

Introdução a física nuclear

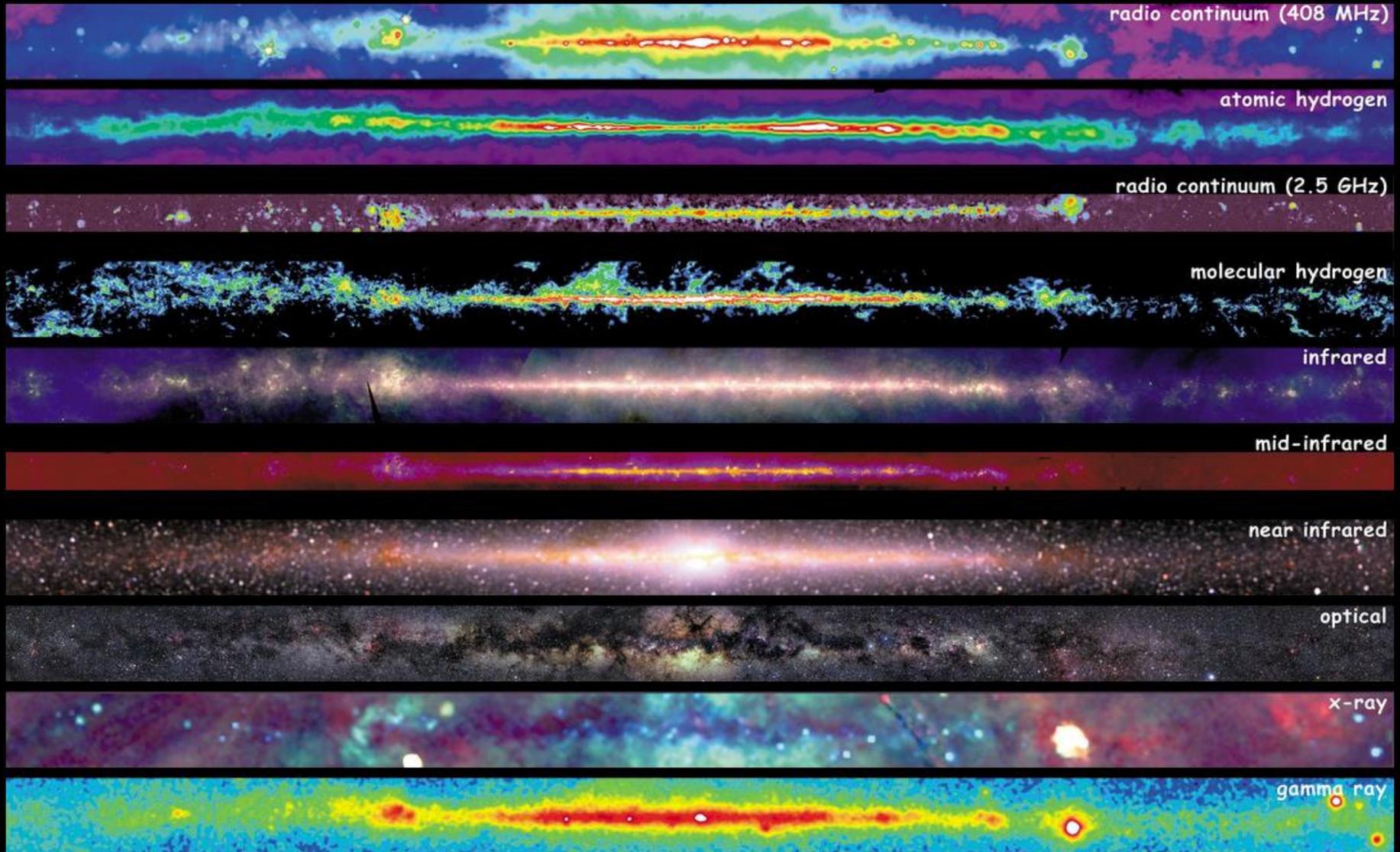
- ▶ Prof. Valdir Guimarães
- ▶ Instituto de Física

Aula 21 – Física nuclear na astrofísica

Céu noturno a olho nu



Como cientistas veem o céu (centro de nossa Galáxia)



https://asd.gsfc.nasa.gov/archive/mwmw/mmw_sci.html

https://upload.wikimedia.org/wikipedia/commons/1/1e/Milky_Way_multispectral_SMIL.svg

Raios-gama energéticos

- ❑ A nucleossíntese envolve reações nucleares que emitem raios-gamas.
- ❑ A observação da radioatividade de raios- γ seria então uma prova de que nucleossíntese de elementos está em andamento em nossa Galáxia.
- ❑ Uma equipe de quatro astrofísicos (liderado pelo prof. Rodrigo Nemmen), do Grupo de Buracos Negros do IAG-USP, construiu um mapa do céu em raios gama, o mais nítido já produzido



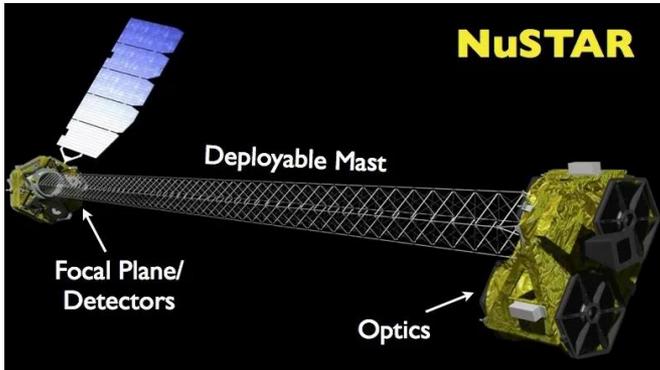
*Telescópio Espacial
Fermi da Nasa
Ativo desde 2008.*



