



# Evolução Estelar II

## Ast-202-3

### Aula 8

# Anãs brancas Estrelas de nêutrons

Credit: NASA, ESA, P. Oesch (University of Geneva),  
and M. Montes (University of New South Wales)

Carlos Alexandre Wuensche  
INPE Divisão de Astrofísica

[ca.wuensche@inpe.br](mailto:ca.wuensche@inpe.br)



# Leitura recomendada

- ☑ R. Kippenhahn, A. Weigert, A. Weiss. *Stellar Structure and Evolution (2<sup>nd</sup> ed.)*. Springer (2012)
  - ✓ Caps. 37 e 38
- ☑ S. Shapiro e S. Teukolsky. *Black Holes, White Dwarfs and Neutron Stars: the physics of compact objects (2<sup>nd</sup> ed.)*. Wiley (2004)
  - ✓ Caps. 1, 3 e 9
- ☑ Notas de aulas de Peter Hewitt:
  - ✓ <https://www.ast.cam.ac.uk/~phewett/SandES2017/>



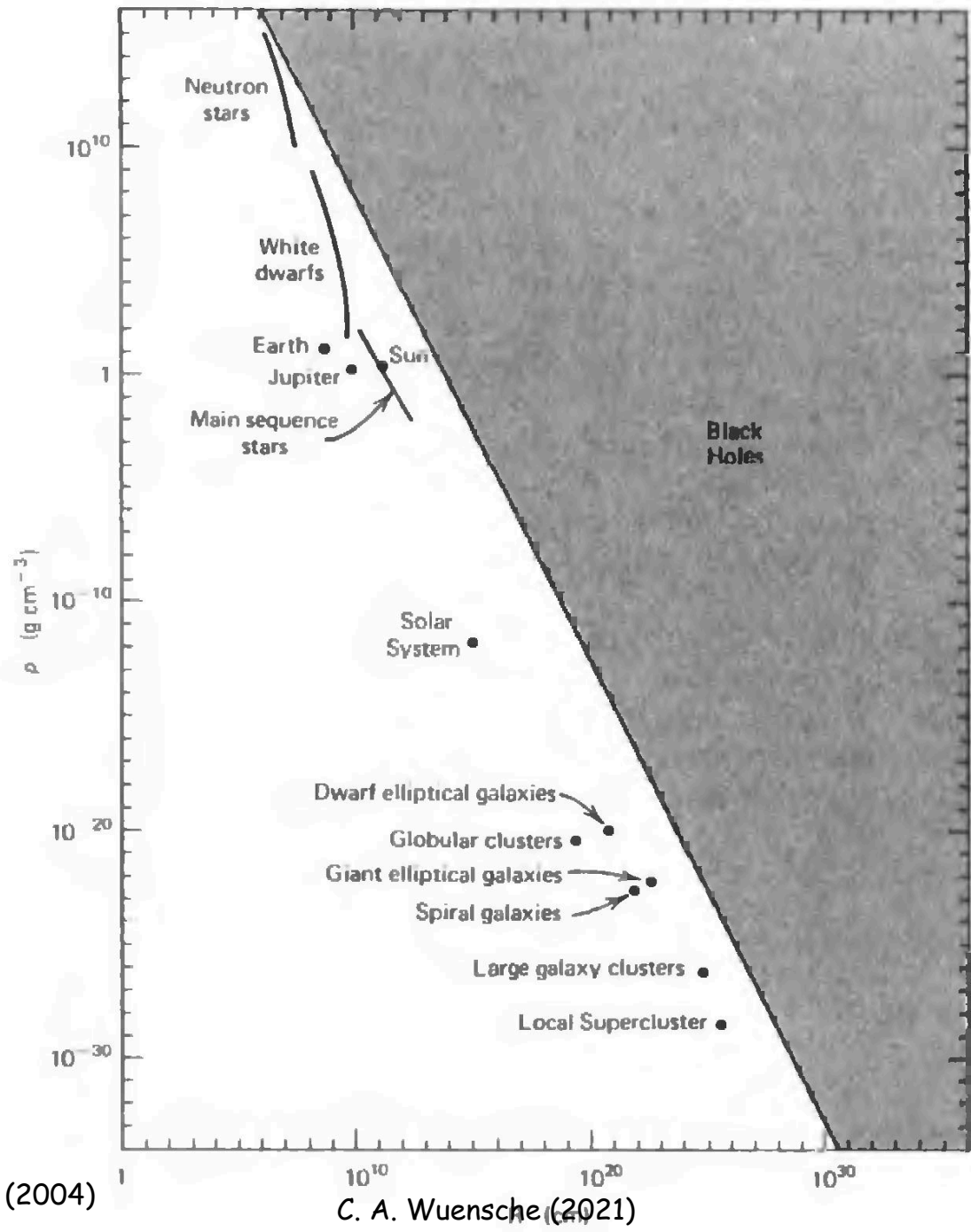
# Objetos compactos

- ☑ Estágios finais de evolução estelar
  - ✓ Anãs brancas
    - gravidade x pressão de degenerescência de  $e^-$
  - ✓ Estrelas de nêutrons
    - gravidade x pressão de degenerescência de  $n$
  - ✓ Buracos negros
    - Não há força capaz de contrabalançar a gravidade

# Para comparação

Objeto	Massa	Raio	Densidade média ( $\text{g.cm}^{-3}$ )	Potencial na superfície
Sol	$M_{\text{Sol}}$	$R_{\text{Sol}}$	1	$10^{-6}$
AB	$< M_{\text{Sol}}$	$10^{-2} R_{\text{Sol}}$	$\leq 10^7$	$10^{-4}$
EN	$\sim 1 - 3 M_{\text{Sol}}$	$10^{-5} R_{\text{Sol}}$	$\leq 10^{15}$	$10^{-1}$
BN	Arbitrária	$2 GM/c^2$	$\approx M/R^3$	1





Ref.: Shapiro & Telkoski (2004)

C. A. Wuensche (2021)



# Características básicas

- ☑ Resultado de estágios finais de evolução estelar
  - ✓ Núcleo de e<sup>-</sup> degenerados: AB
  - ✓ Núcleo de n degenerados: EN
  - ✓ Cond. físicas desconhecidas: BN
  - ✓ Ruptura do núcleo...
- ☑ Em comum:
  - ✓ Não queimam mais combustível nuclear
  - ✓ Pequenos raios
  - ✓ Grandes densidades e gravidades superficiais

# Propriedades

	Raio (km)	Densidade ( $\text{g.cm}^{-3}$ )	$V_{\text{escape}}$ (c)	Estrutura
Anã branca	1000	$10^6$	0,02	$e^-$ degenerados
Estrela nêutrons	10	$10^{14}$	0,33	n degenerados
Buraco negro	$2GM/c^2$	$> 10^{15}$	C	??????????

# Em linhas gerais...

- ☑ Massa  $\leq 1 M_{\text{sol}}$ 
  - ✓ Vida maior que a idade do Universo
- ☑  $1 \leq M/ M_{\text{sol}} \leq 3-6$ 
  - ✓ Perda de massa, nebulosa planetária e anã branca
- ☑  $(3-6) \leq M/ M_{\text{sol}} \leq (5-8)$ 
  - ✓ Ignição do  $C^{12}$  degenerado
    - Colapso do núcleo
    - Detonação (ou deflagração) e ruptura do caroço (???)
  - ✓ Perda de massa via pulsos até virar uma AB.
- ☑  $(5-8) \leq M/ M_{\text{sol}} \leq 60$ 
  - ✓ Colapso do núcleo, SN e EN ou BN.
- ☑  $M/ M_{\text{sol}} \geq 60$ 
  - ✓ Instabilidade, colapso e BN (???)



# Em linhas gerais...

- ☑ Descrição da estrutura física das AB e EN são feitas em termos das eqs. politrópicas.
- ☑ Índices politrópicos definem a estrutura do objeto.
- ☑ Eqs. de estado para matéria fria (degenerada).



# Sobre as equações de estado...

- ☑ Eqs. de estado para  $T=0$  são bem compreendidas para densidades abaixo do "neutron drip" ( $\rho < 4 \times 10^{11} \text{ g.cm}^{-3}$ ).
- ☑  $P$  dominada por  $e^-$  degenerados relativísticos ( $\rho > 10^7 \text{ g.cm}^{-3}$ ).
- ☑ Íons positivos concentrados em uma estrutura cristalina imersa no mar de  $e^-$ .
- ☑ Equilíbrio estatístico nuclear (energia não pode ser abaixada mudando a comp. química).
  - ✓  $\rho < 10^7 \text{ g.cm}^{-3} \Rightarrow$  nuclídeo de equilíbrio é o  ${}_{26}\text{F}^{56}$ .
  - ✓  $\rho > 10^7 \text{ g.cm}^{-3} \Rightarrow$  enriquecimento do Fe por captura de nêutrons. Sistema estável contra decaimento  $\beta$  por causa do mar de  $e^-$  degenerados.

# O limite de Chandrasekhar

- ✓ A abordagem relativística na física estelar levou Chandrasekhar à descoberta de que deve haver uma massa limite para as anãs brancas.
- ✓ Isso ocorre porque existe uma massa limite que pode ser sustentada pela pressão de degenerescência dos elétrons, que é a massa limite de uma anã branca:  $1.44 M_{\text{Sol}}$ .

$$M_{CH} = 1.44 M_{\odot}$$

O limite de Chandrasekhar depende também do potencial químico da estrela!

- ✓ Como chegar no limite de Chandrasekhar? Dedução original de Landau (1932).

- ☑ Com exceção da dependência com a composição química, a massa máxima de uma estrela degenerada depende somente de constantes fundamentais!
- ☑ O raio de equilíbrio para  $M_{\max}$  é determinado pela entrada no regime de degenerescência relativística:
  - ✓  $E_F \geq m_e c^2$  ou  $E_F \geq m_n c^2$
  - ✓ Daí  $R \leq h/2\pi m_{e,n} (hc/2\pi G m_b^2)^{1/2}$ 
    - $5 \times 10^8$  cm ( $m_e$ )
    - $3 \times 10^5$  cm ( $m_n$ )
- ☑ Estimativas de  $M_{\text{Ch}}$  para EM levam a valores da ordem de 2– 3  $M_{\text{Sol}}$ .





# Anãs Brancas

# Evolução

- ☑ Sem geração de energia, a anã branca lentamente se resfria até entrar em equilíbrio termodinâmico com o meio interestelar, tornando-se uma anã negra (processo que leva **MUITOS BILHÕES** de anos).
- ☑ Esse quadro muda radicalmente, entretanto, se a anã branca encontra-se num sistema binário (transferência de matéria  $\Rightarrow$  **NOVAS!**)

# Anãs brancas no diagrama HR

- ✓ Como a luminosidade da AB obedece a lei de Stefan-Boltzmann, e o raio da AB é fixo em função de sua massa, devido ao núcleo degenerado.
- ✓ Seu tamanho, ao resfriar, permanece constante. Logo:

$$L = 4\pi\sigma R^2 T_{\text{eff}}$$



$$L = \text{constant} \times T_{\text{eff}}^4$$

- ✓ A trajetória da AB no diagrama HR é uma linha reta vertical!

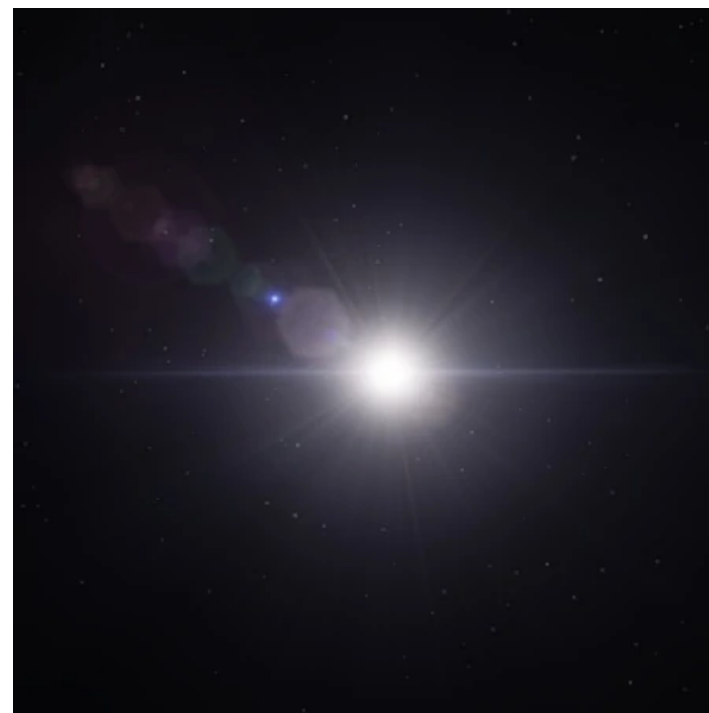


## Anãs brancas no diagrama HR

- ☑ Num certo estágio evolutivo a AB resfria o suficiente para cristalizar-se.
- ☑ À medida que o núcleo irradia, sua energia cinética decresce e, num certo instante, o núcleo de gás forma uma estrutura cristalina.
- ☑ A AB permanecerá para sempre uma “anã negra”, fria e cristalizada

# “Representantes da classe...”

- ☑ Sirius B
- ☑ Procyon
- ☑ Alguns milhares já catalogados
- ☑ Estimativa: cerca de  $35 \times 10^9$  estrelas da Galáxia são AB, remanescentes da população mais antiga do disco





# A estrutura das anãs brancas

- Podemos partir da relação M-R para sistemas não-degenerados, com a eq (1).

$$P = \frac{GM^2}{8\pi R^4}, \quad M = \frac{4}{3}\pi R^3 \rho \quad \boxed{1}$$

- Combinando as eqs. (1), obtemos uma expressão para a pressão do objeto

$$P \propto GM^{2/3} \rho^{4/3} \quad \boxed{2}$$

- Usando a eq. de pressão para um gás degenerado não relativístico (3):

$$P = K_{NR} \rho^{5/3} \quad \boxed{3}$$

- Combinamos (2) e (3) obtemos a relação densidade-massa para o sistema

$$K_{NR} \rho^{5/3} \propto M^{2/3} \rho^{4/3} \rightarrow \rho \propto M^2 \quad \boxed{4}$$

- ☑ Combinando (1) e (4) e eliminando a densidade, obtemos uma relação M-R que é uma constante, e podemos escrever, para um sistema degenerado em equilíbrio hidrostático:

$$MR^3 = \text{const.} \rightarrow M \propto R^3 \rightarrow R \propto M^{-1/3} \quad \boxed{1}$$

- ☑ Essa condição de degenerescência (contração com o aumento da massa) é crítica para explicar: ☐ 2
- ✓ a saída da SP de estrelas com  $M < 1,2 M_{\text{Sol}}$  (queima de H na casca) ☐ 3
- ✓ a saída do ramo horizontal (encolhimento do núcleo de C-O) ☐ 4

- ☑ A teoria de Chandrasekhar é extremamente elegante mas tem instabilidades nos limites de  $M \Rightarrow 0$  e  $M \Rightarrow M_{Ch}$
- ☑ No limite próximo à  $M_{Ch}$ , efeitos mais comuns à matéria degenerada passam a ser relevantes para manter a estabilidade da estrela:
  - ✓ Cristalização
  - ✓ Decaimento  $\beta$  inverso
  - ✓ Reações picnonucleares
  - ✓ Equilíbrio nuclear



# Cristalização

- ☑ Matéria degenerada pode assumir a condição de cristalização, com íons em condições estáveis oscilando em torno de suas posições de equilíbrio
- ☑ A comparação é feita entre a energia Coulombiana e a energia de ponto zero

$$E_c \approx 2 \frac{Z}{A^{1/3}} \rho_6^{1/3} = 5,2 \text{ keV} \quad \boxed{5}$$

$$E_{zp} \approx \frac{0,6}{A} \rho_6^{1/2} = 0,05 \text{ keV} \quad \boxed{6}$$

$$\frac{E_c}{E_{zp}} \approx 2Z A^{2/3} \rho_6^{-1/6} \quad \boxed{7}$$

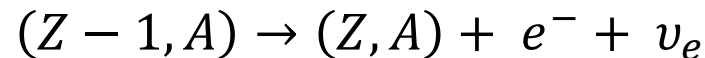
Pequena variação com a densidade

# Reações picnonucleares

- ✓ Reações conduzidas principalmente em função da densidade (em vez de  $T$ , como nas termonucleares)
- ✓ Combinação de  $E_{ZP}$  com efeito túnel permite a reação a partir dos estados de vibração dos íons
- ✓ Íons oscilando com  $E_{ZP}$  podem penetrar a barreira Coulombiana de íons vizinhos, dando início à reação!
- ✓ Quando  $\rho > \rho_{pic}$ , as reações começam de forma abrupta e consomem o combustível disponível rapidamente ( $t < 10^5$  anos)
- ✓  $\rho_{pic} \sim 10^6, 10^9, \text{ and } 10^{10} \text{ g/cm}^3$  para ignição de  $^1\text{H}$ ,  $^4\text{He}$  e  $^{12}\text{C}$ , respectivamente (valores pouco estabelecidos).
- ✓ Pouco viável no caso de  $^{12}\text{C}$  (densidades muito altas) e não aplicável no caso do  $^1\text{H}$  (consumido no centro de todas as estrelas).

# Decaimento $\beta$ inverso

- ☑ Causada quando um núcleo instável a reações  $\beta$  decai segundo a reação:



- ☑ O limiar de uma reação inversa ou prosseguimento para o próximo núcleo (Z-2) depende da relação entre  $E_d$  (Z,A) e  $E_F$  (energia de Fermi)
- ☑ Se  $E_d$  (Z,A) <  $E_F$  não há células no espaço de fase para uma nova emissão de  $e^-$  e o processo é estabilizado pela energia de Fermi do mar de elétrons.
- ☑ Nem o decaimento  $\beta$  nem as reações picnonucleares alteram significativamente a composição química da AB
- ☑ Entretanto, a composição final do objeto compacto pode ser alterada, alterando sua estrutura final em função da densidade e da energia de Fermi do mar de elétrons.

# Equilíbrio nuclear

- ☑ Equilíbrio é atingido pelo balanço de  $F_{\text{Coul}}$  e  $F_{\text{nucl}}$ .  
No caso de núcleos isolados e densidades  $\rho < 6 \times 10^8 \text{ g.cm}^{-3}$  isso é obtido para o  $^{56}\text{Fe}$ .
- ☑ Até uma certa densidade ( $\rho_{\text{crit}} \sim 10^{11} \text{ g.cm}^{-3}$ ) é conveniente ir capturando nêutrons para reduzir a pressão de repulsão Coulombiana e aumentar a coesão nuclear (estabilidade). O decaimento não ocorre nesse regime, porque não há células no espaço de fase para receber os  $e^-$
- ☑ Essa discussão será retomada quando tratarmos de estrelas de nêutrons

# Propriedades térmicas das AB

- ✓ Após uma nebulosa planetária, o núcleo degenerado de C-O da estrela aparece como uma AB.
- ✓ Não há mais mecanismos de geração interna de energia por reação nuclear mas a AB irradia energia térmica armazenada sob a forma de energia cinética de íons
- ✓ A pressão é devida aos elétrons degenerados que percorrem grandes distâncias, conduzindo o calor com muita eficiência (transporte de energia via condução) => AB é uma esfera homogênea essencialmente isotérmica
- ✓ Leon Mestel - modelo para resfriamento de uma AB: núcleo isotérmico degenerado (quase toda a massa da AB) e um envelope tenue de material não degenerado (gás perfeito).



