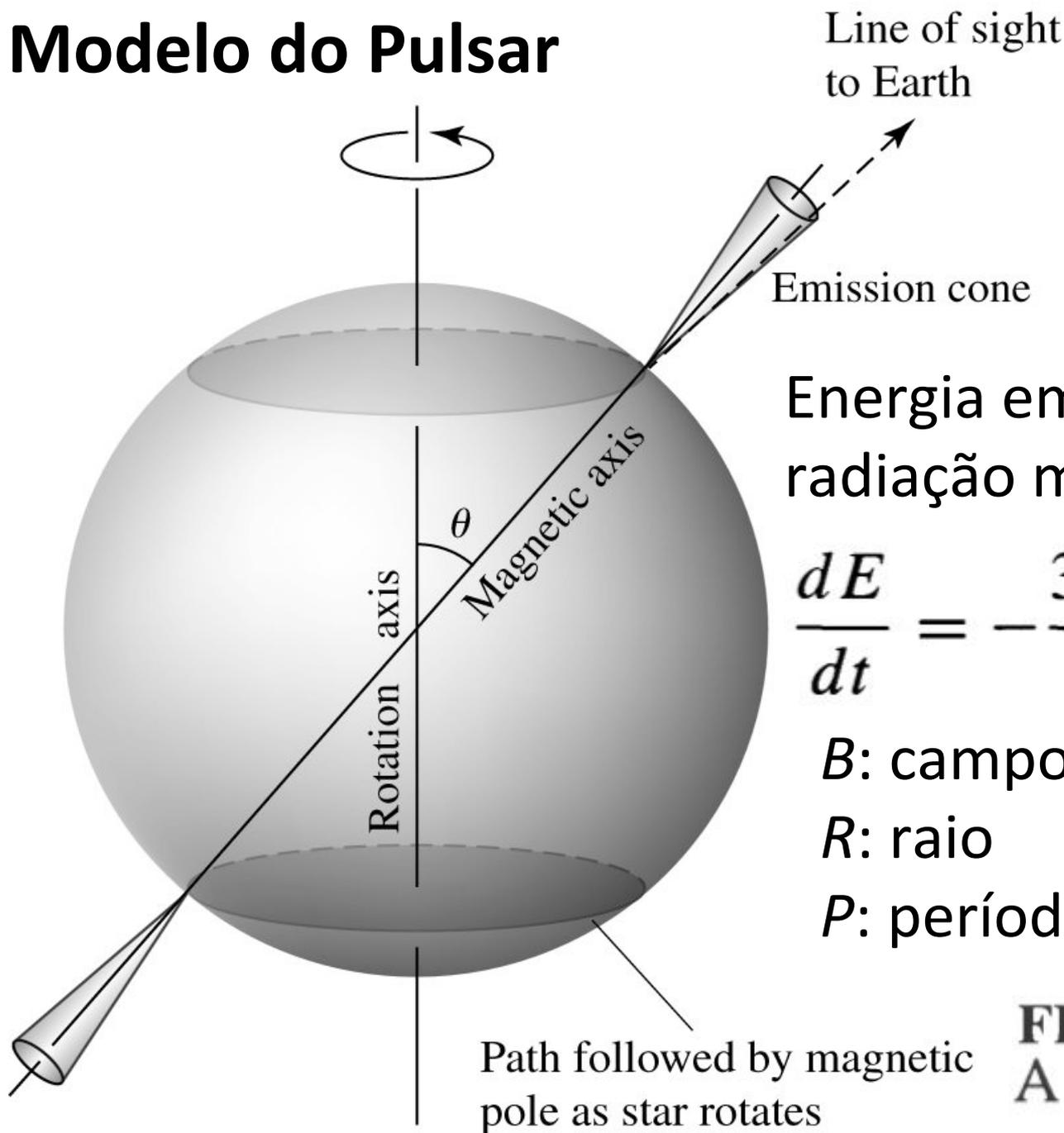
The 3 pictures show dramatic changes in the central regions of the nebula. These include wispy-like structures that move outward away from the pulsar at half the speed of light, as well as a mysterious "halo" which remains stationary, but grows brighter then fainter over time. Also seen are the effects 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.

# 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:

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

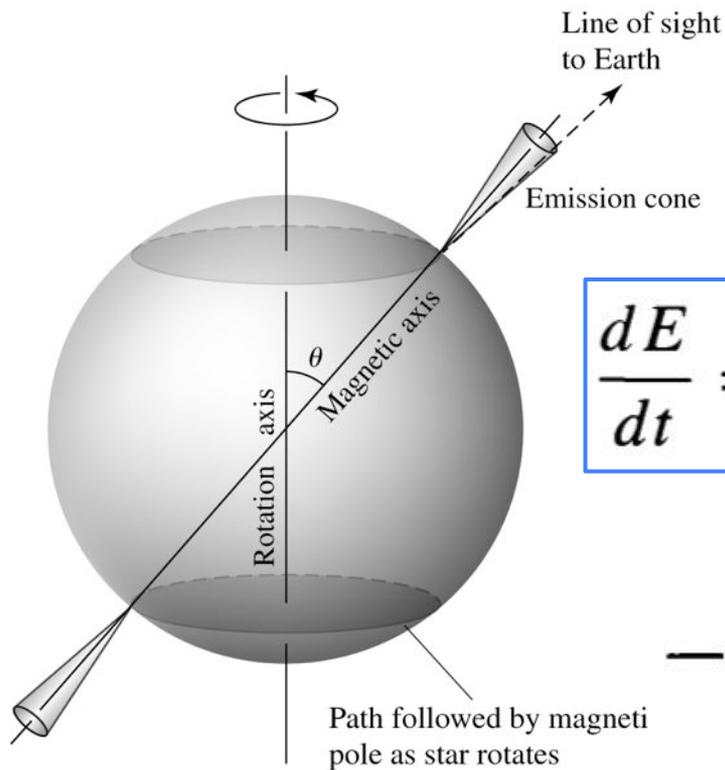
$B$ : campo magnético

$R$ : 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  $8.0 \times 10^8$  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  $4 \times 10^8$  T.<sup>38</sup> Values of  $B$  around  $10^8$  T are typical for most pulsars.

However, repeating the calculation for PSR 1937+214 with  $P = 0.00156$  s,  $\dot{P} = 1.05 \times 10^{-19}$ , and assuming the same value for the moment of inertia, we find the magnetic field strength to be only  $B = 8.6 \times 10^4$  T. This much smaller value distinguishes the millisecond pulsars and provides another hint that these fastest pulsars may have a different origin or environment.

---

**Exemplo 16.7.2. Estimar o campo magnético do pulsar do Caranguejo.** Usando a formula obtida e os dados de  $P=0,033s$  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.