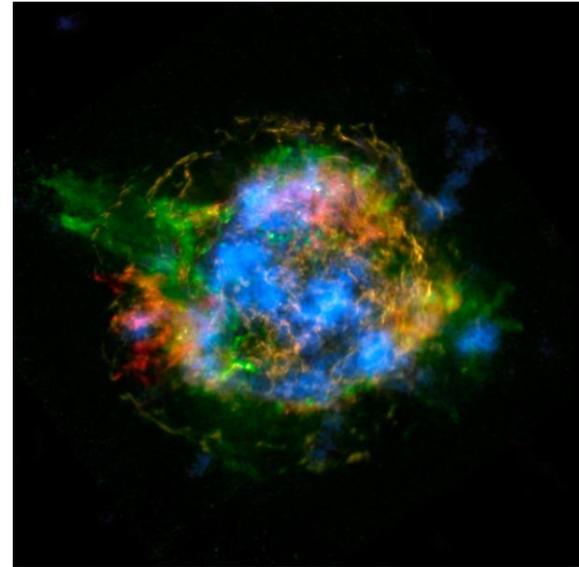
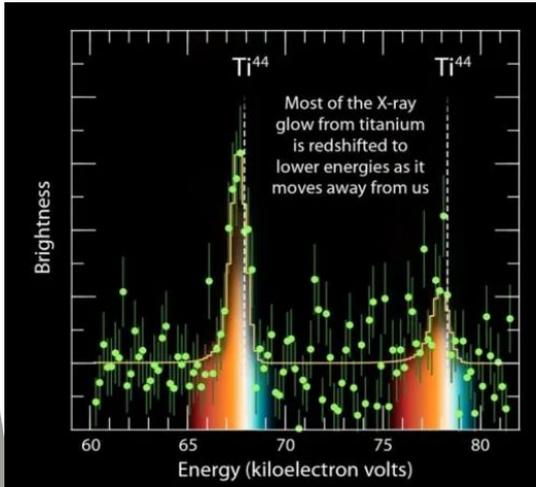
*Mapa do céu inteiro em raios gama utilizando observações do
Telescópio Espacial Fermi.
Imagem: D. Carlos, L. Siconato, R. de Menezes, R. Nemmen
(Universidade de São Paulo)*

- ☐ Raios-x emitidos do ^{44}Ti , detectado pelo NuSTAR, da Cassiopeia A: Remanescente de uma explosão de supernova.

<https://www.nustar.caltech.edu/image/nustar140219a>

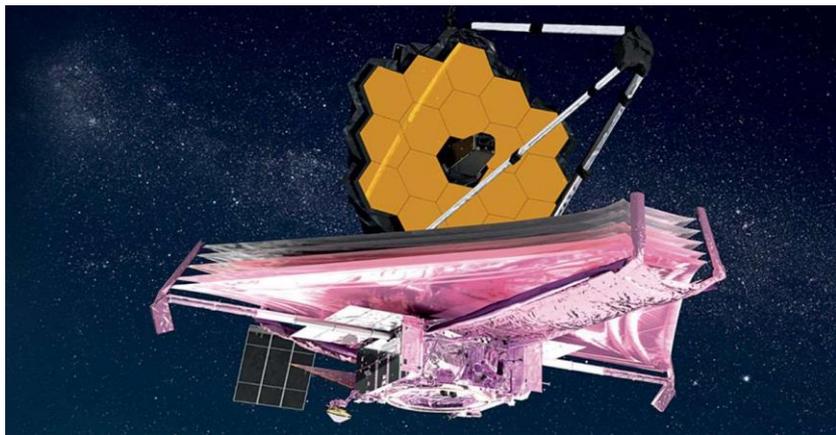


(NASA/CXC/SAO)