# AB – modelo de resfriamento

- ✓ Das eqs da estrutura estelar, vamos estabelecer uma relação entre  $P$ ,  $T$ ,  $M$  e  $L$  para estimar a temperatura de resfriamento.
- ✓ Sabemos que

$$\frac{dP}{dr} = -\rho \frac{GM}{r^2}; \quad \frac{dT}{dr} = \frac{-3\kappa\rho}{4ac} \frac{1}{T^3} \frac{L}{4\pi r^2}$$

8

- ✓ E, usando a expressão para a opacidade de Kramers e  $P = nkT$

$$\kappa = \kappa_0 \rho T^{-7/2} = \frac{\kappa_0 \mu m_H}{k} P T^{-9/2}$$

9

- ☑ Usando  $\kappa$  da eq. (9) em (8), na expressão para a temperatura, obtemos

$$P dP = \frac{16\pi a c k G}{3\kappa_0 \mu m_H} \frac{M}{L} T^{15/2} dT \quad \boxed{10}$$

- ☑ Integrando (10), da superfície para o centro, usando as cond. contorno  $P(r=R) = T(r=R) = 0$

$$P(T) = \left( \frac{64\pi a c k G}{51\kappa_0 \mu m_H} \right)^{1/2} \left( \frac{M}{L} \right)^{1/2} T^{17/4} \quad \boxed{11}$$

- ✓ Novamente usando a expressão para um gás perfeito em (11), vamos obter uma relação para a densidade:

$$\rho(T) = \left( \frac{64\pi a c \mu m_H k G}{51 \kappa_0 k} \right)^{1/2} \left( \frac{M}{L} \right)^{1/2} T^{13/4} \quad \boxed{12}$$

- ✓ Na fronteira entre as regiões degenerada e não-degenerada as pressões são iguais, logo:

$$\left[ \frac{k}{\mu_e m_H} \rho T \right] = \left[ K_1 \left( \frac{\rho}{\mu_e} \right)^{5/3} \right] \quad \boxed{13}$$



- ✓ Eliminando as densidades, obtemos uma relação do tipo  $lmt$ .

$$\frac{L}{M} = \left( \frac{64\pi a c \mu m_H^4 G K_1^3}{51 \kappa_0 k^4 \mu_e^2} \right) T_c^{7/2} \quad \boxed{14}$$

- ✓ Colocando os valores das constantes e considerando uma AB de C-O, obtemos a temperatura de resfriamento da AB

$$T_c \approx 4 \times 10^7 \left( \frac{L/L_\odot}{M/M_\odot} \right)^{2/7} K \quad \boxed{15}$$

- Na ausência de reações nucleares, a fonte de energia interna das AB é o movimento térmico interno dos núcleos (esqueça dos  $e^-$  por hora)

$$E_{int} = \frac{3}{2} \frac{k}{\mu_{nuc} m_H} M T_c \quad \boxed{16}$$

- A luminosidade da AB é dada, então, pela variação de sua energia térmica interna, em que usamos o resultado de (15):

$$\begin{aligned} L &= - \frac{dE_{int}}{dt} = - \frac{3}{2} \frac{k}{\mu_{nuc} m_H} M \frac{dT_c}{dt} \\ &= - \frac{3}{7} \frac{k}{\mu_{nuc} m_H} M \frac{T_c}{L} \frac{dL}{dt} \end{aligned} \quad \boxed{17}$$

- ☑ Substituindo a relação  $lmt$  (14) em (17), obtemos:

$$\frac{dL}{dt} \propto MT_c^6 \quad \boxed{18}$$

- ☑ A variação da luminosidade é uma função com dependência forte de  $T$ , ou seja, a taxa de resfriamento varia rapidamente com a temperatura.
- ☑ A estimativa do tempo de resfriamento pode ser obtida integrando a primeira forma de (17), o que nos dá:

$$\int dt = - \int_{T_{c_i}}^{T_{c_f}} \frac{3}{2} \frac{k}{\mu_{nuc} m_H} M \frac{dT_c}{L}$$

$$\tau_{resf} = \frac{3}{2} \frac{k}{\mu_{nuc} m_H} M \left( \frac{T_{c_i}}{L_i} - \frac{T_{c_f}}{L_f} \right) \quad \boxed{19}$$

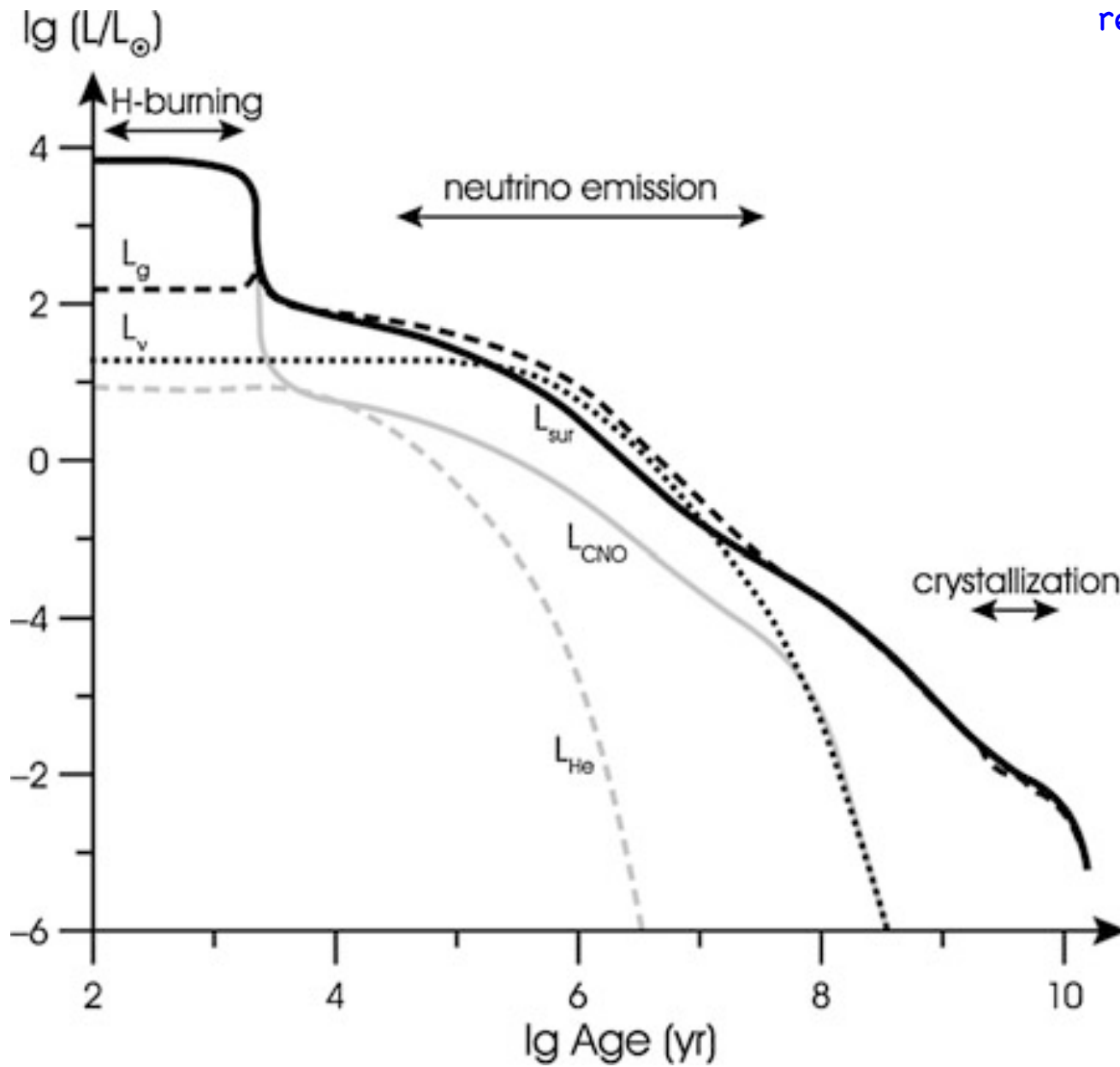
- Para um esfriamento significativo, a temperatura final é  $\ll$  temperatura inicial, logo  $T_f/L_f \ll T_i/L_i$ . Usando a relação *imt* (14) novamente, obtemos:

$$\begin{aligned}
 \tau_{resf} &= \frac{3}{2} \frac{k}{\mu_{nuc} m_H} \left( \frac{MT_{ci}}{L_i} - \frac{MT_{cf}}{L_f} \right) \\
 &\propto \frac{3}{2} \frac{k}{\mu_{nuc} m_H} (M/L) (M/L)^{-2/7} \\
 &\propto \frac{3}{2} \frac{k}{\mu_{nuc} m_H} (M/L)^{5/7} \\
 &\approx 10^7 \left( \frac{M/M_\odot}{L/L_\odot} \right) \text{ anos}
 \end{aligned}$$

20

- ☑ Para uma AB de  $1 M_{\text{Sol}}$ , o tempo de resfriamento é da ordem de  $10^9$  anos
- ☑ O tempo necessário para que as muitas AB observadas cheguem ao local em que são observadas no diagrama H-R é longo!!!
- ☑ O comportamento de resfriamento é razoavelmente bem entendido, e previsões muito boas são obtidas se a composição do núcleo e do envelope for conhecida
- ☑ Quando se consegue observar as mais AB mais fracas em uma dada população/região, é possível usa-las como “relógio” para estimar a idade da população

- ☑ AB mais massivas esfriam mais rápido!
- ☑ Avanços na teoria da estrutura de resfriamento das AB dependem de um tratamento mais sofisticado da eq. de estado e do transporte de energia do núcleo degenerado para o envelope residual, não degenerado – via convecção, condução e radiação.
- ☑ Na sequência temporal, os eventos relevantes no processo de resfriamento são:
  - ✓ Queima de H na casca
  - ✓ Energia interna contrabalança a perda por neutrinos
  - ✓ Energia gravotérmica domina após o final do ciclo dos neutrinos
  - ✓ Cristalização



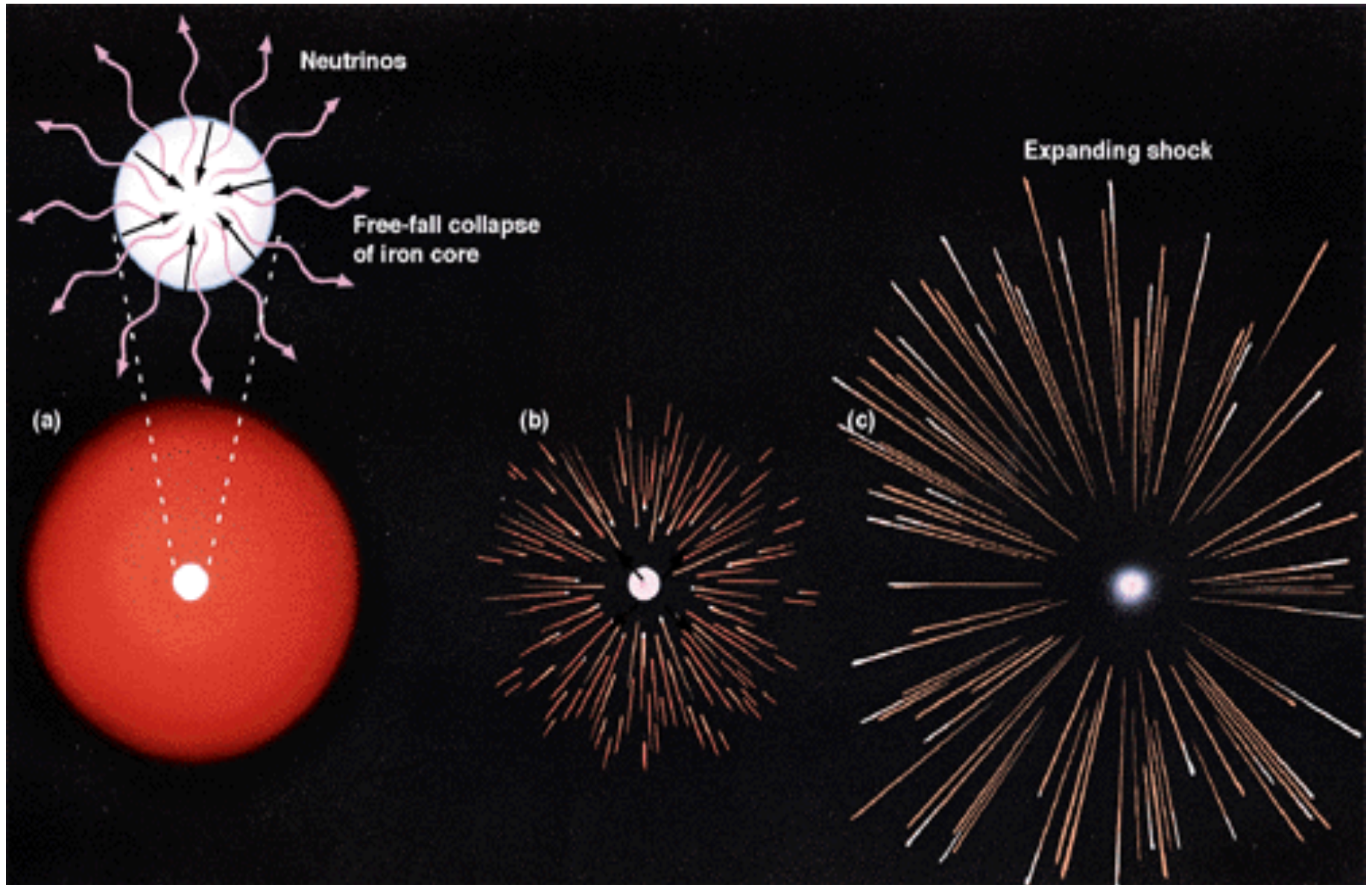


# Supernovas



# Supernovas

- ☑ Explosão ligada aos estágios finais de evolução estelar
  - ✓ Massas  $> 10 M_{\text{Sol}}$  – colapso do núcleo após a produção de  $^{56}\text{Fe}$
  - ✓ Massas  $< 8 M_{\text{Sol}}$  – detonação do núcleo de uma AB que ultrapassou o limite de Chandrasekhar (passagem de um estágio final para outro)
  - ✓ Algumas situações intermediárias discutidas mais à frente
- ☑ Extremamente brilhantes, rivalizando, por alguns dias, com a emissão combinada de luz do restante das estrelas da galáxia.
- ☑ Talvez o evento explosivo mais energético do Universo.
- ☑ Emissão intensa de radiação em várias bandas: raios X, ultravioleta, infravermelho, raios gama, neutrinos, raios cósmicos, ondas de rádio e ondas gravitacionais.



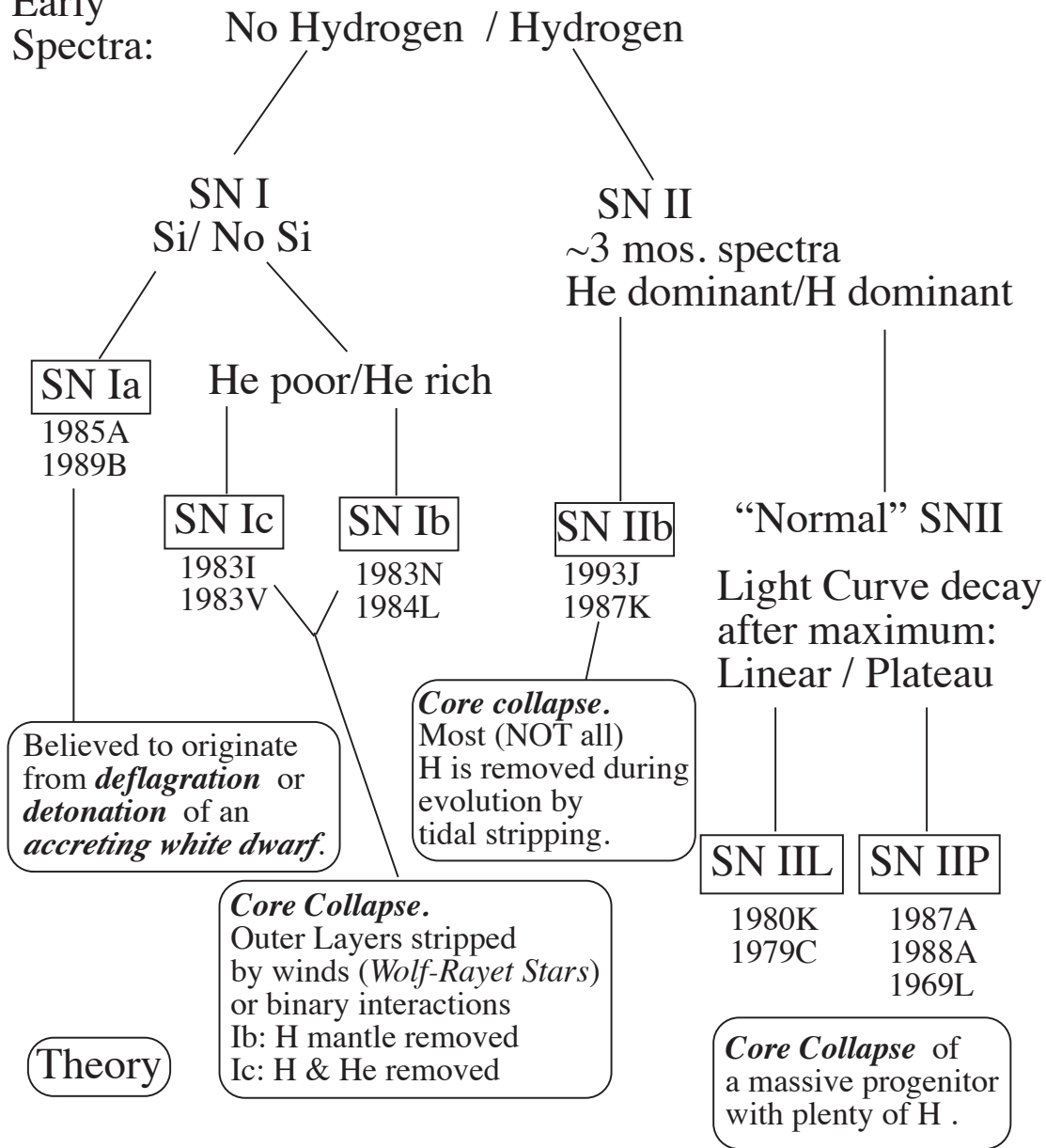
## ☑ Frequência

- ✓ Cerca de uma vez por segundo no universo
- ✓ O último evento visível a olho nu foi em 1987 na Grande Nuvem de Magalhães
- ✓ Nenhuma supernova foi vista em nossa galáxia desde a SN1604 (SN de Kepler)

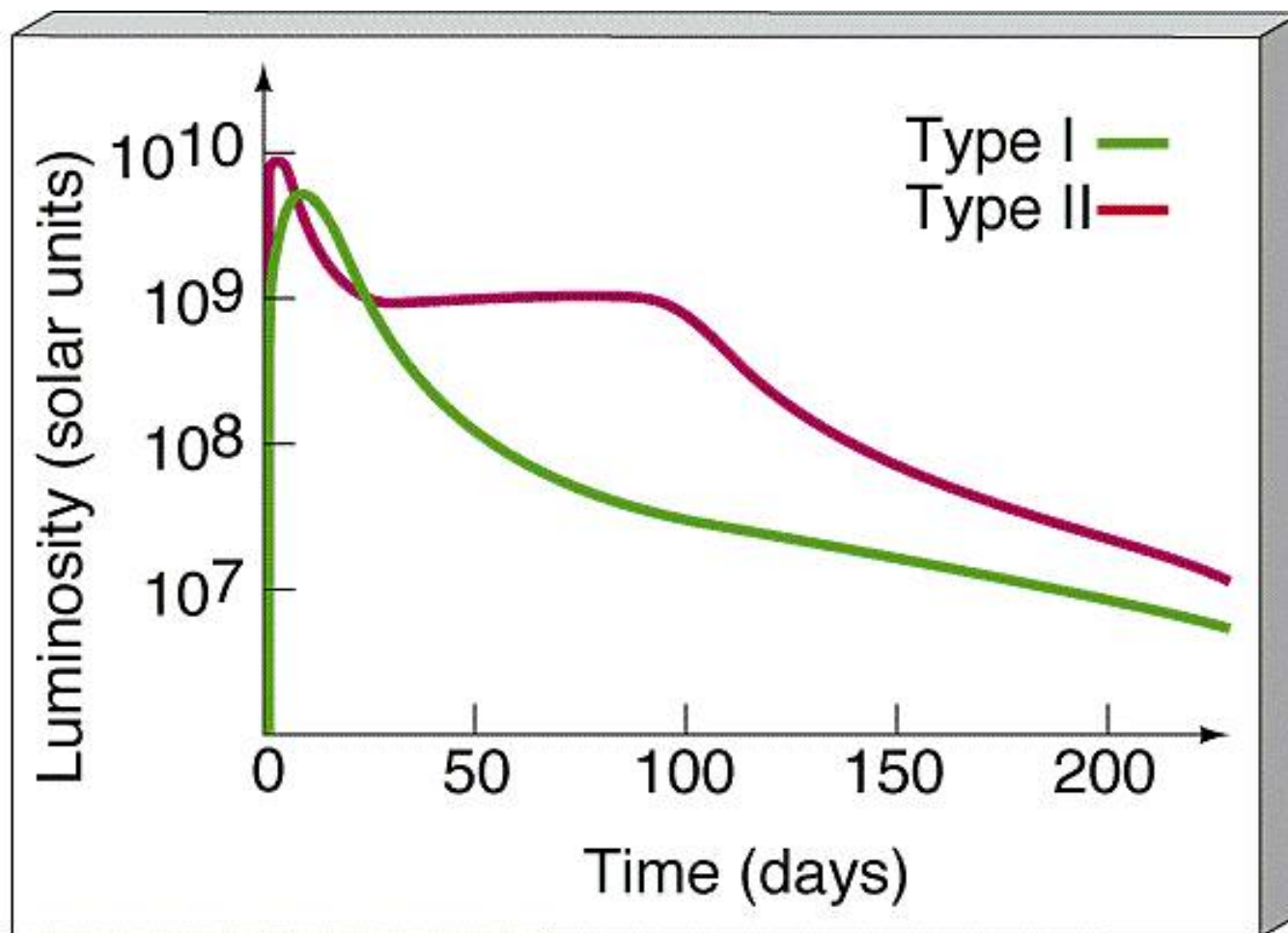
## ☑ Energia típica liberada

- ✓ Total  $\sim 10^{53}$  erg
- ✓ Neutrinos – 99%  $E_{\text{tot}}$
- ✓ Visível – 1%  $E_{\text{tot}}$  ( $\sim 10^{51}$  erg)