O maior telescópio – James Webb

https://www.nasa.gov/mission_pages/webb/main/index.html



Concepção artística do telescópio após montagem no espaço

Adriana Manrique Gutierrez / Nasa / GSFC / CIL

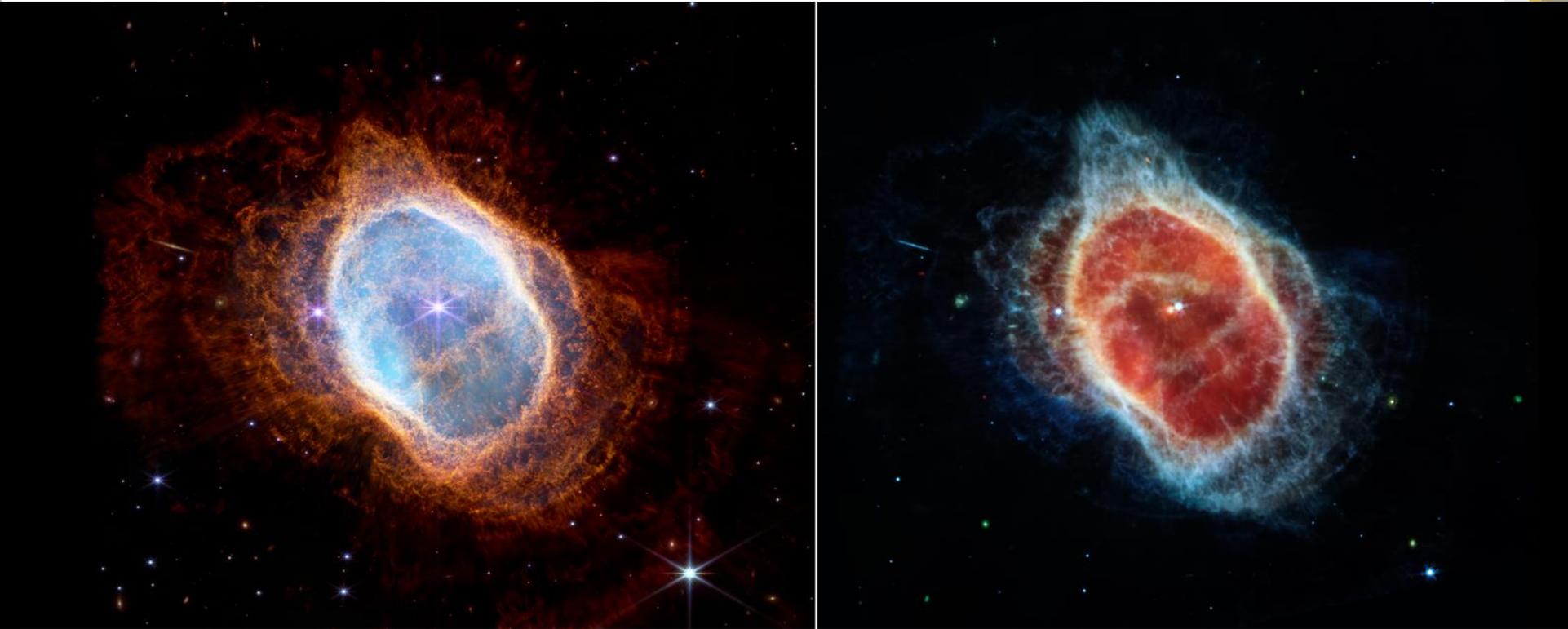
- ❑ O Telescópio Espacial James Webb (JWST) foi desenvolvido pela National Aeronautic and Space Agency (NASA), Agência Espacial Europeia (ESA) e Agência espacial Canadense (CSA).
- ❑ Detectar radiação infravermelha para observar a formação das primeiras galáxias e estrelas.
- ❑ Veio para substituir o Hubble.



Berçário de estrelas. Região de formação de estrelas na NGC 3324 Nebulosa Carina

	JWST	HUBBLE
Tamanho máximo	22 m x 12 m	13,2 m x 4,2 m
Massa (em toneladas)	6,5	11
Tamanho do espelho principal	6,5 m	2,4 m
Área de luz coletada	25 m ²	4,5 m ²
Tipo de luz observável	Infravermelho e pequena faixa de luz visível (0,6 a 28 micrômetros)	Luz visível, ultravioleta e pequena faixa no infravermelho(0,8 a 2,5 micrômetros)
Órbita	Solar, a 1,5 milhão de km	Terrestre, a 570 km
Capacidade de observação	13,6 bilhões de anos atrás	13,3 bilhões de anos atrás
Vida útil	Cinco a 10 anos	Mais de 30 anos
Custo até o lançamento	US\$ 9,7 bilhões	US\$ 3,3 bilhões*

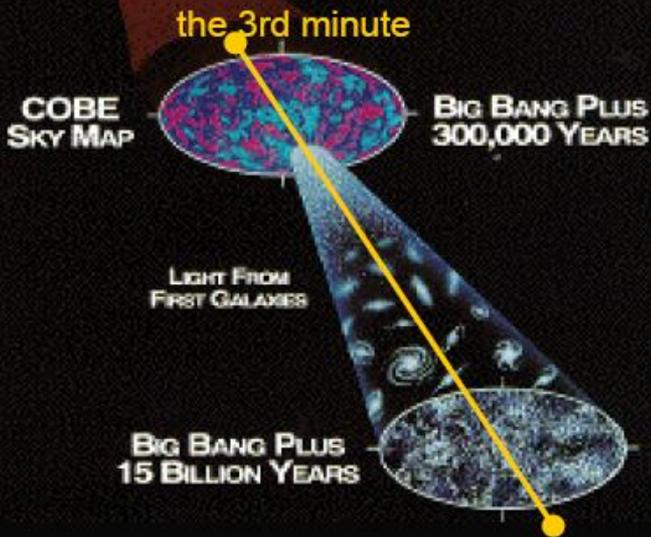
Radiação infravermelha do James Webb: Southern Ring Nebula (NGC 3132).



[https://pt.wikipedia.org/wiki/Telescópio_Espacial_James_Webb#/media/Ficheiro:Southern_Ring_Nebula_\(NIRCam_and_MIRI_Images_Side_by_Side\).png](https://pt.wikipedia.org/wiki/Telescópio_Espacial_James_Webb#/media/Ficheiro:Southern_Ring_Nebula_(NIRCam_and_MIRI_Images_Side_by_Side).png)

near-infrared light and mid-infrared light

(near, short, mid, long)



cataclysmic binaries

Red giant Star

stellar evolution

Nuclear Astrophysics

Asymptotic Giant Branch

AGB stars

Supernovae

Origin and fate of the elements in our universe
 Origin of radiation and energy in our universe

Supermassive stars

Origem dos elementos no Universo

X-ray bursts

- ❑ Como são formados (síntese) os elementos ?
- ❑ Como é gerada energia do Sol e das estrelas ?
- ❑ Como o Sol e estrelas se formaram e evoluem ?
- ❑ Como se dá a produção dos neutrinos solares ?
- ❑ Como surgem os diferentes entes astrofísicos ?
(gigante vermelha, estrelas de neutrons, buracos negros)
- ❑ Como se dão as explosões de nova, supernova e kilonova ?

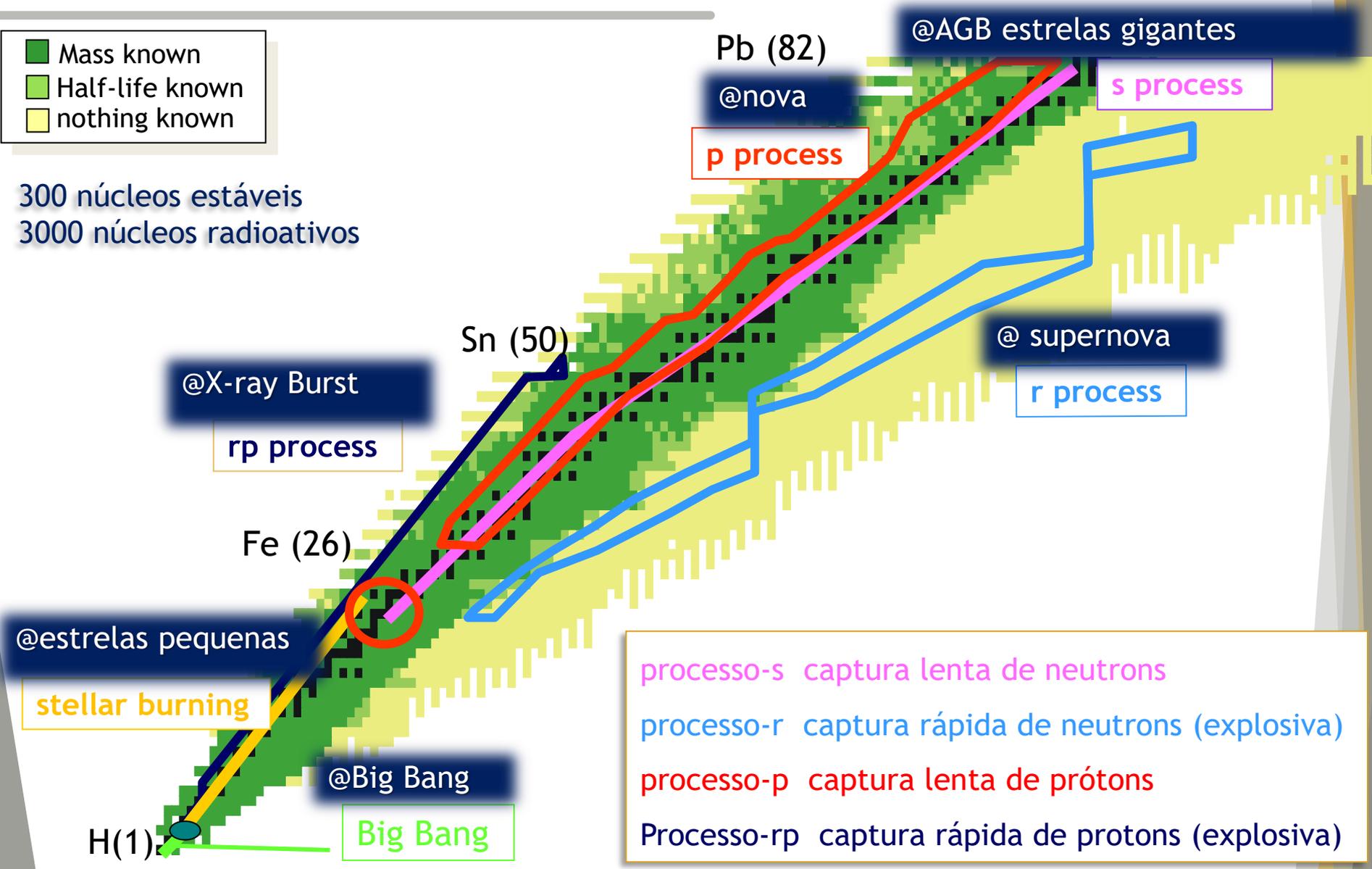


Astrofísica Nuclear

Tabela de núclídeos e a Astrofísica (Microcosmo e Macrocosmo)

- Mass known
- Half-life known
- nothing known

300 núcleos estáveis
3000 núcleos radioativos



- processo-s captura lenta de neutrons
- processo-r captura rápida de neutrons (explosiva)
- processo-p captura lenta de prótons
- Processo-rp captura rápida de protons (explosiva)