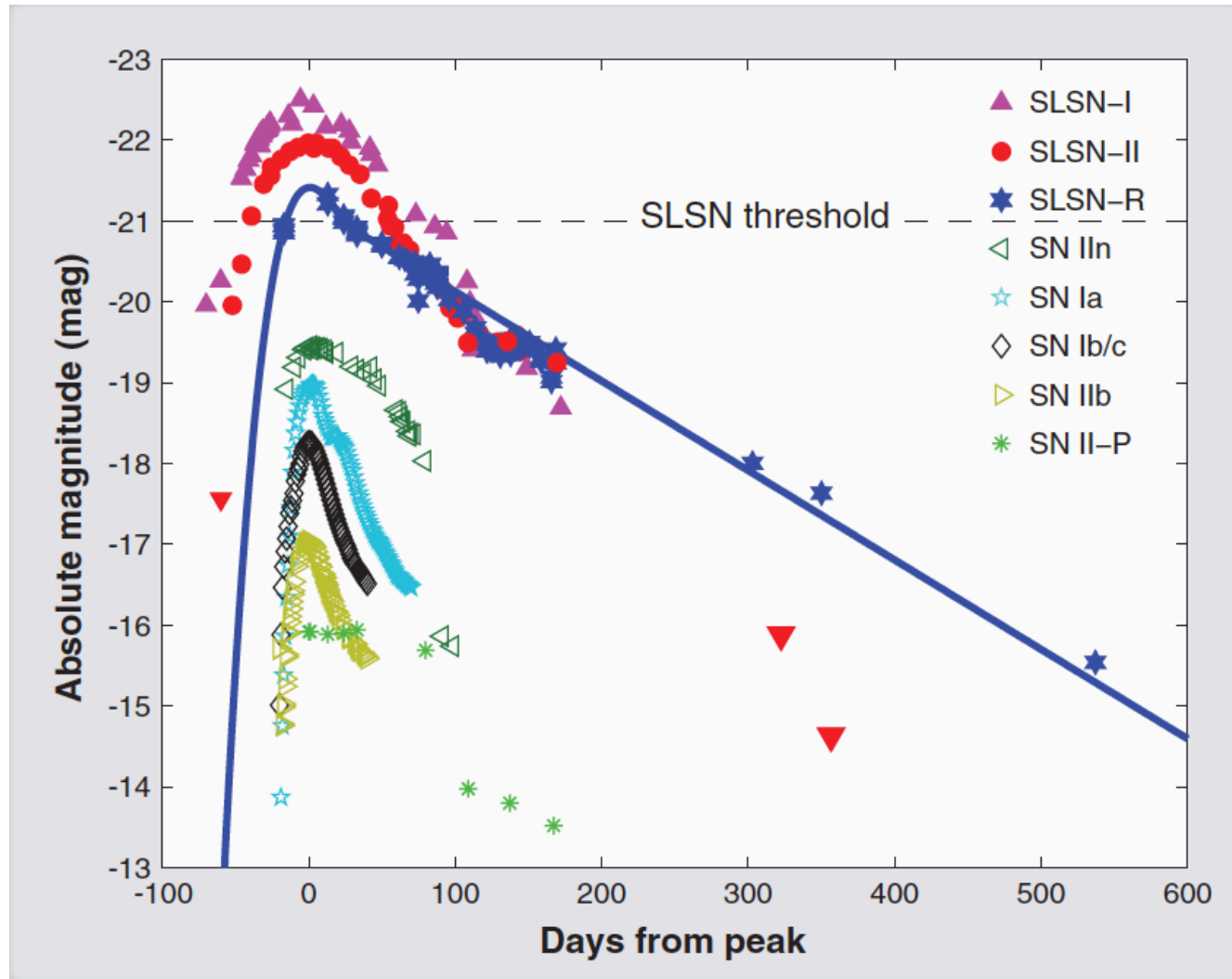
Early Spectra:



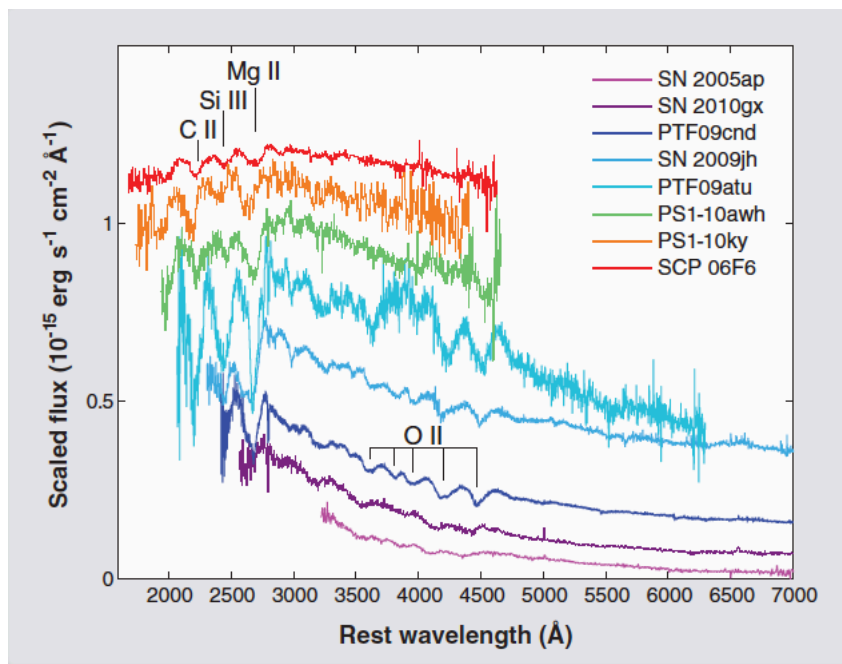
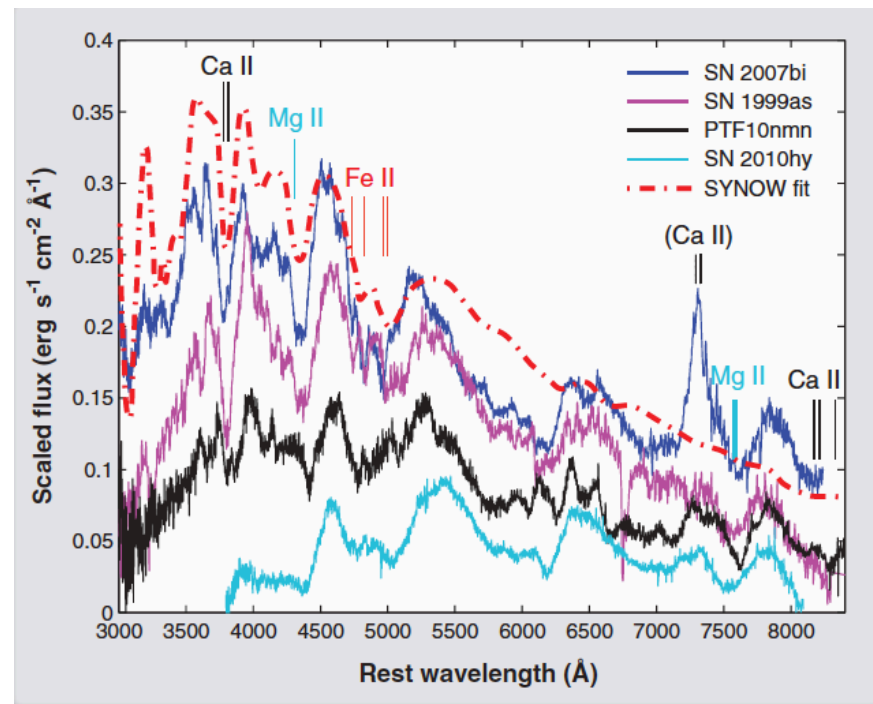
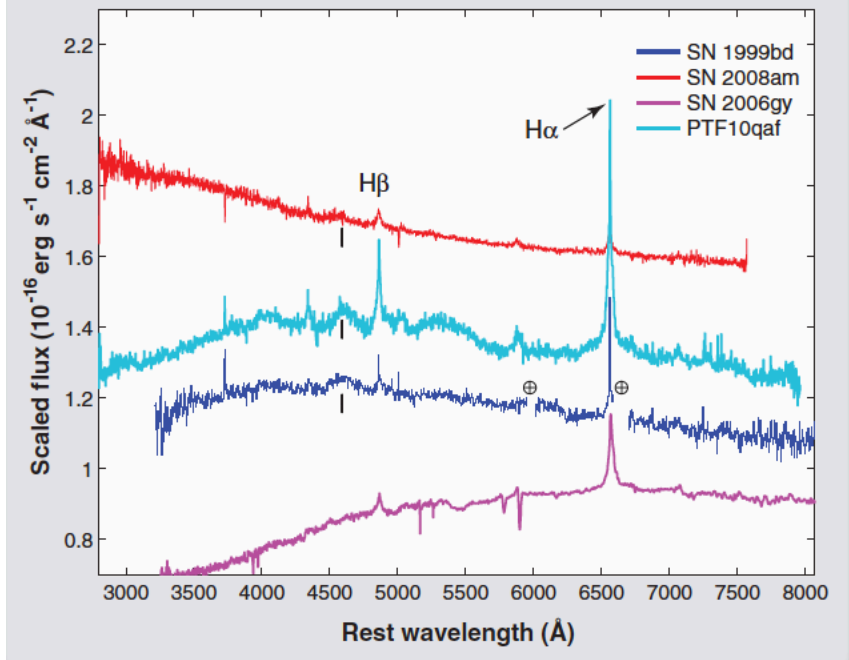
# Curvas de luz de supernovas



### Curvas de luz de supernovas







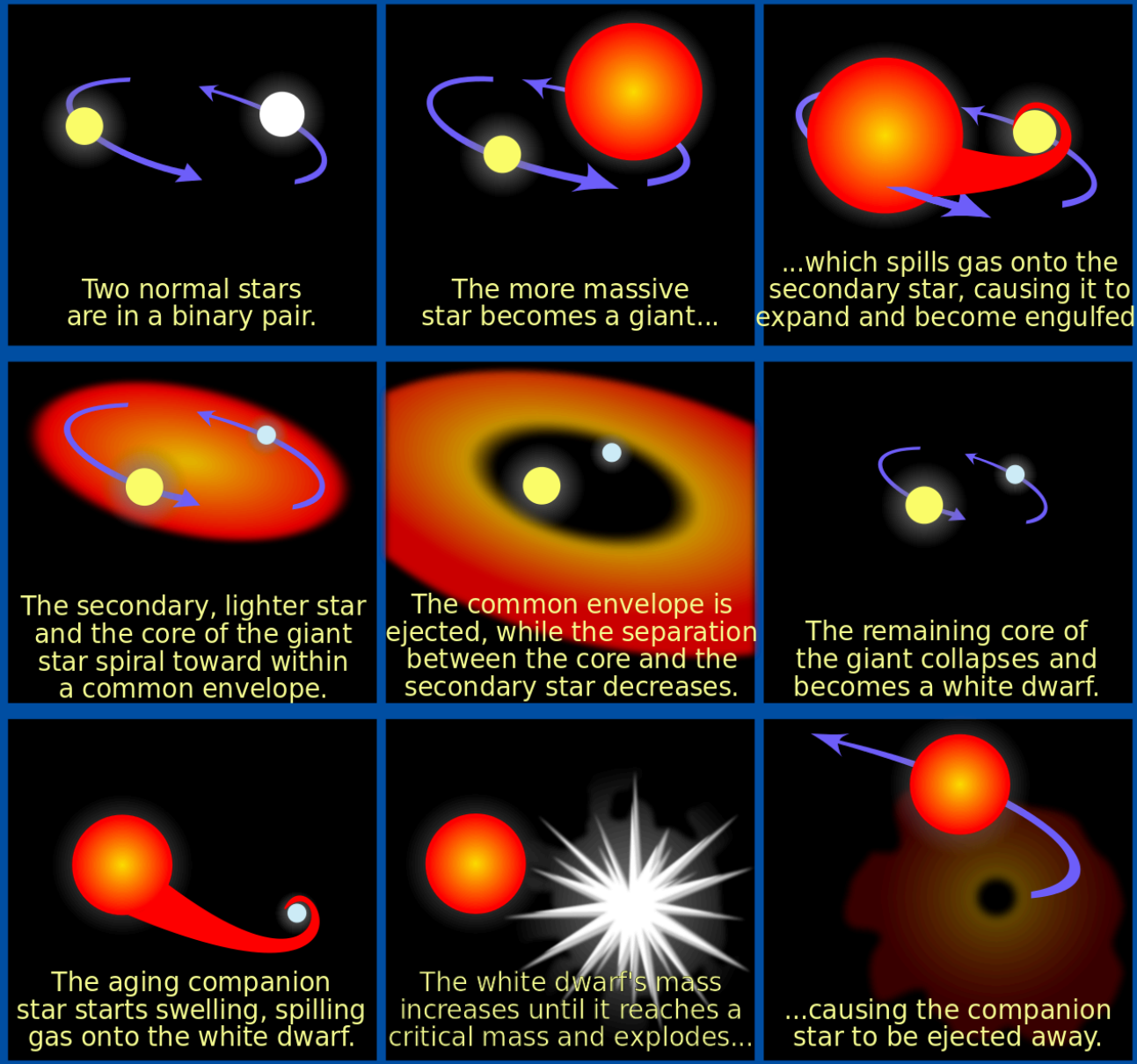
# SN Ia

- ✓ Conceito inicial: anã branca que extrapolou  $M_{\text{Chandrasekhar}}$
- ✓ Colapso para formar uma estrela de nêutrons, em um processo induzido pelo acréscimo de matéria, sem ejeção de envelope
- ✓ Visão atual: não há a extrapolação de  $M_{\text{Ch}}$ , a explosão ocorre pela deflagração (ou detonação) causada pela fusão de C e O
- ✓ Fusão de C e O em elementos mais pesados em poucos segundos
- ✓ Explosão com onda de choque com velocidades  $\sim 5.000\text{--}20.000$  km/s!
- ✓ Magnitude absoluta:  $M_v = -19,3$  (cerca de 5 bilhões de vezes mais brilhante que o Sol), com pouca variação - VELA-PADRÃO!!!
- ✓ A teoria é semelhante à das novas, em que uma AB acumula matéria mais lentamente e não se aproxima do limite de Chandrasekhar. No caso de uma nova, a matéria em queda causa uma explosão de superfície de fusão de H que não rompe a estrela

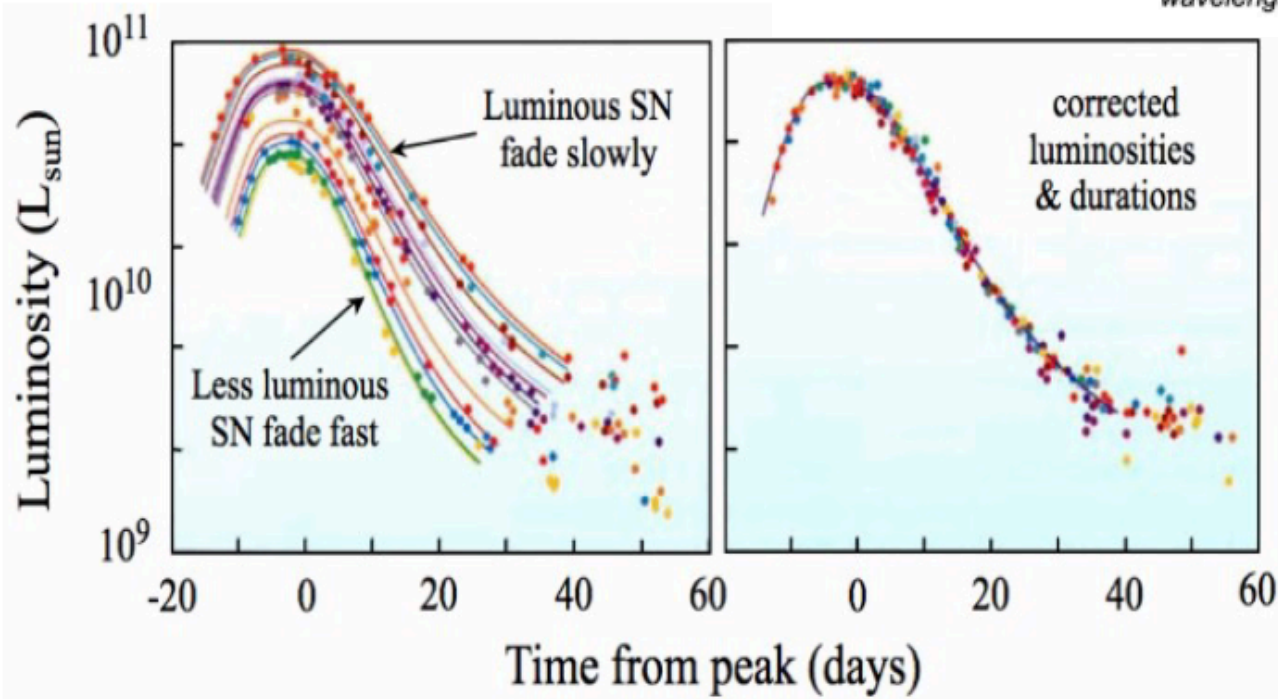
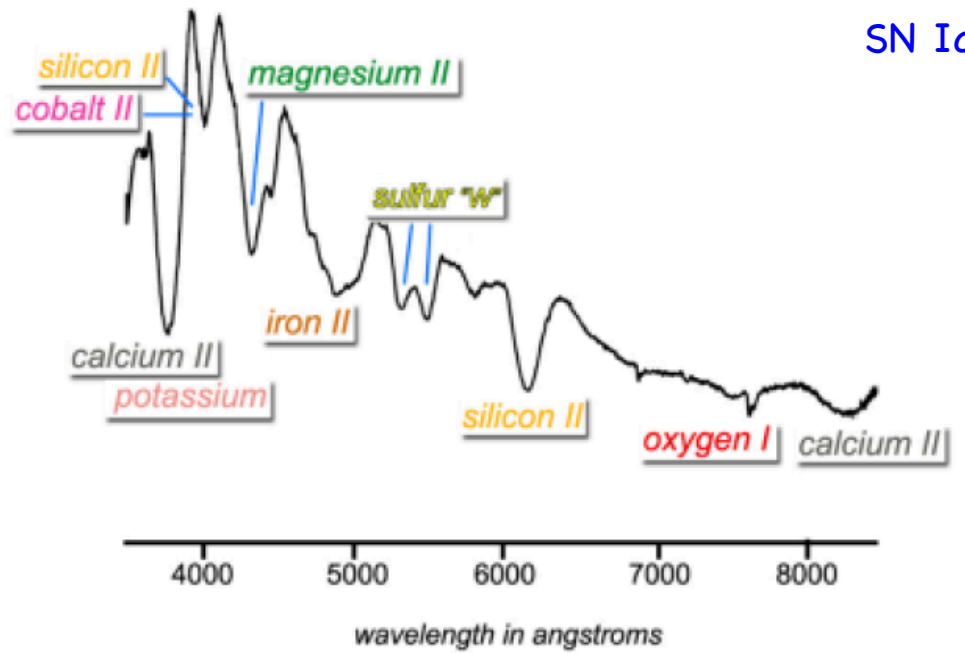


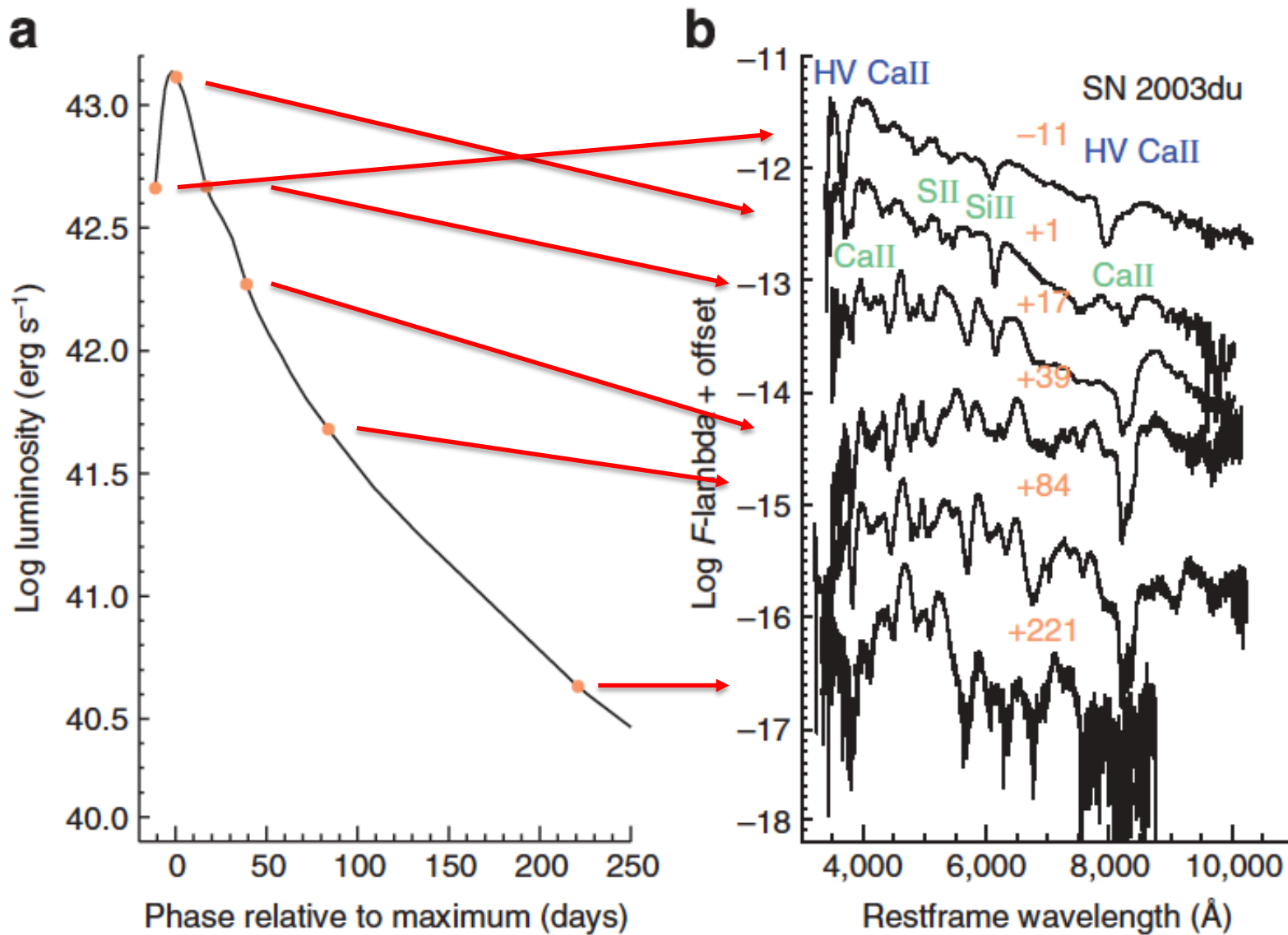
- ❑ Progenitores degenerados únicos - sistema binário próximo, com troca de matéria entre as estrelas primária e secundária
- ❑ Foi estimado que os progenitores degenerados únicos respondem por não mais do que 20% de todas as supernovas do Tipo Ia.
- ❑ Progenitores degenerados duplos - fusão de duas anãs brancas cuja massa combinada excede o limite de Chandrasekhar. A fusão resultante é chamada de anã branca de massa super-Chandrasekhar
- ❑ Colisões de estrelas solitárias na Via Láctea (evento raríssimo:  $10^{-7}$  a  $10^{-13}$  anos) em regiões centrais densas de aglomerados globulares
- ❑ Cenários de degeneração dupla levantam questões sobre a aplicabilidade das supernovas do Tipo Ia como velas padrão, uma vez que a massa total das duas anãs brancas que se fundem varia significativamente, o que significa que a luminosidade também varia
- ❑ Tipo Iax - supernovas subluminosas que ocorrem quando o hélio se acumula em uma anã branca. Nem sempre destrói completamente a progenitora da anã branca, deixando para trás uma "parte" da estrela remanescente