Nucleossíntese é um processo gradual que está continuamente em andamento

H, He, Li

Big-Bang

Formação das estrelas no meio interestelar

Nucleossíntese
Síntese dos elementos
Produção de energia

Material ejetado no meio interestelar

Enriquecimento e aumento da metalicidade contínuo

Vida de uma estrela

Nucleossíntese

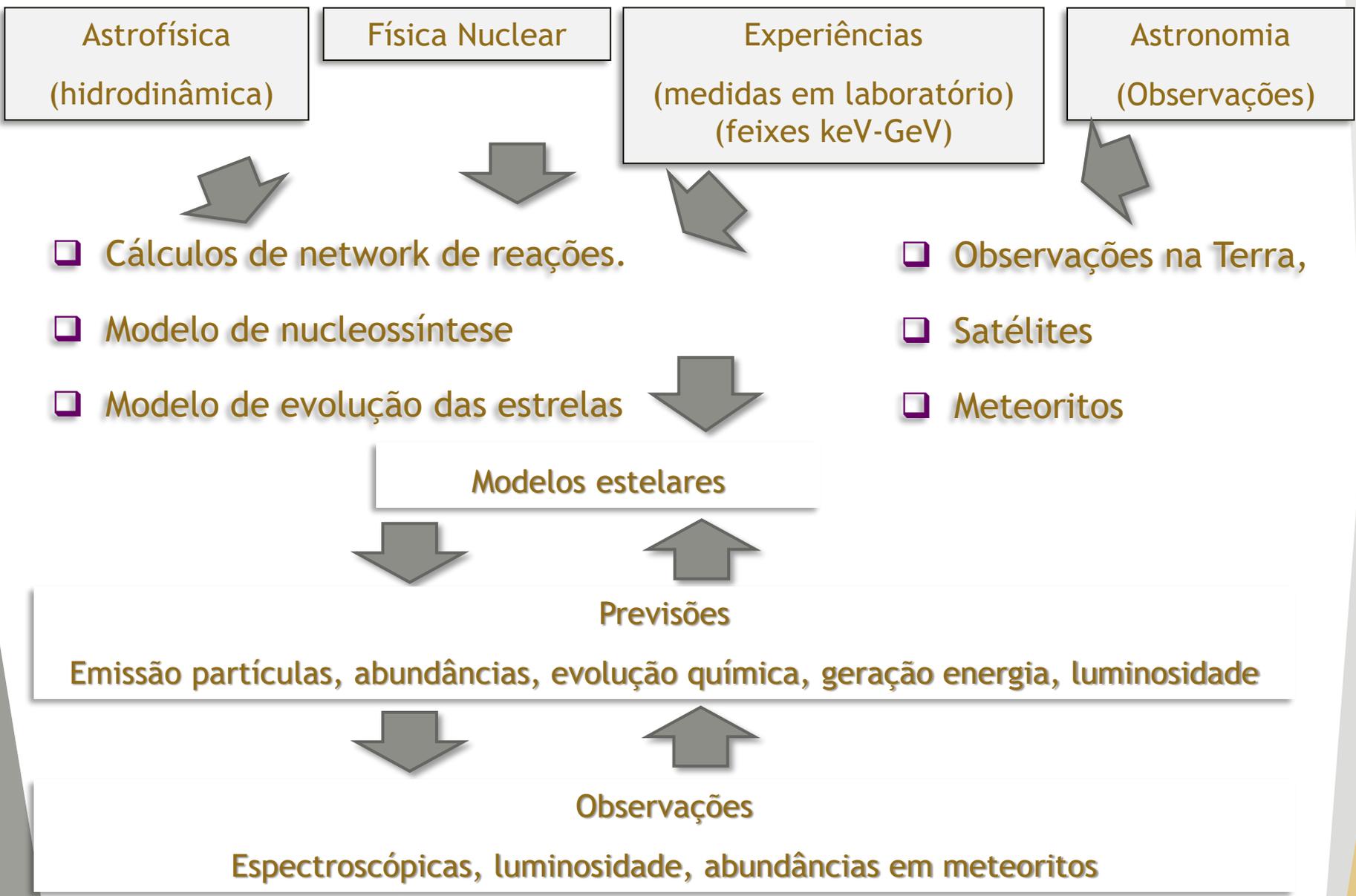
Morte de uma estrela (supernova ou nebulosa planetária)

Remanescentes:
Black Hole
Neutron Star
Anã Branca

- ❑ Uma variedade enorme de reações nucleares
- ❑ Ambiente de altas temperaturas e altas densidades
- ❑ Presença importante de núcleos radioativos

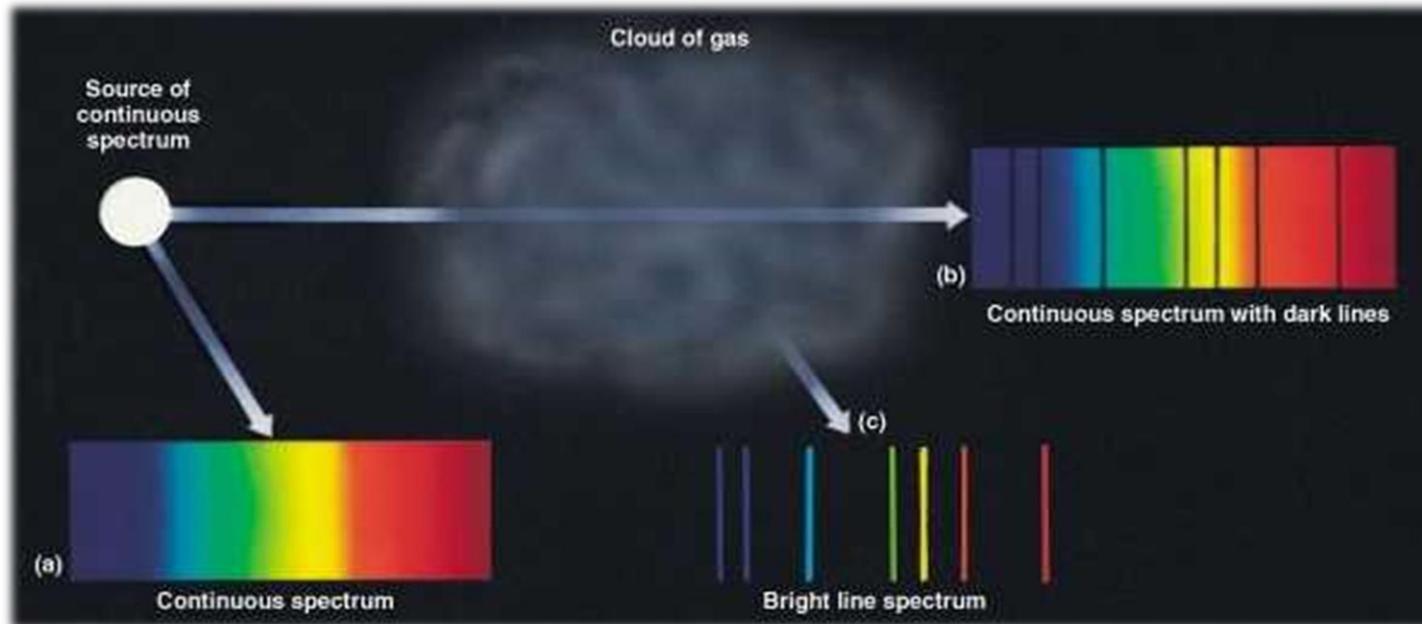
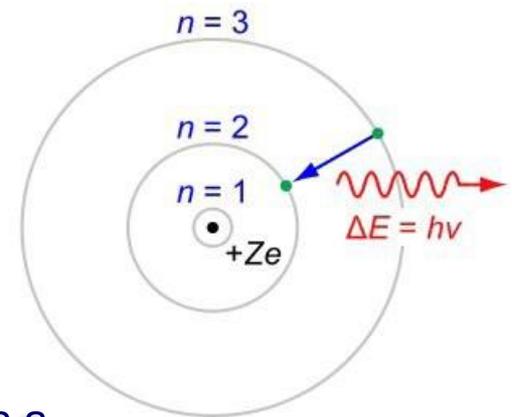
Universo é um grande laboratório para Física Nuclear