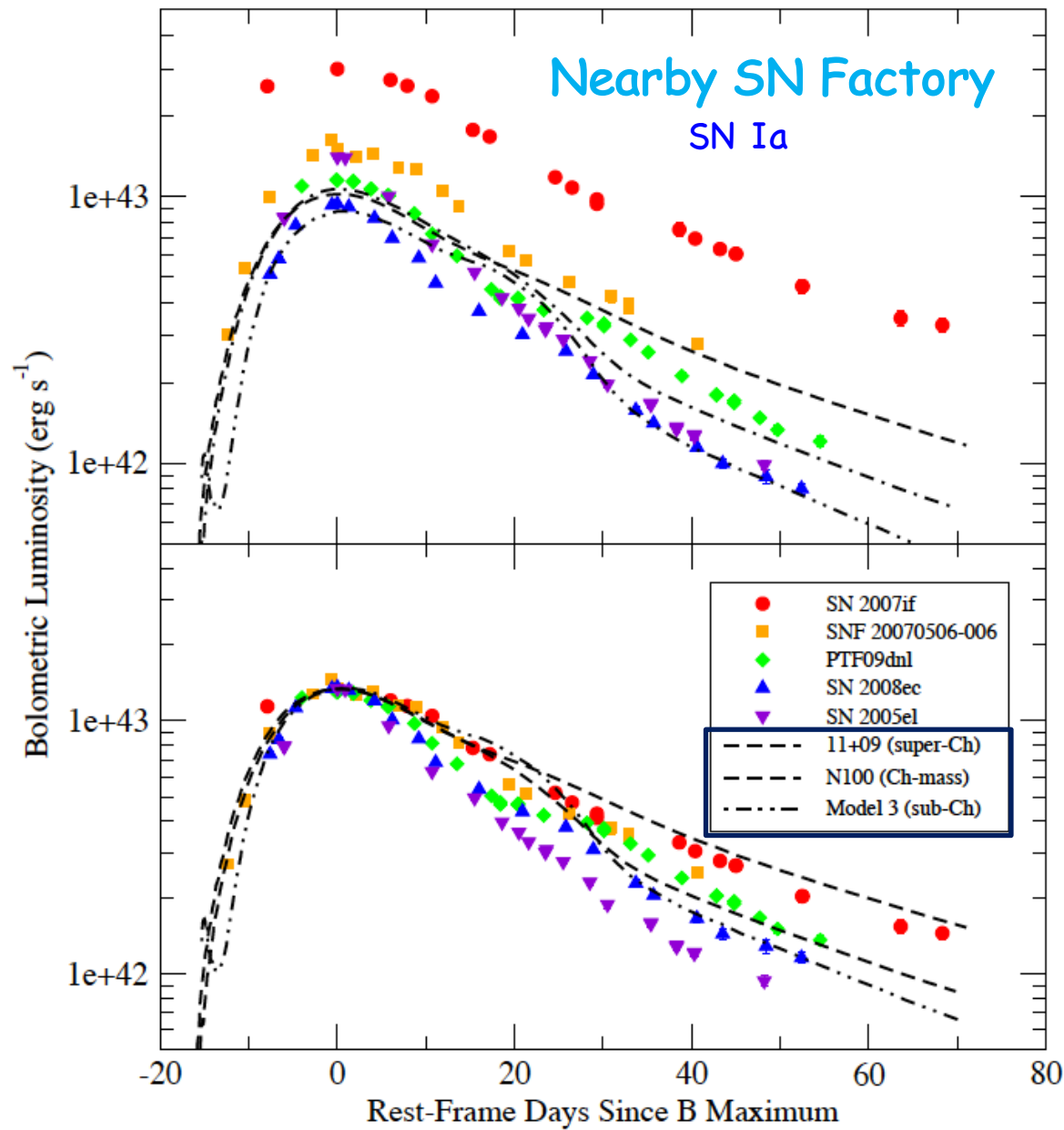
# The progenitor of a Type Ia supernova



Xenakis et al. (2020) -  
Doi:10.1109/EDUCON45650.2020.9125209

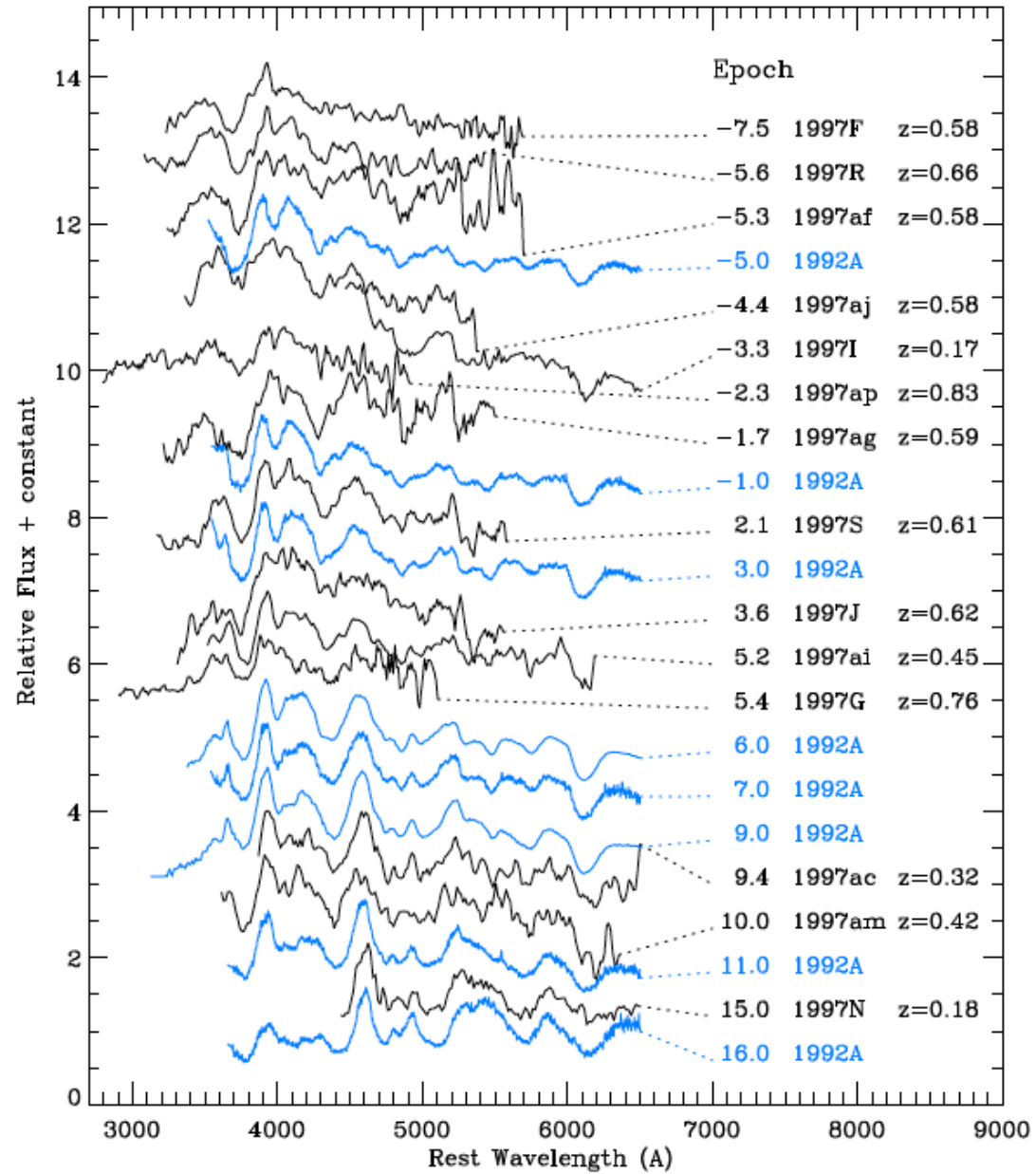
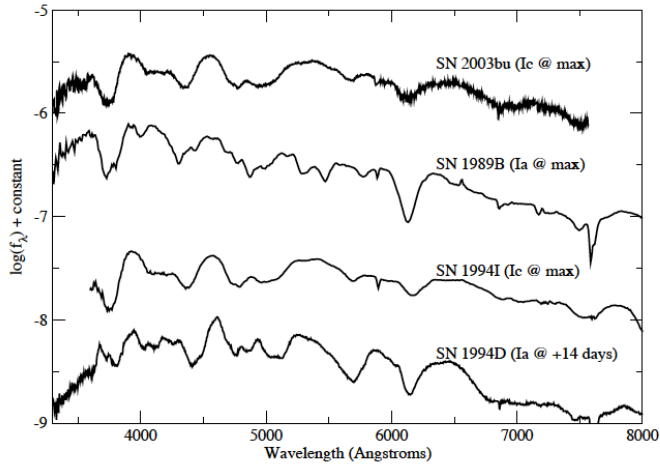






Curvas originais

Curvas normalizadas  
pelo pico em  
 $1,42E43 \text{ erg.s}^{-1}$



# Supernovas tipo II

- ☑ Resulta do rápido colapso e explosão violenta de uma estrela massiva, para  $8 - 10 \lesssim M/M_{\odot} \lesssim 4 - 50$ .
- ☑ Distinguem-se de outros tipos de supernovas pela presença de hidrogênio em seus espectros.
- ☑ Geralmente observados nos braços espirais de galáxias e nas regiões  $H_{II}$ , mas não em galáxias elípticas
- ☑ Colapso do núcleo interno é interrompido pela degeneração de nêutrons. => reversão do colapso e ejeção de matéria
- ☑ A onda de choque e a temperatura e pressão extremamente altas se dissipam rapidamente, mas estão presentes por tempo suficiente para permitir um breve período durante o qual ocorre a produção de elementos mais pesados que o ferro.



- ☑ Dependendo da massa inicial da estrela, os restos do núcleo formam uma estrela de nêutrons ou um buraco negro.
- ☑ Existem várias categorias de explosões de supernovas do Tipo II, que são categorizadas com base na curva de luz resultante
- ☑ SN tipo II-L mostram um declínio constante (linear) da curva de luz após a explosão, enquanto as do tipo II-P apresentam um período de declínio mais lento (um platô) em sua curva de luz seguido por uma queda normal.
- ☑ **Estrelas massivas também podem formar SN Ib e Ic =>** colapso do núcleo de uma estrela massiva (tipo Wolf-Rayet) que ejetou seu envelope externo de hidrogênio e (para o tipo Ic) hélio. Como resultado, eles parecem não ter esses elementos.



Core-burning nuclear fusion stages for a 25-solar mass star					
Process	Main fuel	Main products	25 $M_{\odot}$ star <sup>[5]</sup>		
			Temperature (K)	Density (g/cm <sup>3</sup> )	Duration
hydrogen burning	H	He	$7 \times 10^7$	10	$10^7$ years
triple-alpha process	He	C-O	$2 \times 10^8$	2000	$10^6$ years
carbon burning process	C	Ne, Na, Mg, Al	$8 \times 10^8$	$10^6$	1000 years
neon burning process	N	O, Mg	$1.6 \times 10^9$	$10^7$	3 years
oxygen burning process	O	Si, S, Ar, Ca	$1.8 \times 10^9$	$10^7$	0.3 years
silicon burning process	Si	Ni (decays into Fe)	$2.5 \times 10^9$	$10^8$	5 days
Colapse	Photo dissociation	Fe -> He -> p	$> 2.5 \times 10^9$	$10^{11}$	seconds

## Colapso

- ☑ Produção de um núcleo inerte de Fe e interrupção da produção de energia ( $T \sim 10^{10}$  K)
- ☑ Fotodissociação =>
  - ✓  $\gamma + {}_{28}^{56}\text{Fe} \rightarrow 13 {}_2^4\text{He} + 4n$
  - ✓  $\gamma + {}_2^4\text{He} \rightarrow 2p + 2n$
- ☑ Neutronização =>
  - ✓  $p + e^- \rightarrow n + \gamma + \nu$
- ☑ Fuga de neutrinos resfria rapidamente a estrela
- ☑ Gravidade esmaga o núcleo dissociado de nêutrons, tornando a região completamente degenerada
- ☑ Tempo de colapso  $\lesssim 1\text{s}$

## Rebote

- ☑ Velocidade do envelope em queda livre atinge  $v \sim 0,1c$
- ☑ A matéria em queda choca-se com o núcleo de nêutrons extremamente denso ( $\rho \sim 10^{15} \text{ g.cm}^{-3}$ ) causando uma pequena compressão (oscilação fortemente amortecida)
- ☑ Produção de uma onda de choque  $\Rightarrow$  reversão do movimento
- ☑ Alta densidade nuclear possibilita uma maior interação de neutrinos com a matéria em queda, ajudando a reversão do movimento
- ☑ Ejeção da matéria  $\Rightarrow$  "explosão"  $\Rightarrow$  SUPERNOVA

# Colapso do núcleo de estrelas massivas

- ☑ Reflexão do infall: choque parcialmente elástico e interrupção do colapso, devido à densidade do núcleo atingir densidades nucleares ( $> 10^{14} \text{ g.cm}^{-3}$ )
- ☑ Energia necessária para restabelecer as condições anteriores ao colapso (elástico)

$$E \approx GM_c^2 \left( \frac{1}{R_n} - \frac{1}{R_{wd}} \right) \approx \frac{GM_c^2}{R_n} \approx 3 \times 10^{53} \text{ erg}, \quad \boxed{21}$$

- ☑ Energia necessária para expelir o envelope ( $M = 10 M_{sol}$ )

$$E_c = \int_{M_{wd}}^M \frac{Gm \, dm}{r} \ll \frac{GM^2}{R_{wd}} \approx 3 \times 10^{52} \text{ erg} \quad \boxed{22}$$

Valores realistas da ordem de  $10^{51} \text{ erg}$

- ☑ Núcleo comprimido além do ponto de equilíbrio age como uma mola, com a força restauradora expulsando o envelope em infall



# SN tipo II - Colapso do núcleo de estrelas massivas

- ✓ Reflexão do infall: choque parcialmente elástico e interrupção do colapso, devido à densidade do núcleo atingir condições nucleares ( $> 10^{14} \text{ g.cm}^{-3}$ )
- ✓ Energia necessária para restabelecer as condições anteriores ao colapso (elástico)

$$E \approx GM_c^2 \left( \frac{1}{R_c} - \frac{1}{R_n} \right) \approx \frac{GM_c^2}{R_n} \approx 3 \times 10^{53} \text{ erg,}$$

- ✓ Energia necessária para expelir o envelope ( $M = 10 M_\odot$ )

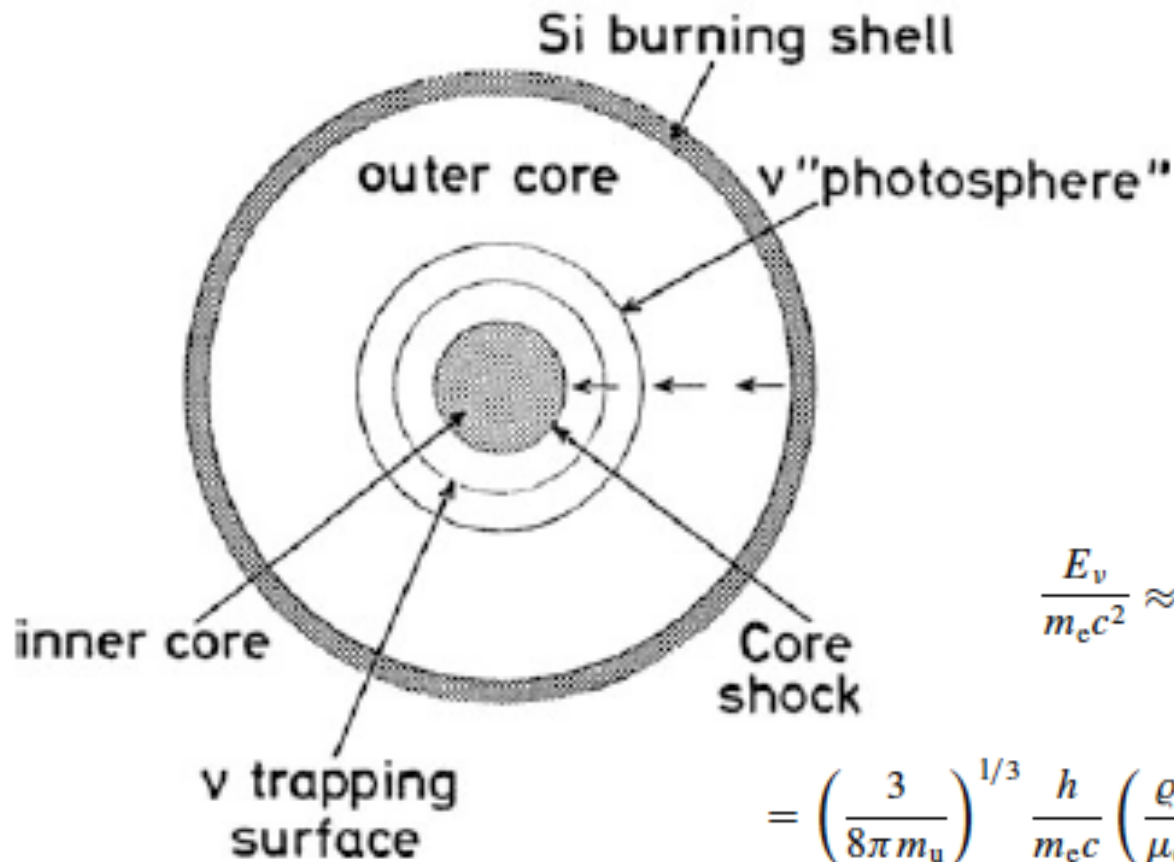
$$E_e = \int_{M_{wd}} \frac{Gm \, dm}{r} \ll \frac{GM^2}{R_{wd}} \approx 3 \times 10^{52} \text{ erg}$$

- ✓ Núcleo comprimido além do ponto de restabelecimento, o que age como uma mola, com a força restauradora impedindo o envelope em infall

Principal fuga de energia: neutrinos ( $\sim 10^{53} \text{ erg}$ )

Energia luminosa:  $\sim 0,01 E_{\text{total}}$  (objetos mais brilhantes do Universo)

valores realistas da ordem de  $10^{51} \text{ erg}$



$$\frac{E_\nu}{m_e c^2} \approx \frac{E_F}{m_e c^2} = \frac{p_F}{m_e c}$$

23

$$= \left( \frac{3}{8\pi m_u} \right)^{1/3} \frac{h}{m_e c} \left( \frac{\rho}{\mu_e} \right)^{1/3} \approx 10^{-2} \left( \frac{\rho}{\mu_e} \right)^{1/3}$$

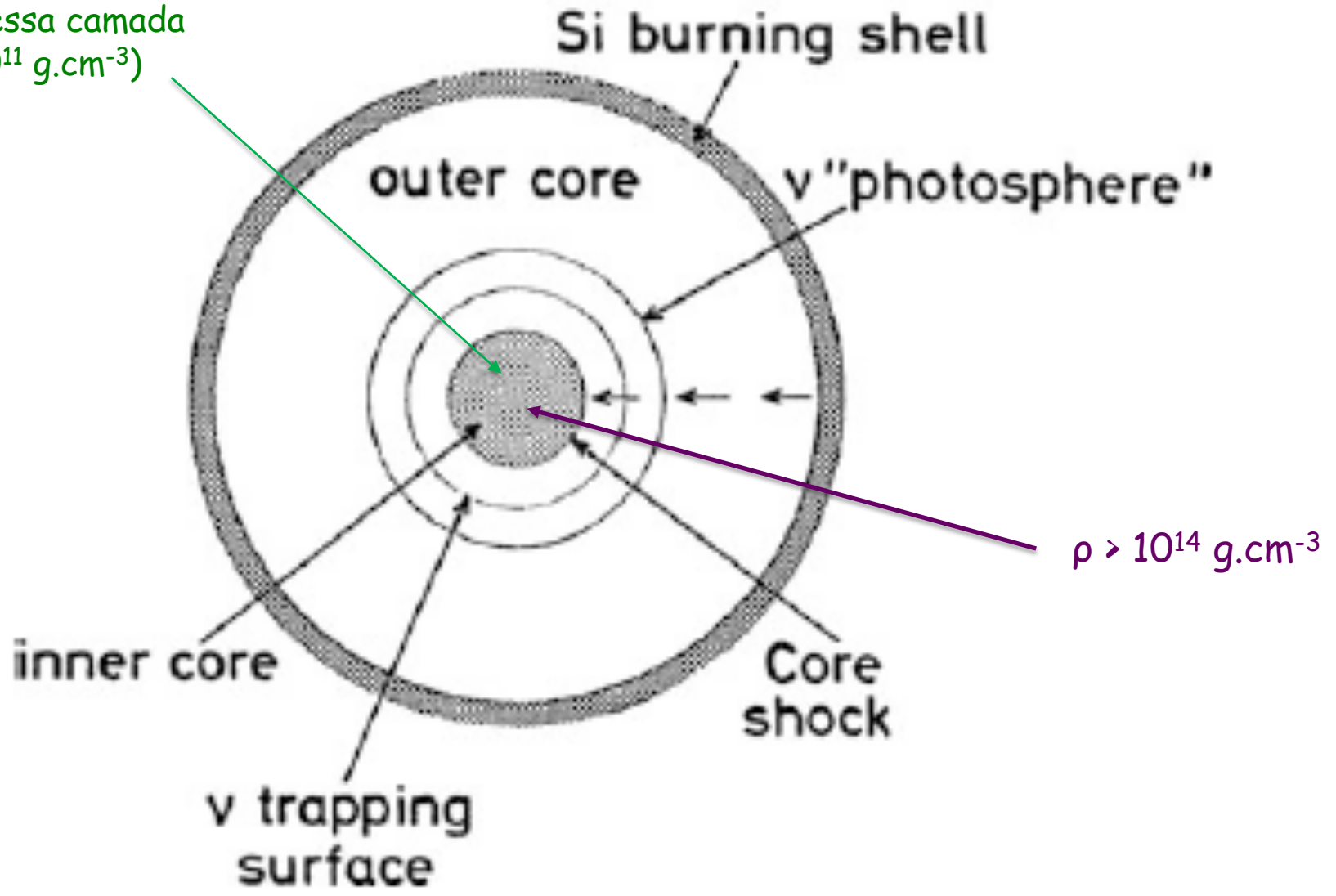
24

- ✓ Para  $\rho > 10^{12} \text{ g.cm}^{-3}$ , decaimento  $\beta$  passa a produzir núcleos com mais n  $\Rightarrow$  neutronização  $\Rightarrow$  produção de mais  $\nu$   $\Rightarrow$  esfriamento do núcleo
- ✓ Opacidade grande "prende" os neutrinos ( $l_\nu$  cada vez menor).
- ✓  $v_{\text{esc}} < v_{\text{col}}$ , se  $\rho \geq 3 \times 10^{11} \text{ g.cm}^{-3}$
- ✓  $\nu$  presos  $\Rightarrow$  degenerescência  $\Rightarrow$  aumenta da neutronização

$$l_\nu \approx \frac{1}{n\sigma_\nu} \sim 6 \times 10^6 \text{ cm}$$

25

Neutronização  
ocorre nessa camada  
( $\rho \approx 10^{11} \text{ g.cm}^{-3}$ )



## Captura eletrônica

- ☑ Importante em todas as SN em que ocorre o colapso do núcleo degenerado de ONeMg
  - ✓  $M_c \approx 1,37 M_{\text{sol}}$ ,  $\rho \approx 4,5 \times 10^9 \text{ g.cm}^{-3}$
- ☑ Captura por  $^{24}\text{Mg}$  e  $^{20}\text{Ne}$  (preferível a deixa-los degenerados no mar de  $e^- \Rightarrow$  esfriamento do meio)  $\Rightarrow$  CONTRAÇÃO
- ☑ Queima de O externo x perda de energia por  $\nu \Rightarrow$  colapso continua
- ☑ Equilíbrio de queima nuclear: Fe, Ni  $\Rightarrow \alpha \Rightarrow p, n$  livres  $\Rightarrow$  estrela de neutrons de massa  $M \leq 1,37 M_{\text{sol}}$ .
- ☑  $E_{\text{SN}} \approx 10^{50}$  erg (aquecimento de neutrinos, ejeção de O, C e Ni  $\approx 0,015 M_{\text{sol}}$ )

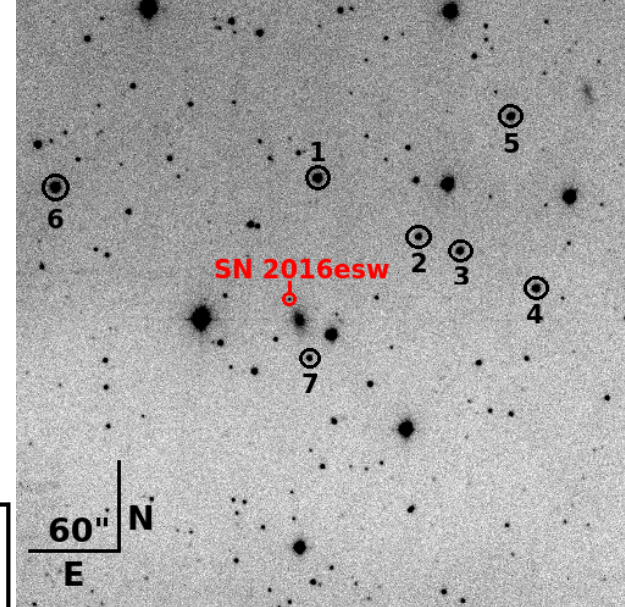
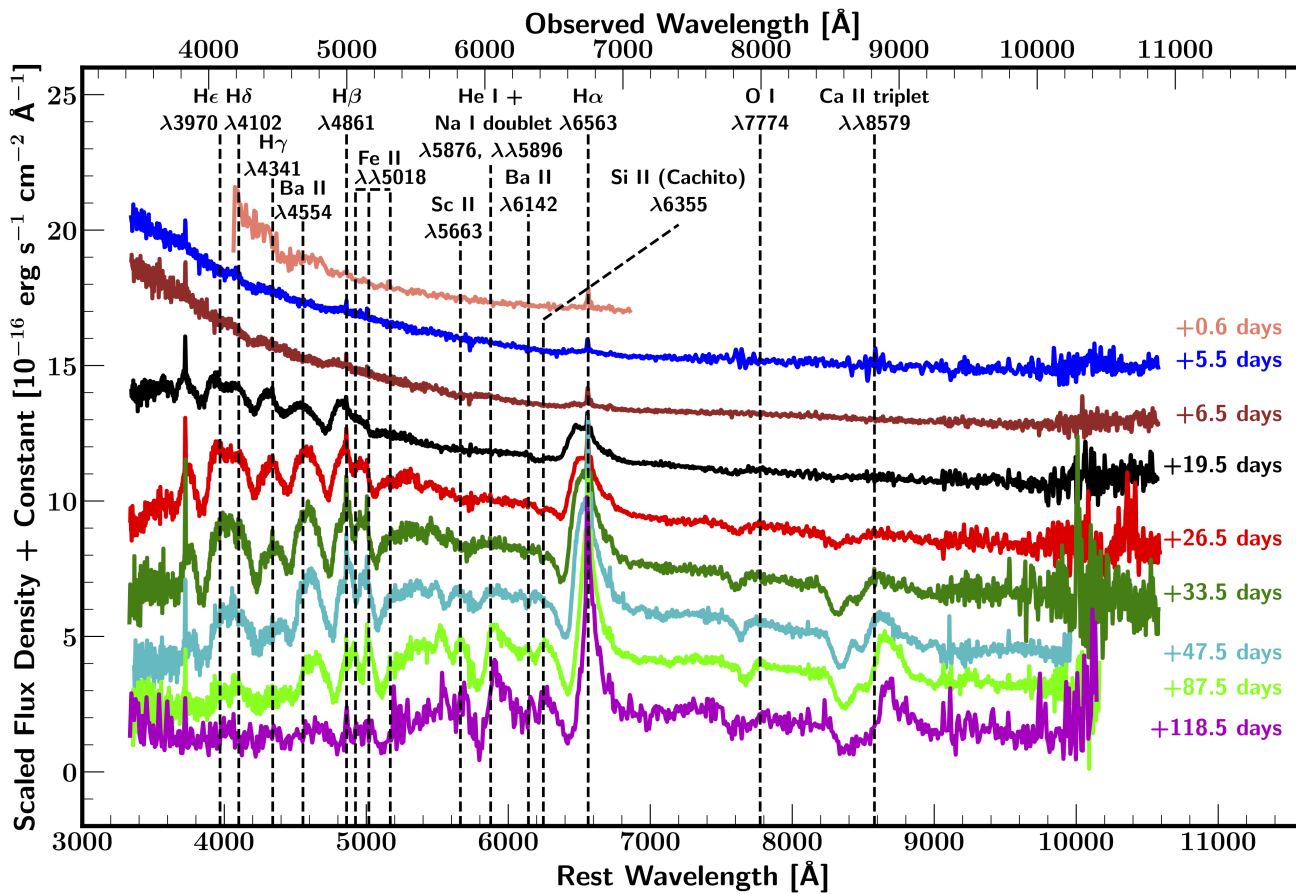


## Criação de pares

- ✓  $E_\gamma > m_e c^2$  ; equivalente, do ponto de vista de balanço térmico, à dissociação e ionização
- ✓ Criação de pares reduz  $\gamma_{ad} \Rightarrow$  instabilidade dinâmica, pois nem toda a energia disponível é usada para restaurar o equilíbrio devido à pressão externa
- ✓ Aumento da energia de Fermi ( $e^-$  livres +  $e^-$  da produção de pares) deixa menos células no espaço de fase disponíveis ( $E_{e^-} > E_F$ )
- ✓ A grande quantidade de pares torna o gás no núcleo relativístico ( $\gamma_{ad} \approx 4/3$ )
- ✓ Típico em estrelas com massas iniciais  $M > 80 - 100 M_{Sol}$

- ☑ Perda de massa e metalicidade afetam a massa final do núcleo, mas simulações indicam um núcleo de He com massa  $\approx 10 M_{\text{Sol}}$  como a massa limite para início da instabilidade
- ☑ Destino de  $\star$  com esse intervalo de massa é incerto, mas simulações indicam (dependendo da metalicidade, perda de massa e rotação, os seguintes cenários:
  - ✓ Fotodesintegração  $\Rightarrow$  ruptura total da estrela
  - ✓ Pulsação  $\Rightarrow$  perda de massa explosiva (SN), mas sem ruptura  $\Rightarrow$
  - ✓ Colapso direto para um BN

Detalhes dos cálculos podem ser encontrados no trabalho de Heger et al. (ApJ, 591, 288) e Maeder (Physics, Formation and Evolution of Rotating Stars, Springer, 2009)



# N63A - visível e raios X



NASA, ESA, Hubble, Chandra  
Processing & License: Judy Schmidt

C. A. Wuensche (2021)



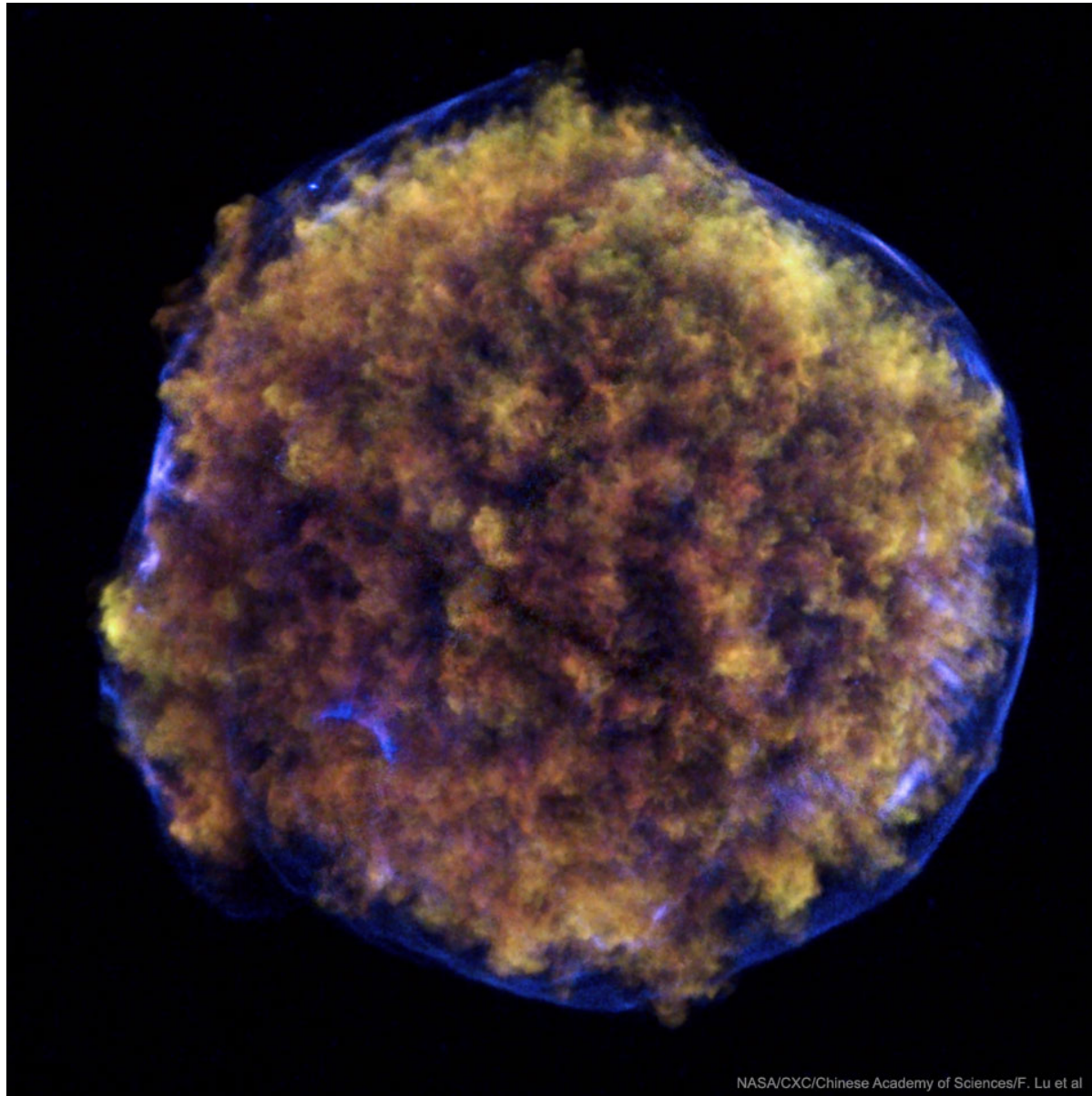


# SN1994D - distâncias cosmológicas



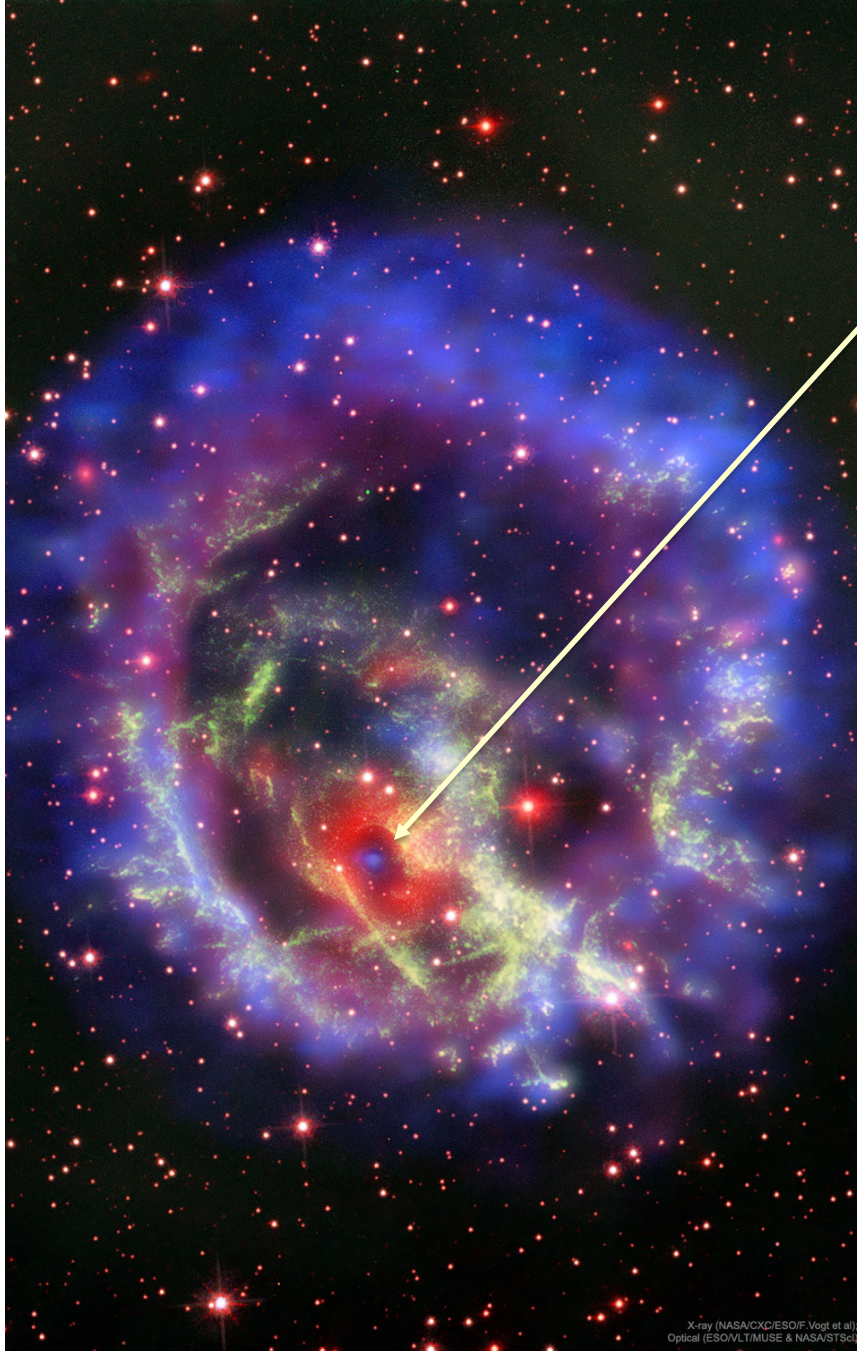
C. A. Wuensche (2021)

# SN1572 (Tycho Brahe) em raios-X (3 bandas)



C. A. Wuensche (2021)



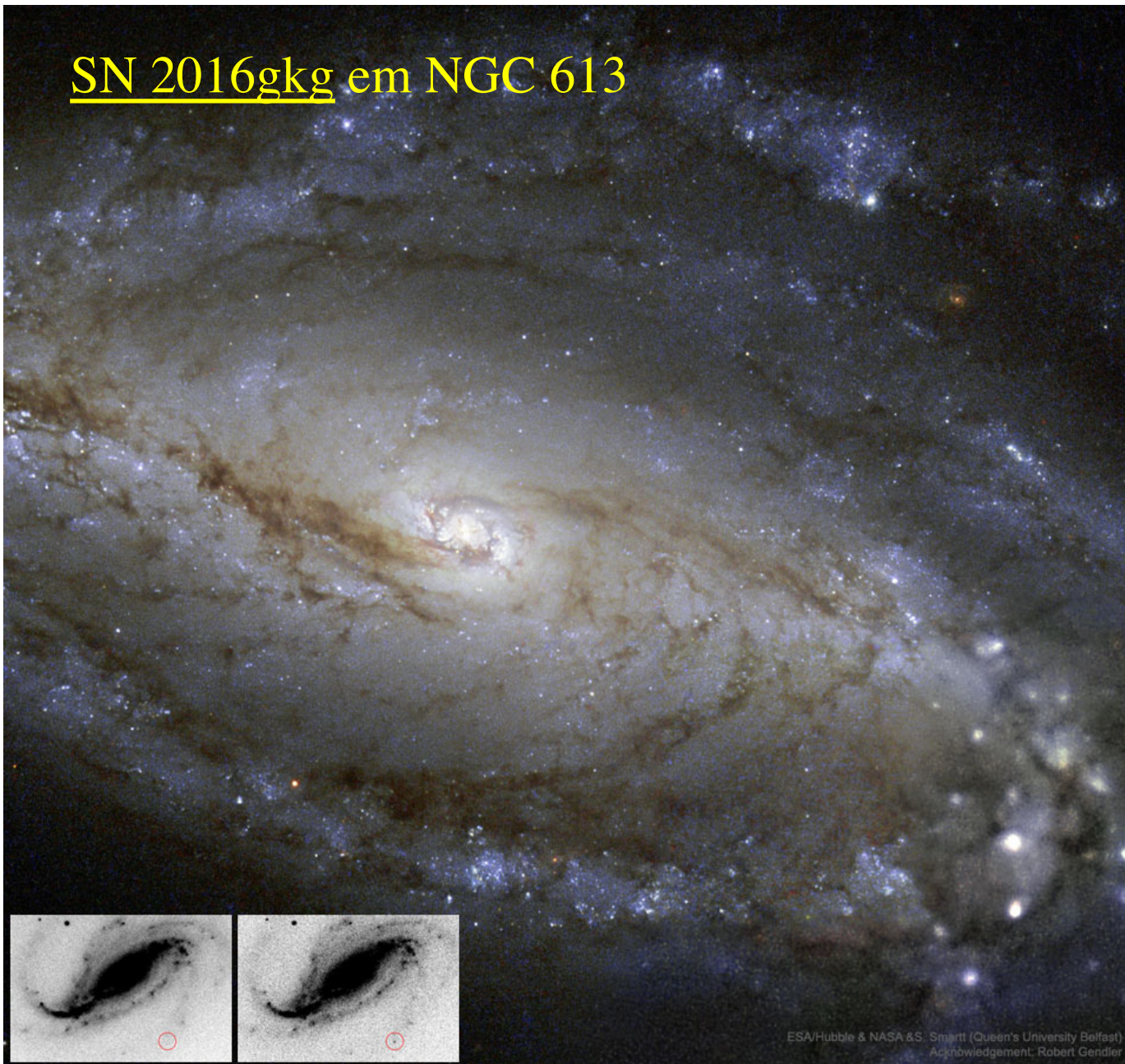


SNR E0102-72.3

X-ray (NASA/CXC/ESO/F.Vogt et al);  
Optical (ESO/LTMUSE & NASA/STScI)