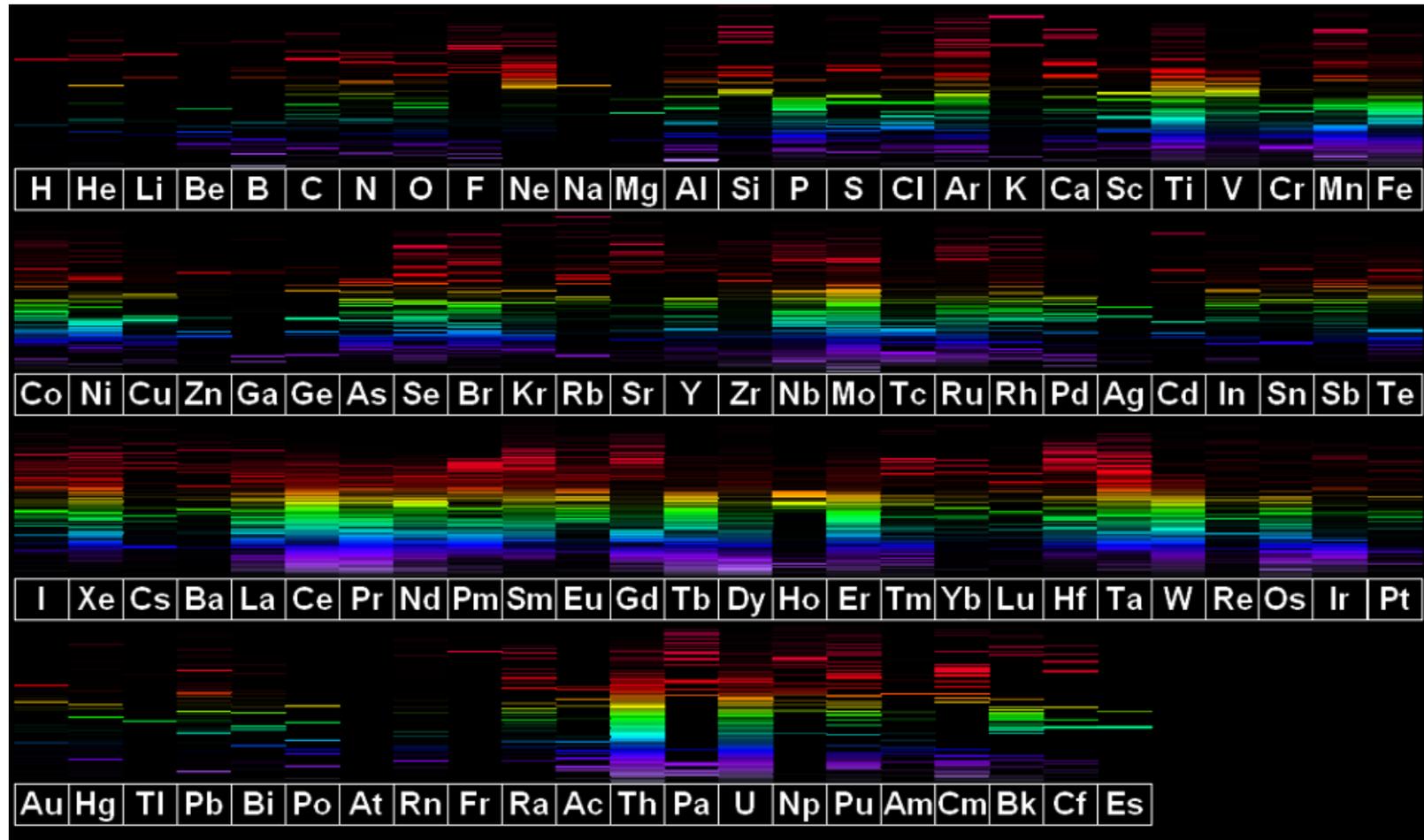
Astrofísica nuclear é interdisciplinar



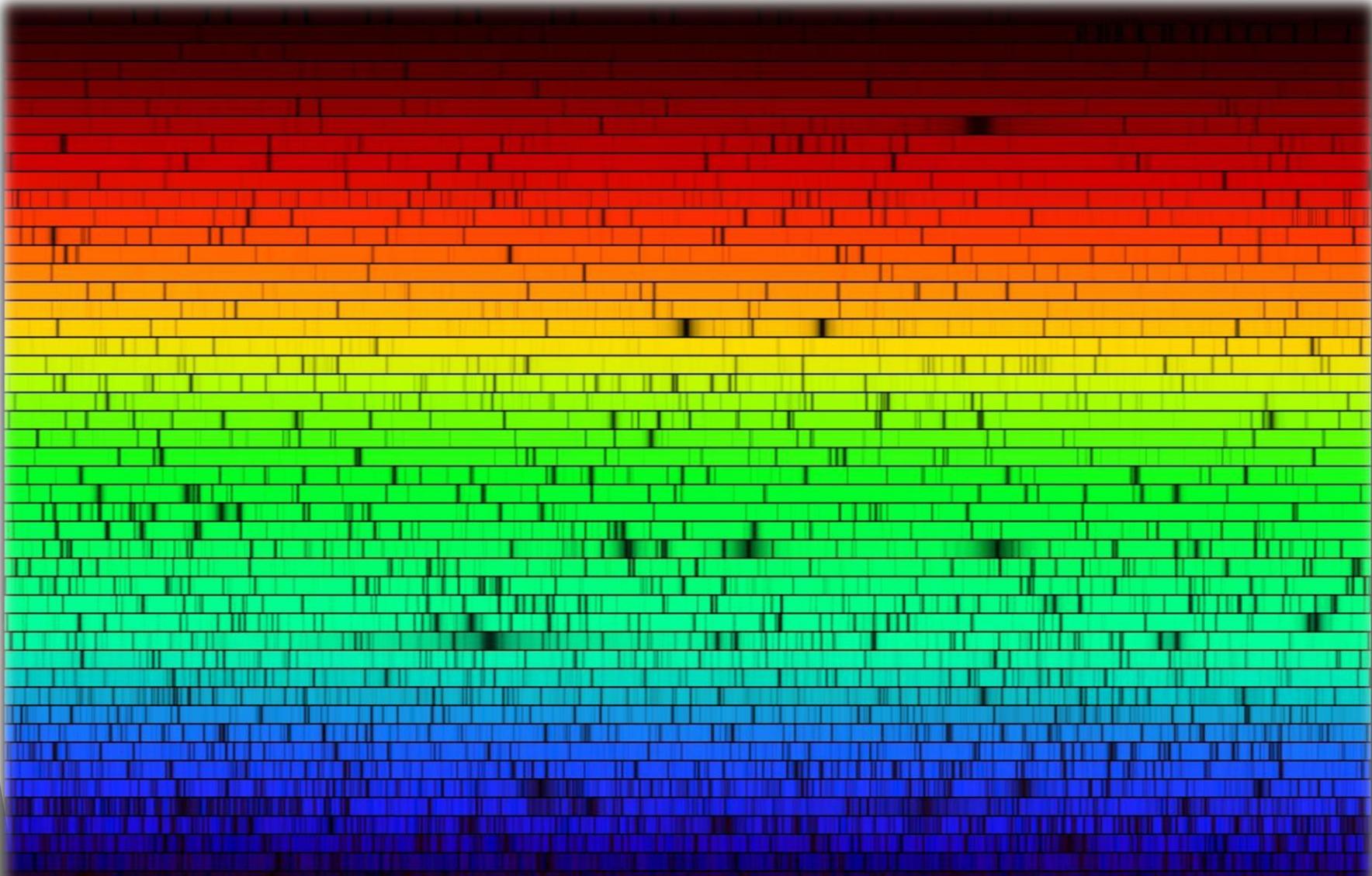
Composição química das estrelas

- ❑ Um gás **transparente** aquecido produz um espectro de **linhas** brilhantes (linhas de emissão).
- ❑ Se um espectro contínuo passar por um gás frio observamos a presença de linhas escuras (linhas de absorção).
- ❑ O número e a posição destas linhas depende dos elementos químicos