# SN 2016gkg em NGC 613



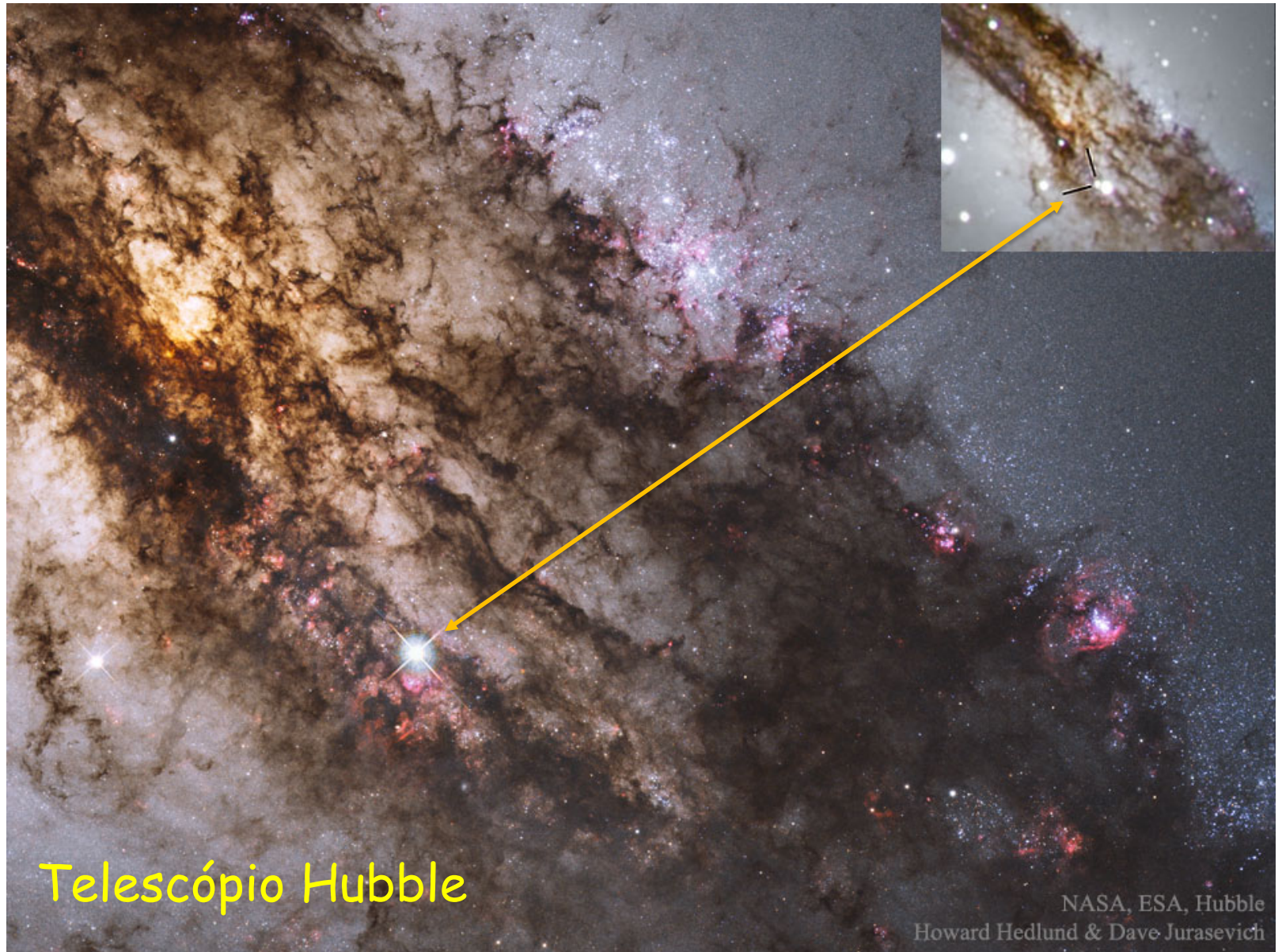
ESA/Hubble & NASA & S. Smartt (Queen's University Belfast)  
Acknowledgement: Robert Gendler





SN2016adj

Telescópio solo





# SN 1054 (Crab Nebula)



# SN 1987A

## Informações gerais

- ☑ RA: 05h37'27", DEC: -69°16,2'
- ☑ Distância: 169 mil anos-luz
- ☑ Brilho visual (máx): +2,9 mag
- ☑ Progenitora: Sanduleak -69 202,  $M \sim 20 M_{\text{Sol}}$
- ☑ Localização: Grande Nuvem de Magalhães, na região de 30 Doradus (próxima à Nebulosa da Tarântula)
- ☑ Descobridor: Ian Shelton, utilizando o observatório de Las Campanas em La Silla (Chile).

## Importância

- ☑ Progenitora conhecida: supergigante azul (tipo espectral B III) na Grande Nuvem de Magalhães
- ☑ Primeira supernova próxima em mais de 300 anos
- ☑ 1a. Observação de neutrinos identificada
- ☑ Curva de luz anômala (máximo cerca de 2 meses depois da explosão).
- ☑ Teste dos modelos de estágios finais de evolução estelar, explosão de supernovas, etc.

## Timing das observações iniciais

- ☑ 23/02/1987 (7:36 UT) – observação dos neutrinos
- ☑ 23/02/1987 (9:30 UT) – Albert Jones (astr. amador) observa a GNM e não vê nada anormal
- ☑ 23/02/1987 (10:30 UT) – Roberto McNaught fotografa a GNM. Ao revelar a foto, SN1987A está lá.
- ☑ 20 horas após, Ian Shelton faz a descoberta a olho nu em Las Campanas.
- ☑ Medidas em rádio: horas depois.
- ☑ Observação no UV: 12 horas depois (IUE).
- ☑ Medidas em raios  $\gamma$  e gama: cerca de 50 dias depois, durando até 1 ano depois da observação.



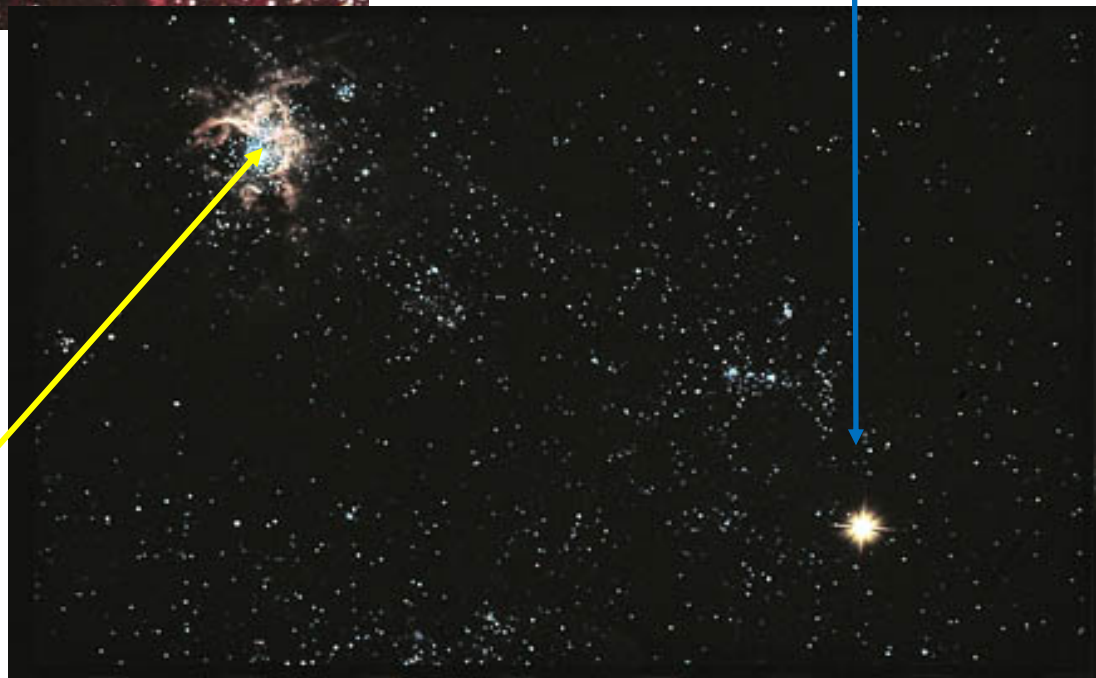
# Identificação...

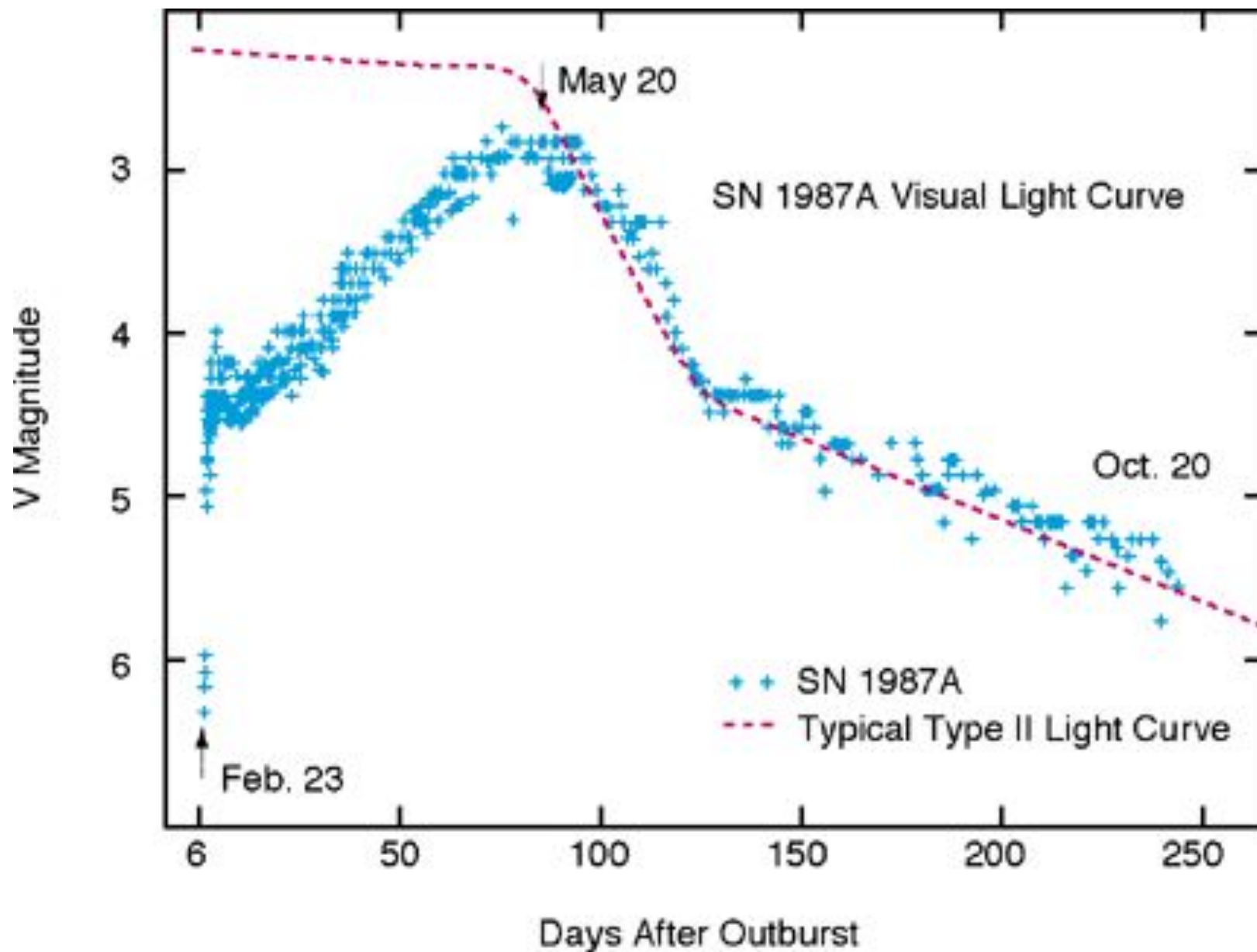


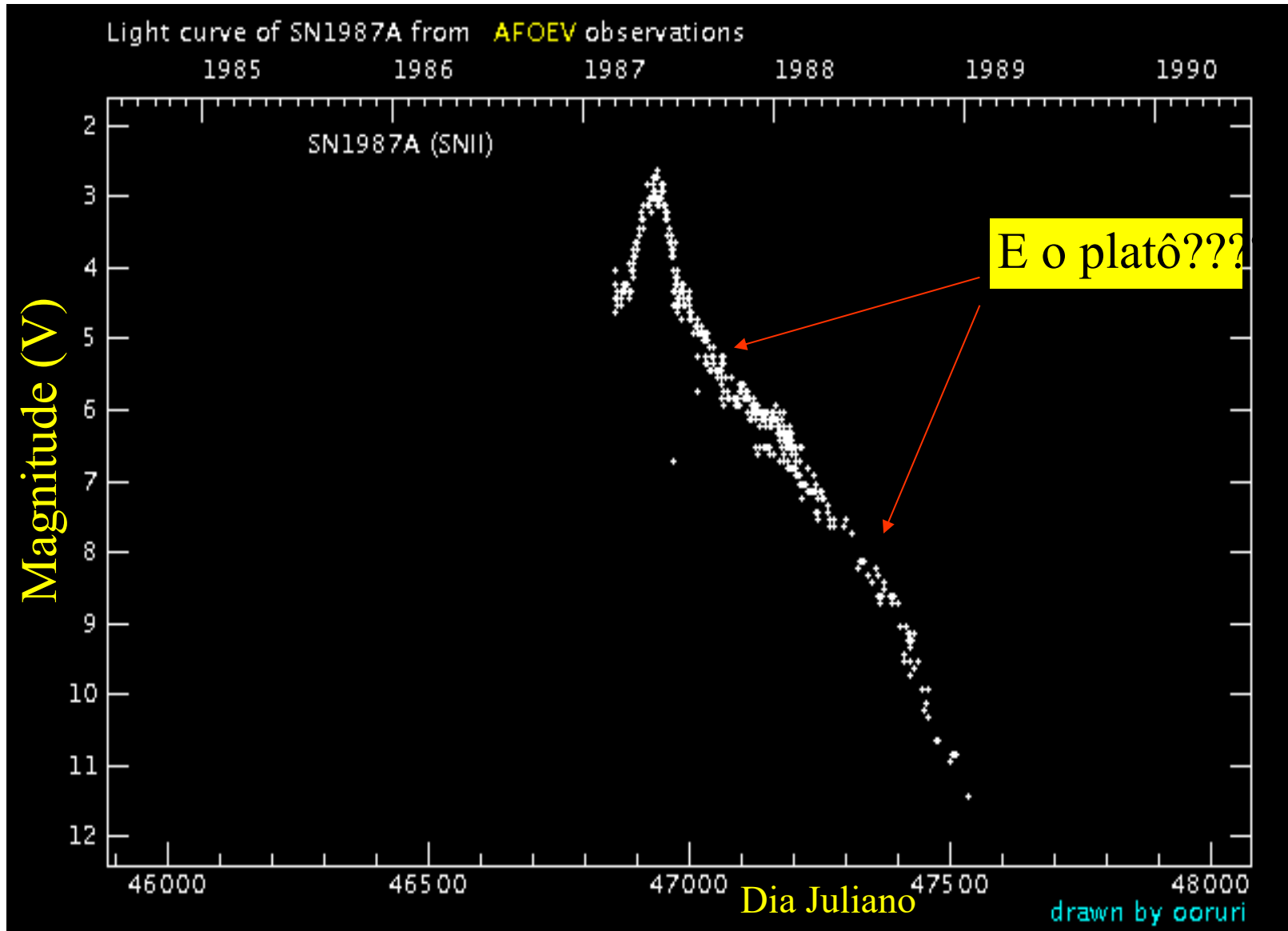
SN1987A (24/02/1987)

Sk -69 202 (22/02/1987)

Nebulosa da Tarântula

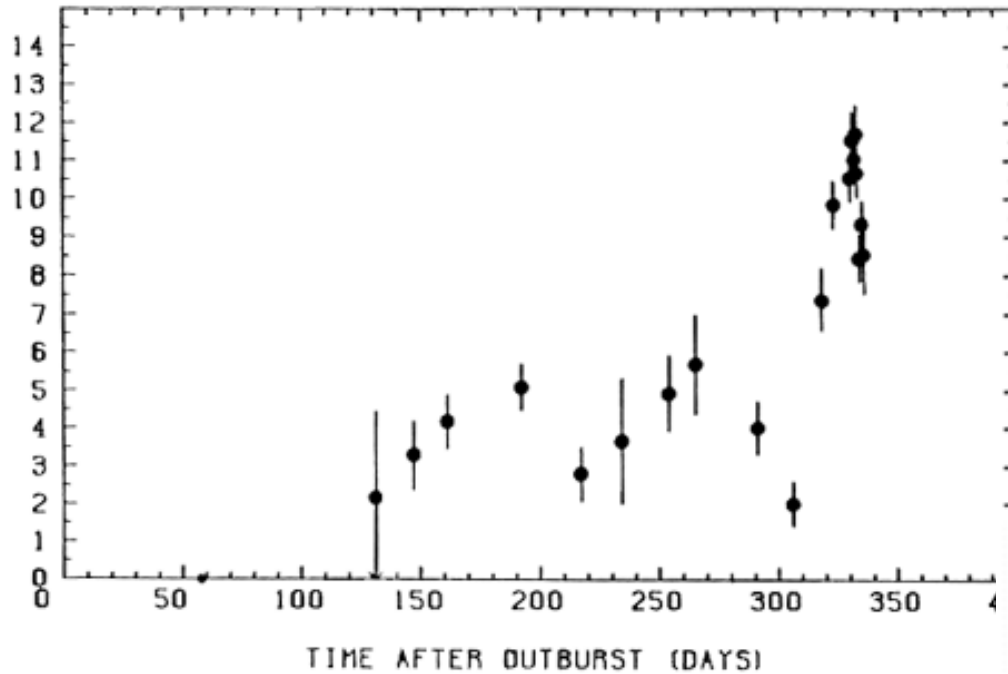






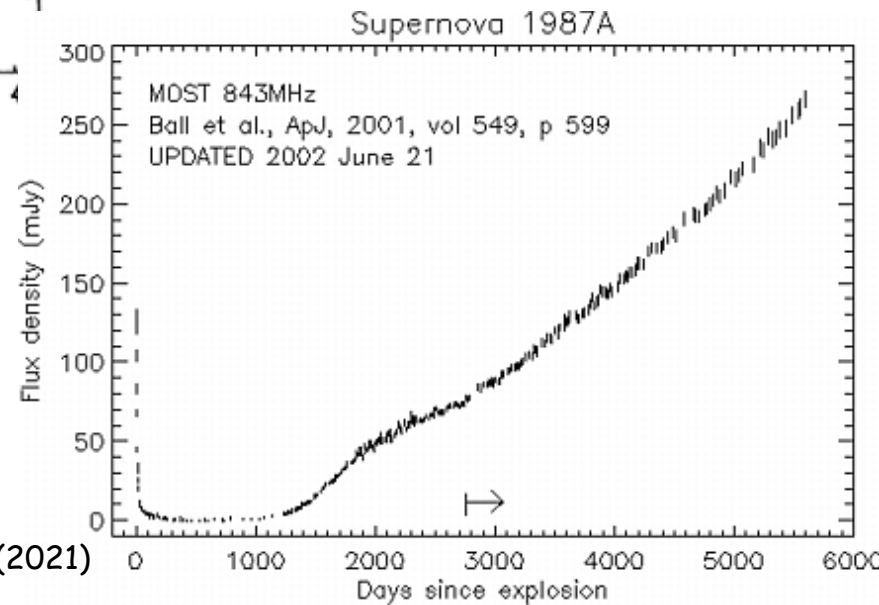


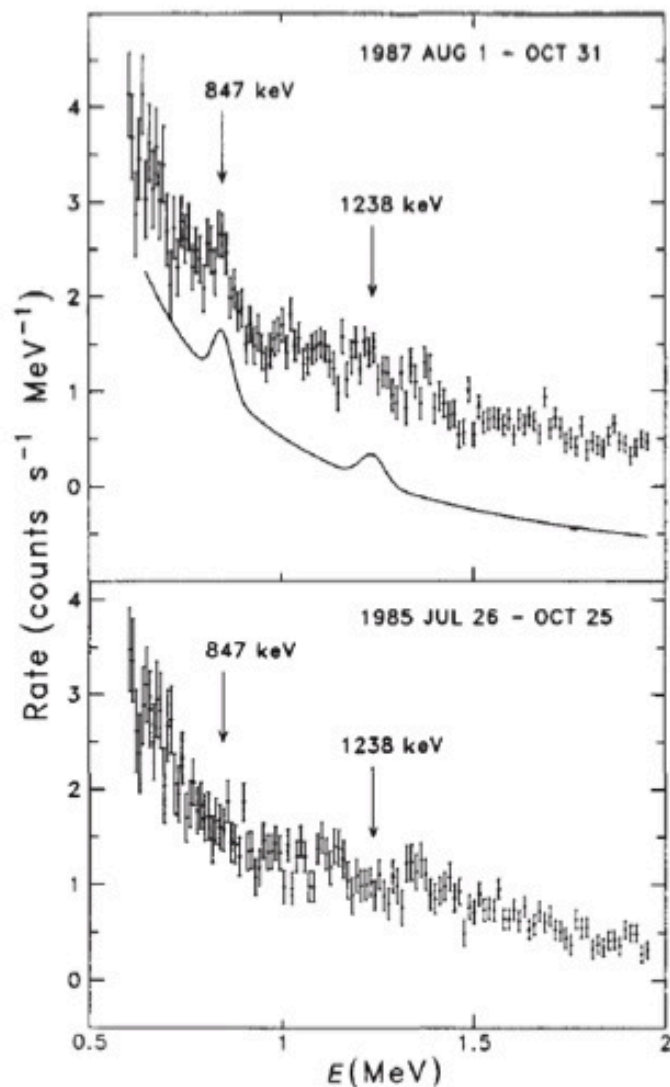
SN1987A X-RAY LIGHT CURVE : 5.8 - 16.1 KEV



Satélite Ginga (raios X)  
 $\text{Ni}^{56} (6,1 \text{ d}) \Rightarrow \text{Co}^{56} (77 \text{ d}) \Rightarrow \text{Fe}^{56}$

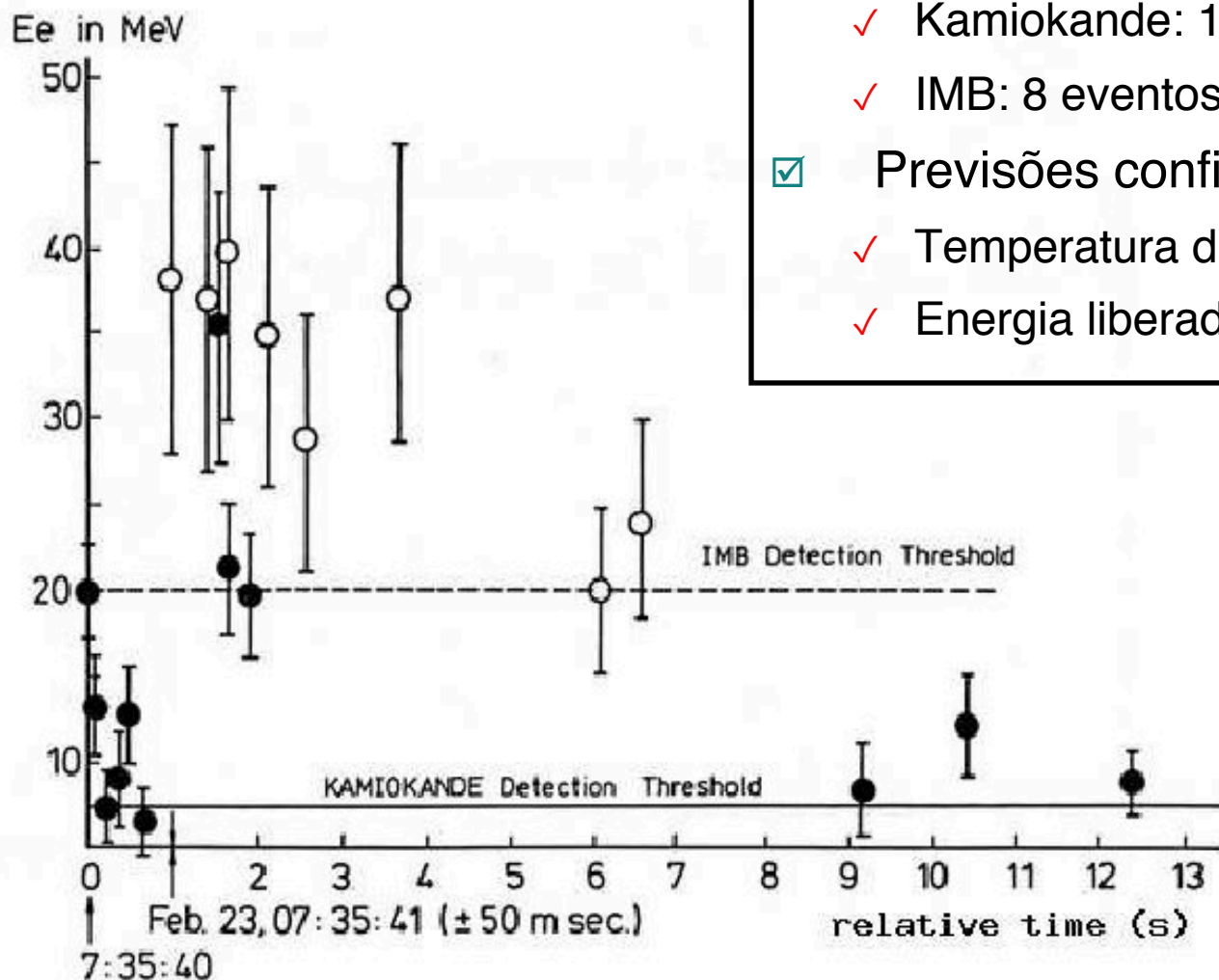
Molonglo Observatory  
Synthesis Telescope (rádio)





The *first* detection of nucleosynthesis lines from a *type II* supernova!

The <sup>56</sup>Co lines as detected from SN 1987A by SMM/GRS.  
(Matz et al. 1988, Nature 331, 416)

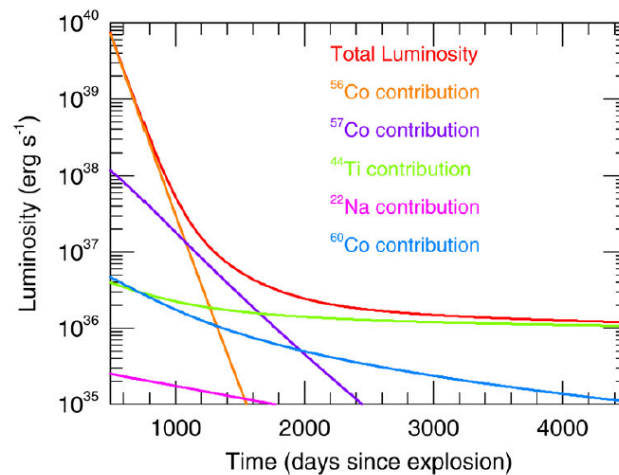
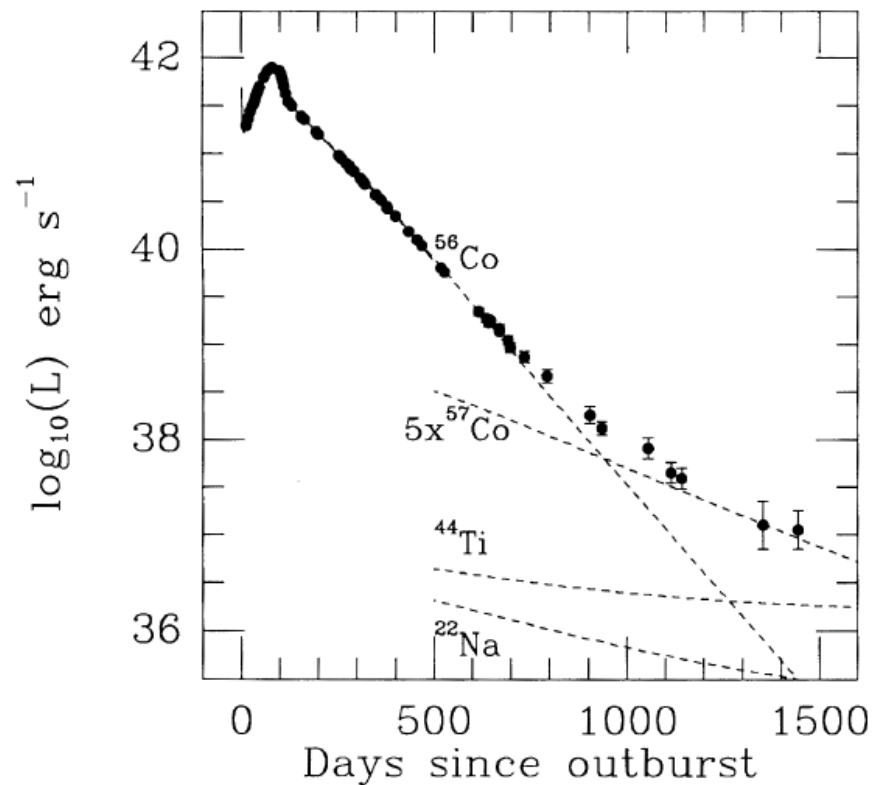
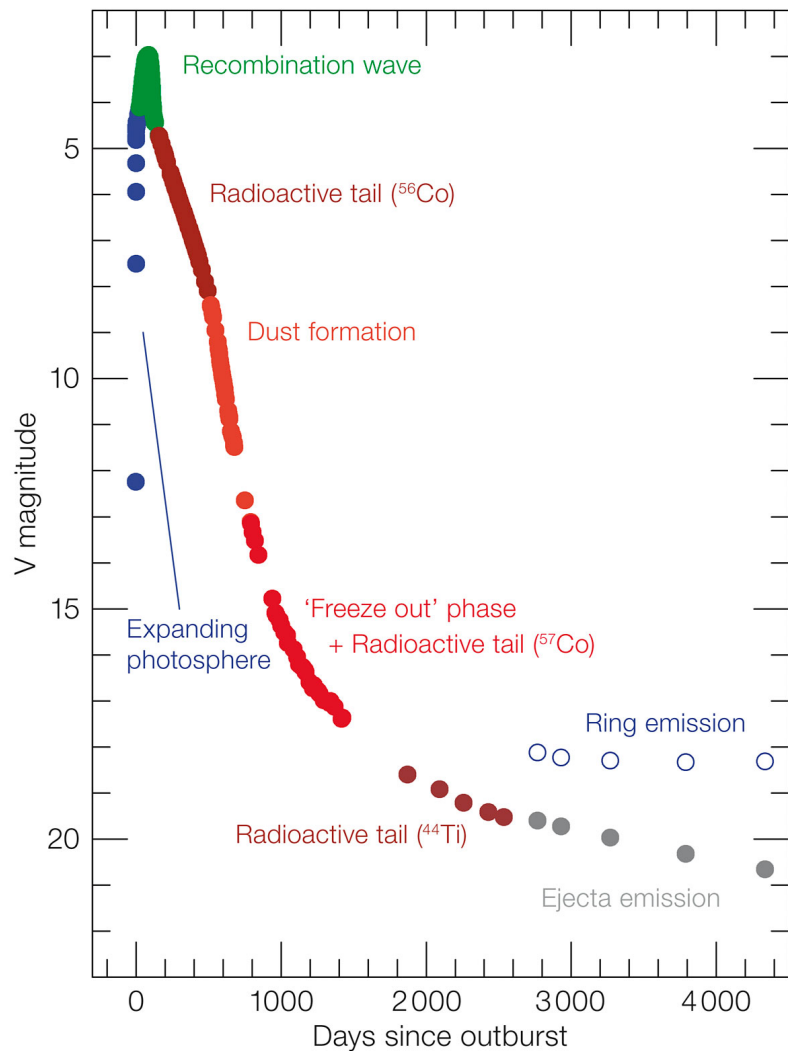


- ☑ Duas detecções quase simultâneas:
  - ✓ Kamiokande: 11 eventos (12,2 s)
  - ✓ IMB: 8 eventos (5,5 s)
- ☑ Previsões confirmadas pela detecção
  - ✓ Temperatura da estrela  $5 \times 10^{10}$  K.
  - ✓ Energia liberada:  $\sim 10^{53}$  erg

Houve uma detecção espúria em Mont Blanc que não foi levada em conta, devido à defasagem no tempo.

## Mais peculiaridades

- ☑ Supergigante azul (mais compacta e menor) ⇒ mais energia é retirada da curva de luz para remover as camadas da estrela ⇒ curva de luz anômala!
- ☑ Velocidade de ejeção do envelope: 20.000 km/s ( 0,07c).
- ☑ Possível perda de massa intensa por ventos estelares explica o estágio de SG azul, ao invés de SG vermelha.

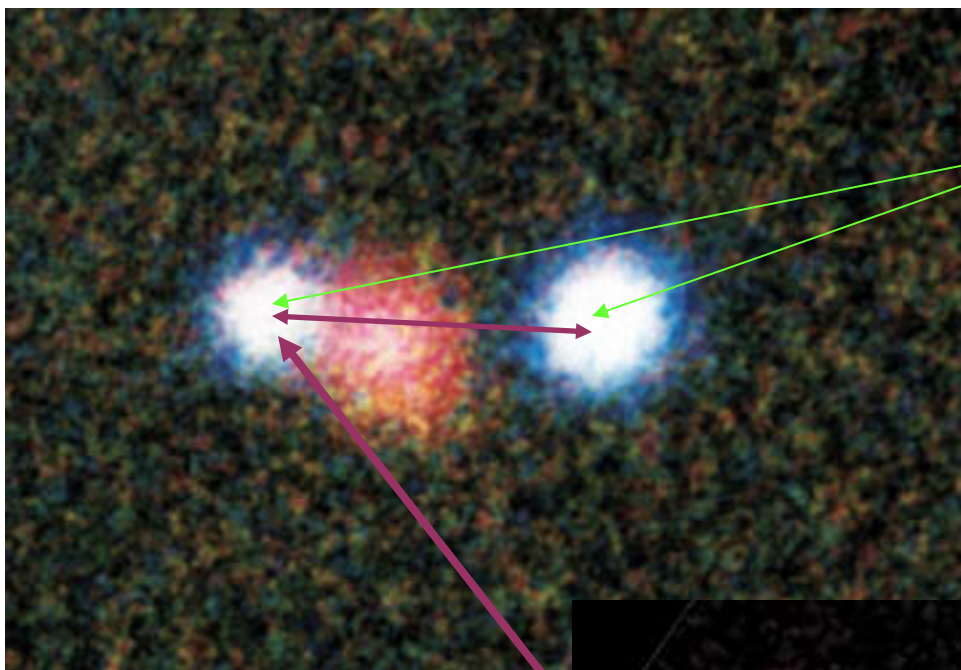


- ☑ Possível “merging” de um sistema binário massivo antes da explosão (Podsiadlowski 1997).
- ☑ Anormalidades que levaram a essa hipótese: a mistura anormal de elementos na matéria ejetada e a nebulosa complexa em torno da região que explodiu.
- ☑ Anéis externos pré-merging e anel interno causado pelo spin-off de matéria, para que a estrela pudesse desacelerar e tornar-se uma SG azul.

# SN1987A – 10 anos depois...

- ☑ Luminosidade atual dos anéis e resto da estrela devido ainda ao decaimento radiativo.
- ☑ Colisão do material ejetado ( $v \sim 10^7$  km/h, diam.  $\sim 0,16$  anos-luz) com o anel interno até 2006.
- ☑ Considerações sobre o resto da SN1987A:
  - ✓ EN, embora sem evidência de um pulsar
  - ✓ Colapso subsequente para um BN.
- ☑ Transferência de neutrinos como mecanismo de ejeção das camadas mais externas é atualmente uma idéia bem aceita, embora não se saiba como o acoplamento energético ocorre.





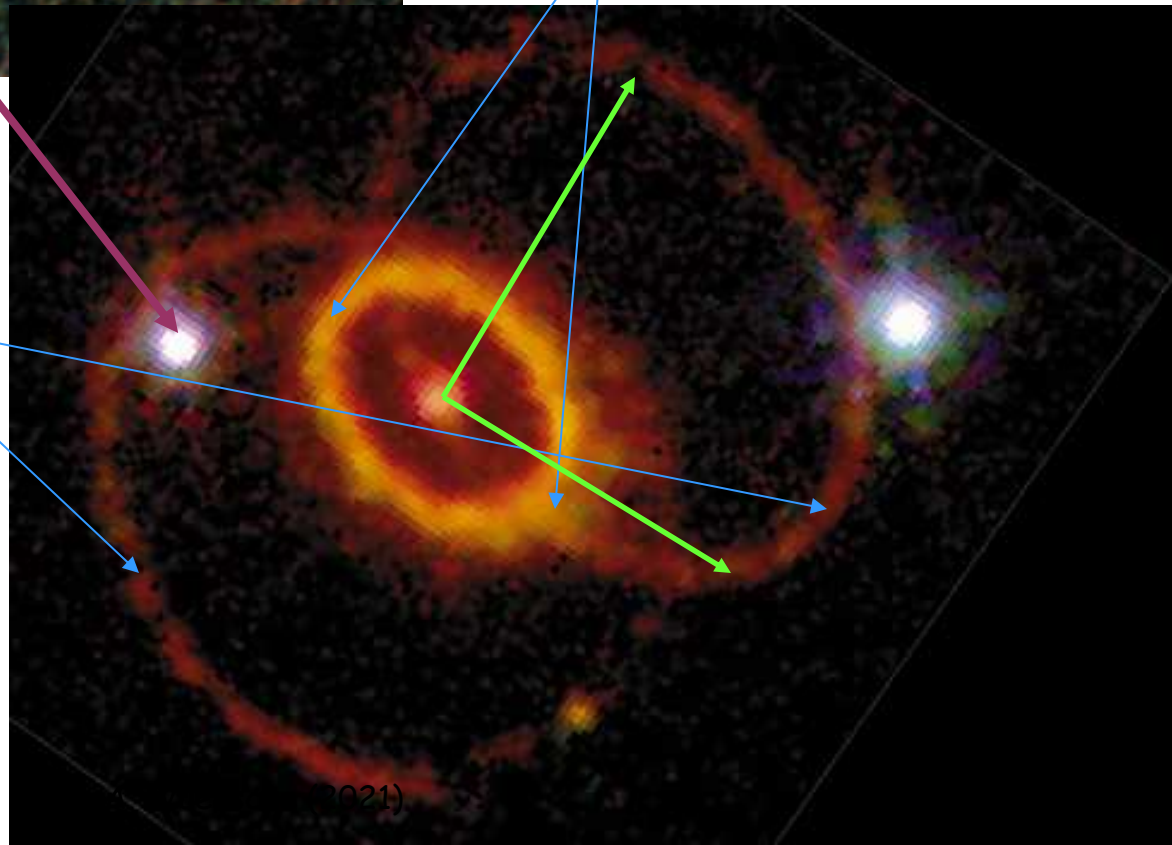
SN 1987A - 10 anos depois

Bolhas de matéria ejetada -  
explosão assimétrica, perpendicular  
ao plano do anel interno  
(STScI, 14/01/1997)

Anel interno - pós merging  
(desaceleração)

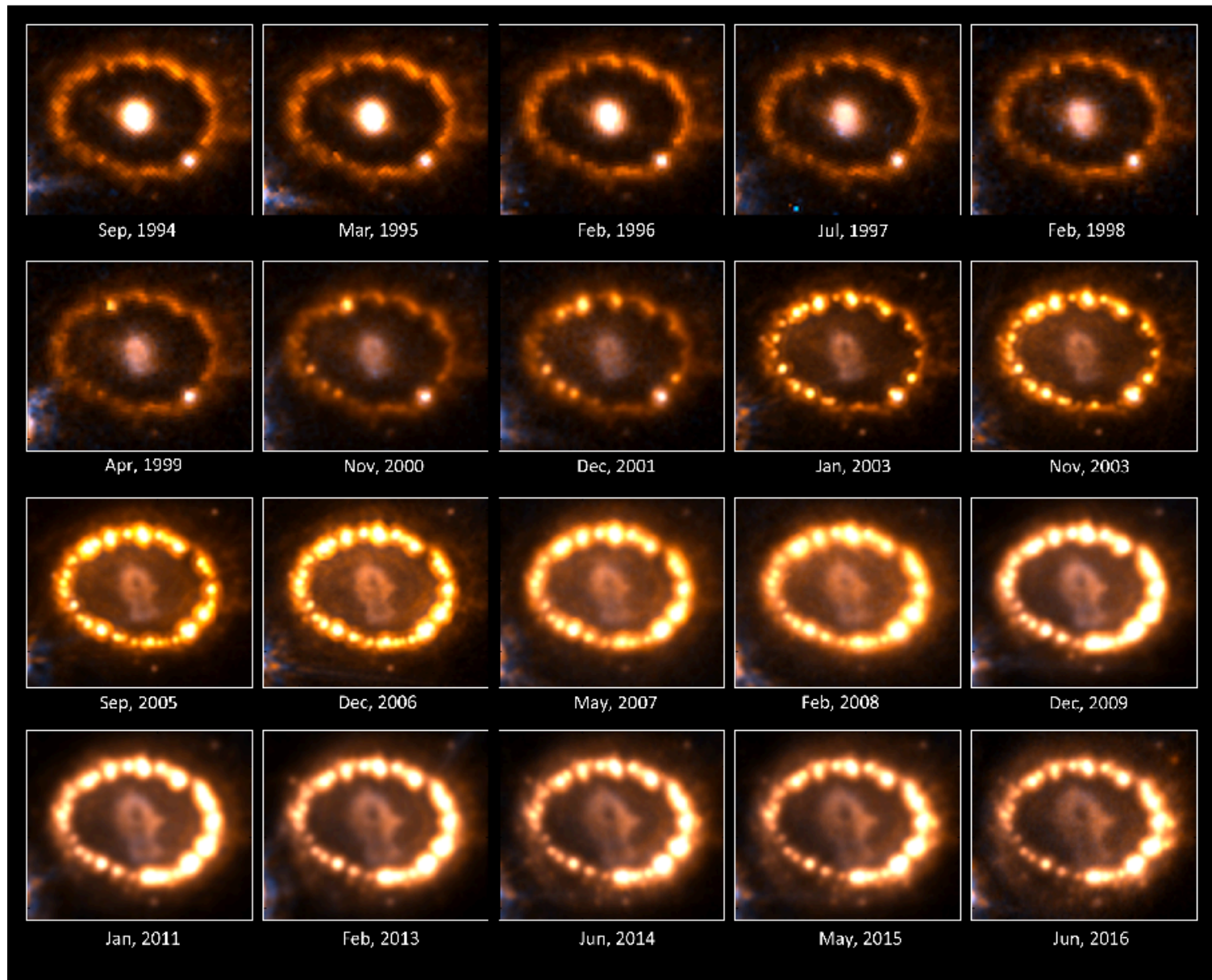
Anéis externos pré merging

Cone (semelhante a  
Eta Carina?...)



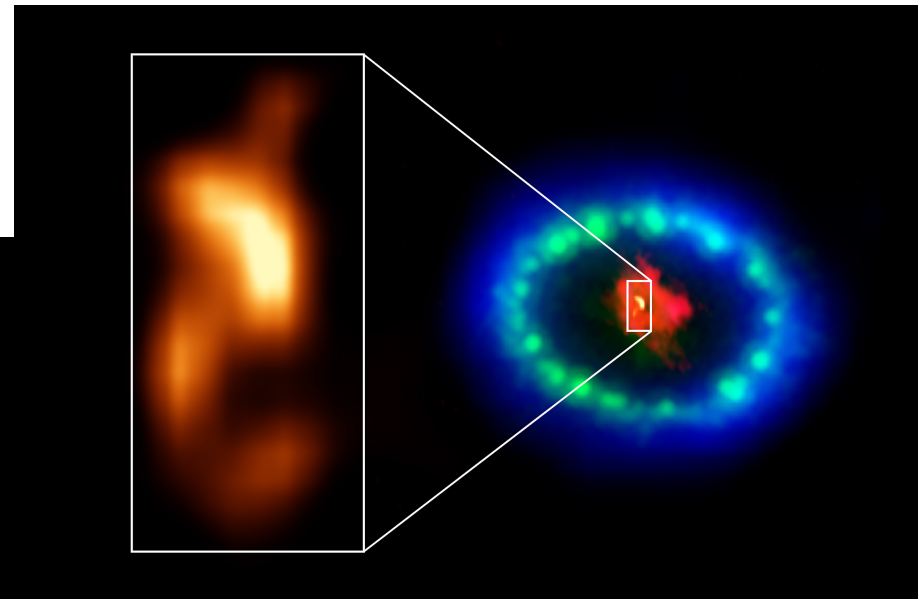
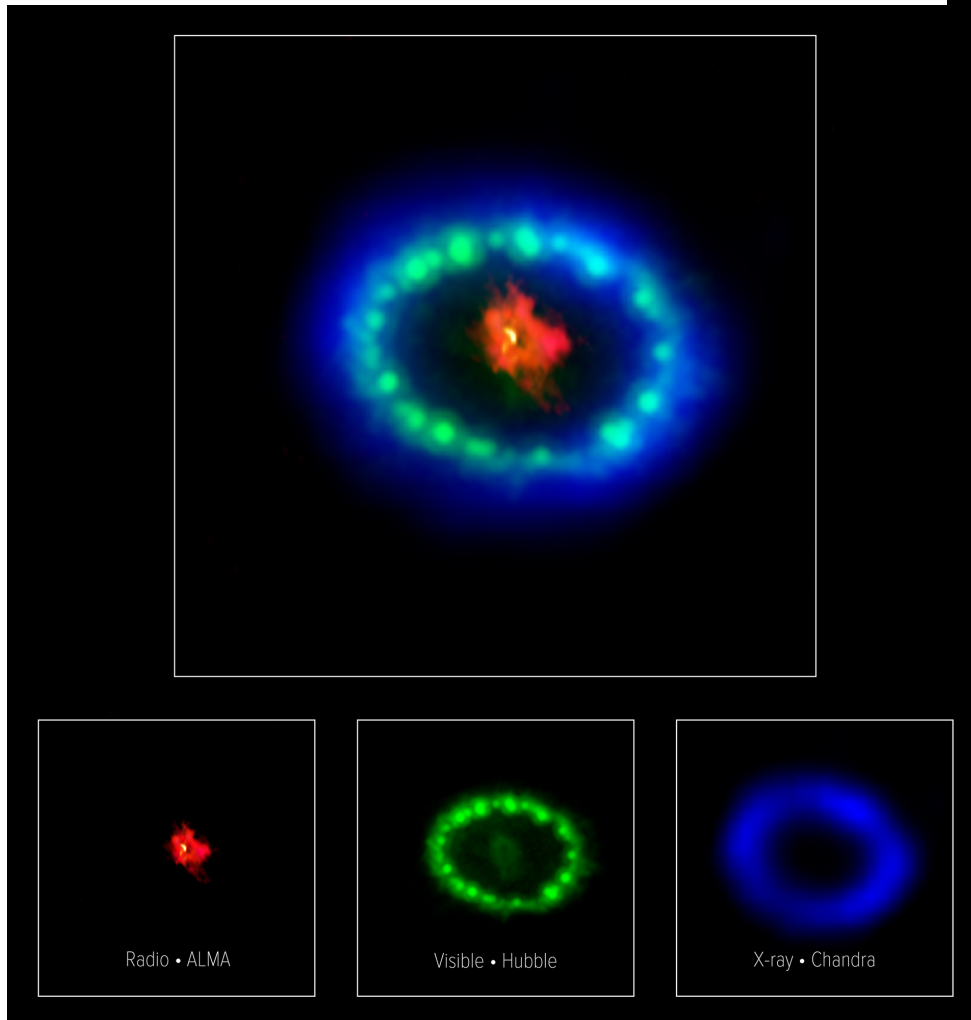
(2021)





# SN 1987A - o pulsar!!!

- ☑ Procurado desde os primeiros meses pós- explosão. Sua ausência levou a questionamentos sobre um possível segundo colapso para um BN
- ☑ Observações do radiotelescópio ALMA forneceram a primeira indicação da estrela de nêutrons desaparecida após a explosão. A detecção de uma nuvem quente de poeira, em torno da SN 1987A deve-se, provavelmente, à energia irradiada pela EN.
- ☑ Energia térmica emitida pela superfície quente da EN jovem é a melhor explicação para descrever as observações. Não há um pulsar e, provavelmente, nem um buraco negro.
- ☑ Apenas uma imagem direta da estrela de nêutrons poderia fornecer prova definitiva de sua existência, mas para isso os astrônomos podem precisar esperar mais algumas décadas até que a poeira e o gás no remanescente da supernova se tornem mais transparentes.





# Estrelas de nêutrons



# Estrelas de nêutrons

- ☑ Massa:  $1,44 < M/M_{\text{sol}} < 3$
- ☑ Raio:  $\sim 10$  km
- ☑ Campo magnético (B):  $\sim 10^{12}$  G
- ☑ Densidade ( $\rho$ ):  $> 10^{14}$  g.cm<sup>-3</sup>
- ☑ Período de rotação (P):  $< 1$  s
  
- ☑ Por que os valores extremos de B, P e  $\rho$ ?  
Conservação de propriedades físicas.

- ✓ **Colapso sob a ação de seu próprio peso.**
- ✓ Radiação e gravidade intensas quebram todos os núcleos existentes no caroço.
- ✓ **Elétrons e prótons se combinam em mais nêutrons.**
- ✓ Repulsão elétrica não atua mais e não pode ajudar o calor a reagir contra a pressão gravitacional.
- ✓ **Nêutrons colapsam até atingir a densidade nuclear.**
- ✓ Devido ao momentum “para dentro”, o movimento ultrapassa ligeiramente a configuração de equilíbrio.



## Formação de estrelas de nêutrons

- ☑ **A pressão de degenerescência interrompe e reverte o processo.**
- ☑ **Tudo isso acontece em cerca de 1 segundo.**
- ☑ **O núcleo atinge seu tamanho final (10 km) e gera uma tremenda onda de choque**
- ☑ **As camadas externas são violentamente ejetadas**
- ☑ **A estrela explode como uma **SUPERNOVA!!!!****



# Pulsares





# Estrelas de nêutrons e pulsares

- ☑ Período de rotação curto associado aos altos campos magnéticos e à atração de partículas carregadas na vizinhança da EN é a chave para os pulsares
- ☑ Descoberta: Jocelyn Bell Burnell e Anthony Hewish (1967)  $\Rightarrow$  prêmio Nobel de Física em 1974!!!! Obs: Só o supervisor ganhou....
- ☑ Associação pulsares x estrelas de nêutrons girantes: Gold (1968).

### ☑ Evidências observacionais

- ✓ Pulsares têm períodos medidos entre 1,6 ms e 4,3 s
- ✓ Períodos de pulsares aumentam gradualmente; eles jamais decrescem exceto por “soluços” ocasionais.
- ✓ Fenômeno de “spin-down” associado à transformação de energia rotacional em energia EM e à emissão de ondas gravitacionais.
- ✓ Pulsares são relógios extremamente precisos (precisão típica de mais de 10 casas decimais).
- ✓ Associação clara com restos de SN conhecidos.

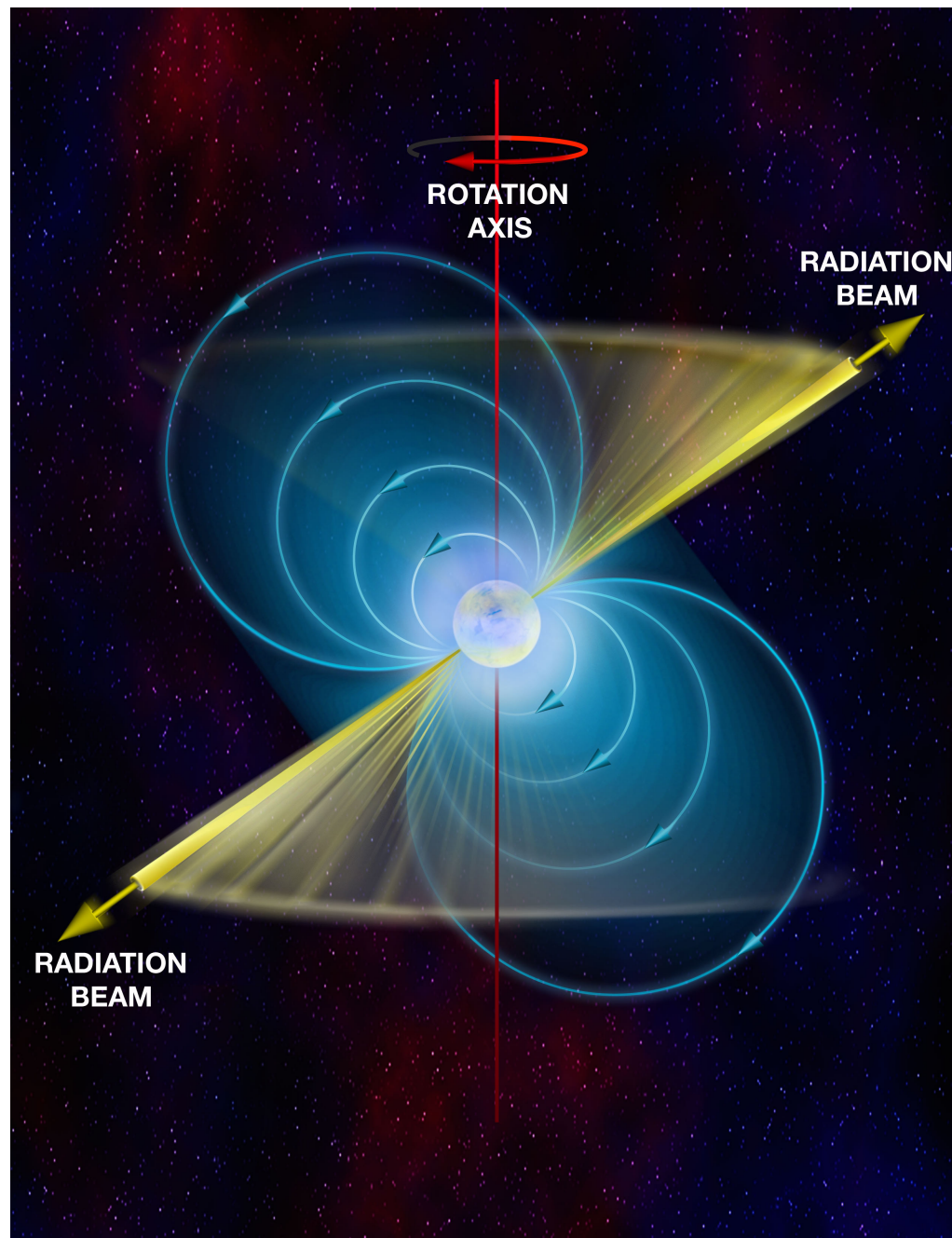
# A fonte de energia

- ☑ Grande velocidade de rotação serve como reservatório de energia para manter um fluxo contínuo de partículas carregadas emitindo na direção dos pólos magnéticos da estrela.
- ☑ Radiação emitida na faixa de raios-X e gama, focalizada em um cone centrado nos pólos magnéticos, altamente polarizada.
- ☑ Se o cone passa por nossa linha de visada, vemos um pulso! Caso contrário, é impossível observar diretamente um pulsar.

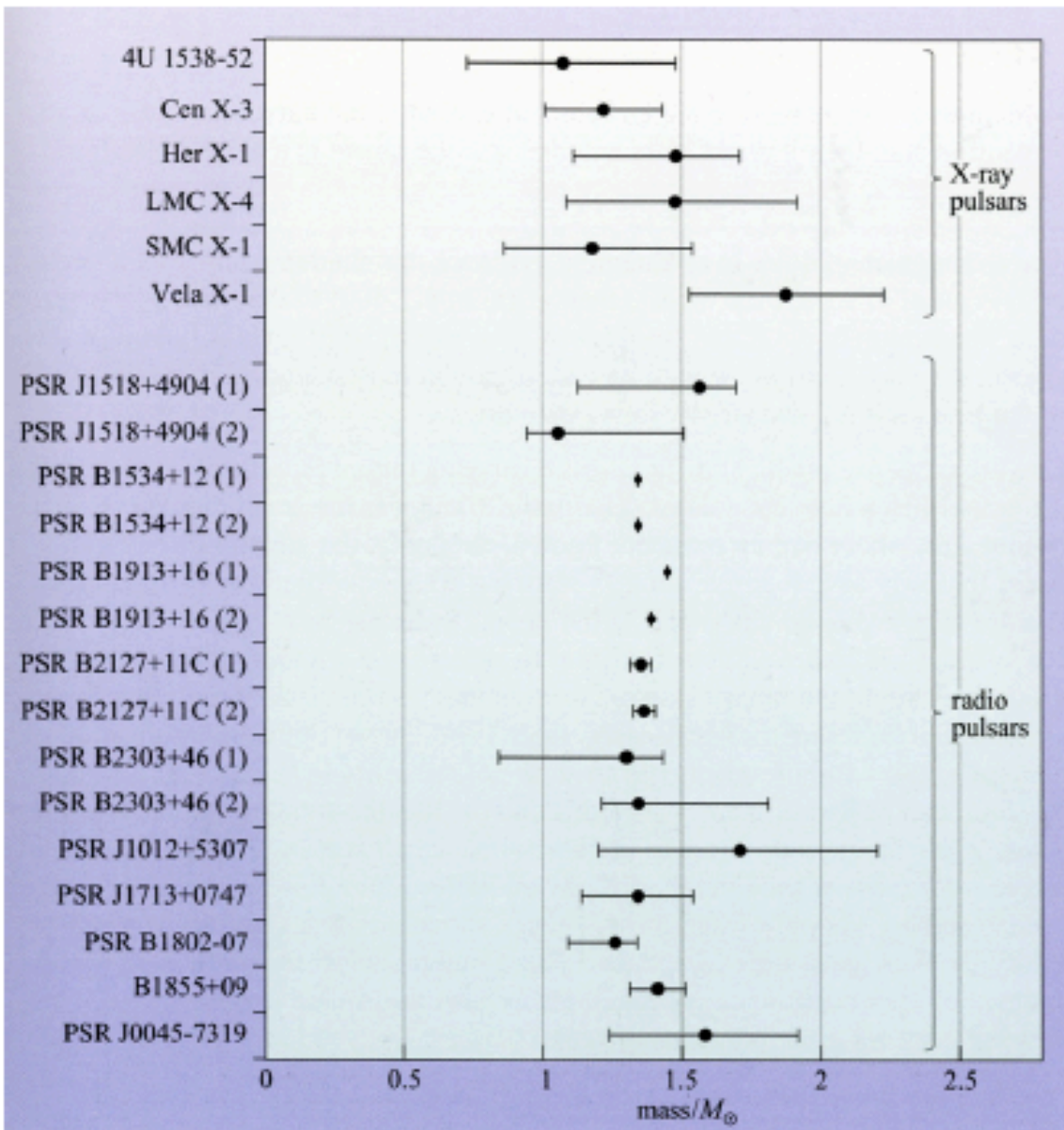


# Mecanismos de emissão dos pulsos

- ☑ Energia rotacional  $\Rightarrow$  pulsos, mas como????
- ☑ Eixo de rotação desalinhado do eixo magnético  $\Rightarrow$  modelo de dipolo magnético (rotor oblíquo)
- ☑ Requisitos observacionais principais:
  - ✓ Feixe de emissão estreito ( $< 10^\circ$ ) e estável durante muitos períodos de rotação
  - ✓ O mecanismo deve produzir radiação em banda larga (rádio ao óptico). Pulsos em rádio possuem largura de banda  $> 100$  MHz.
  - ✓ O mecanismo deve gerar luminosidades e temperaturas de brilho nas bandas de rádio, óptico e raios-X.
  - ✓ Emissão linear// polarizada e independente da frequência, na faixa de rádio.



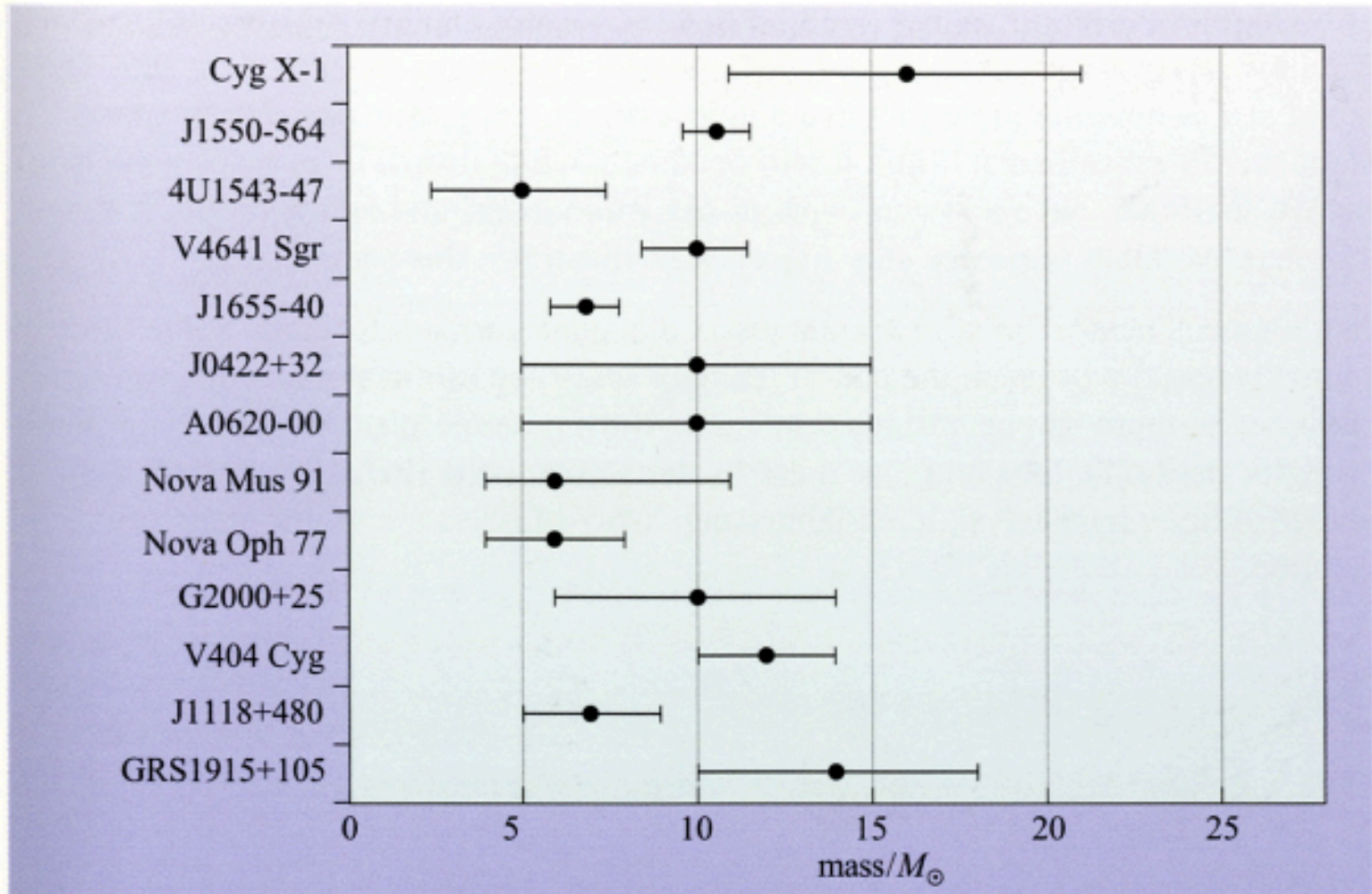
C. A. Wuensche (2021)



**Figure 9.21** The measured masses of neutron stars. The upper six cases are X-ray pulsars that are in interacting binaries, the lower ten are radio pulsars that are in non-interacting binaries. In the case of radio pulsars, five of the systems are double neutron star systems, and the masses of each of these neutron stars (distinguished by (1) or (2) in the name) are shown. (Data compiled by S. Clark (University College London))



## Black Hole Mass Estimates from Binary Systems



**Figure 9.22** A summary of mass determinations, with uncertainties, of a selection of black hole candidates. (Data compiled by S. Clark (University College London))



Fim da aula 8