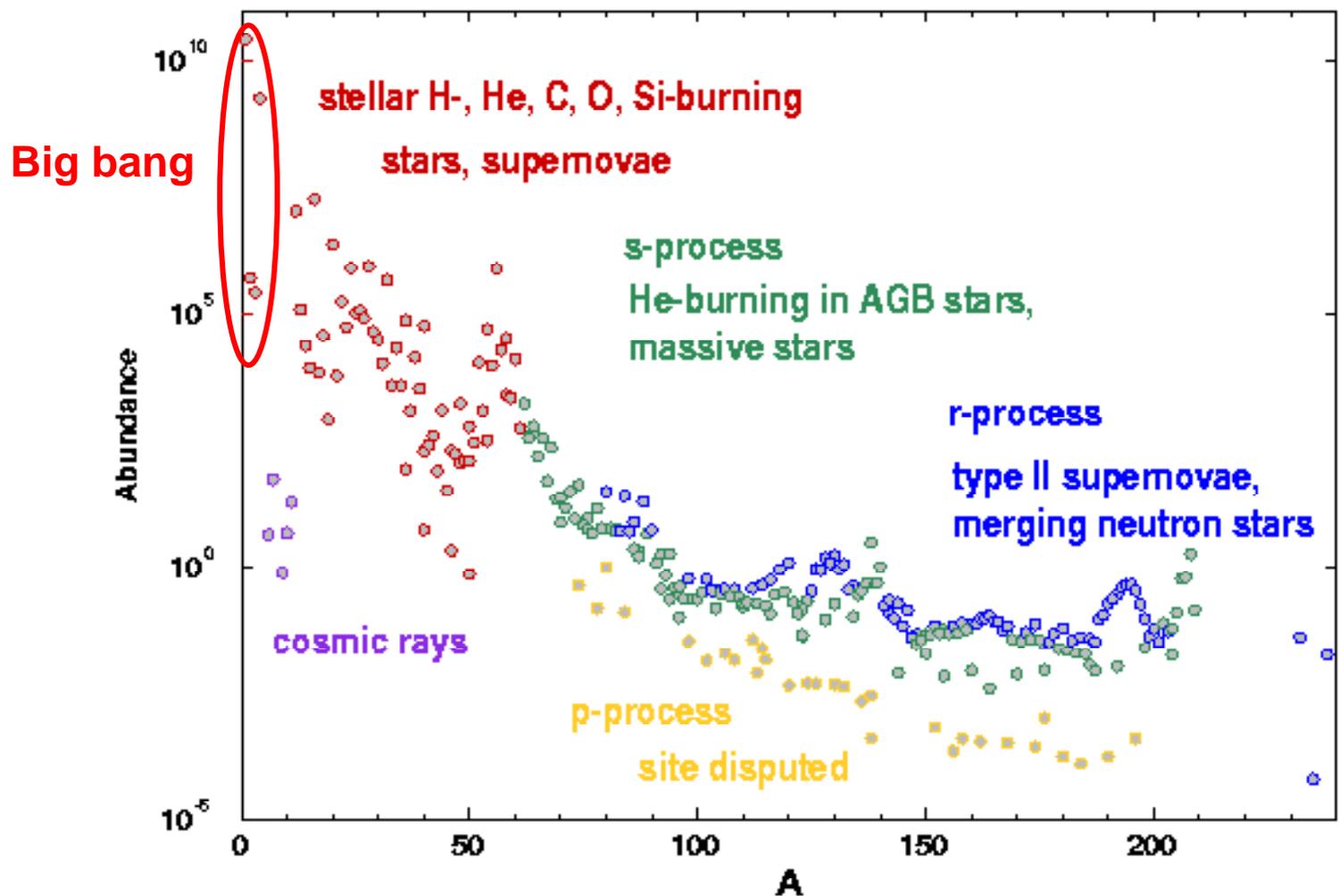




Linhas (absorção) de Fraunhofer do Sol

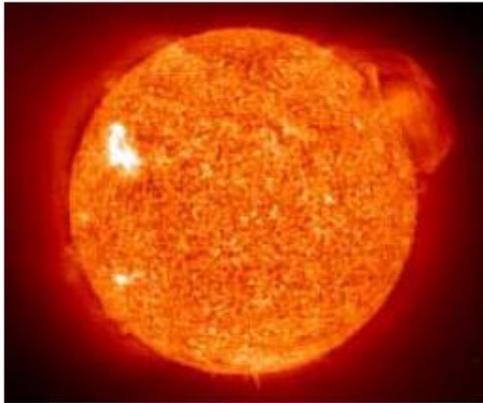


Nucleossíntese estelar



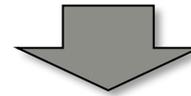
O que ocorre dentro das estrelas

Estrelas são sistemas que se autoregulam.

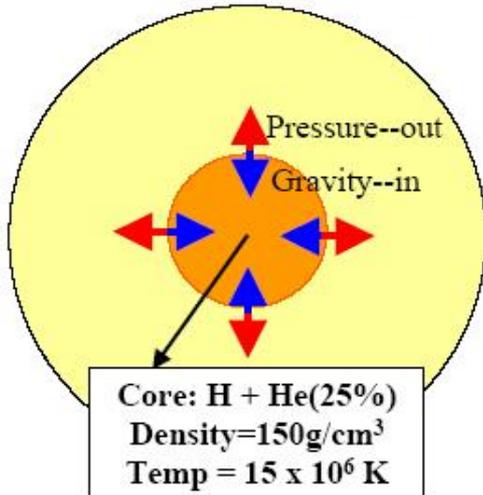


Reações nucleares geram energia e calor. Com isso aumenta a pressão e empurra a matéria para fora.

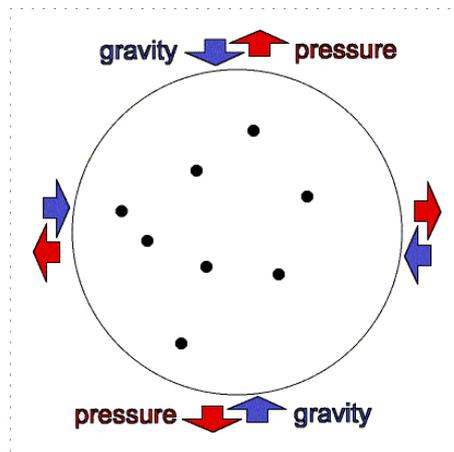
A gravidade é uma força atrativa que exerce uma força no sentido de manter a matéria da estrela agrupada.



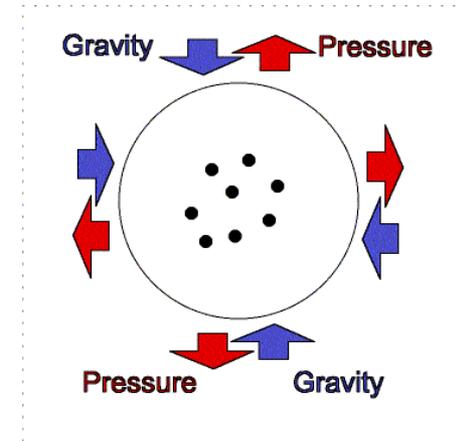
O balanço desses dois processos determina a evolução de uma estrela



Gravity = pressure



Gravity > ou < pressure

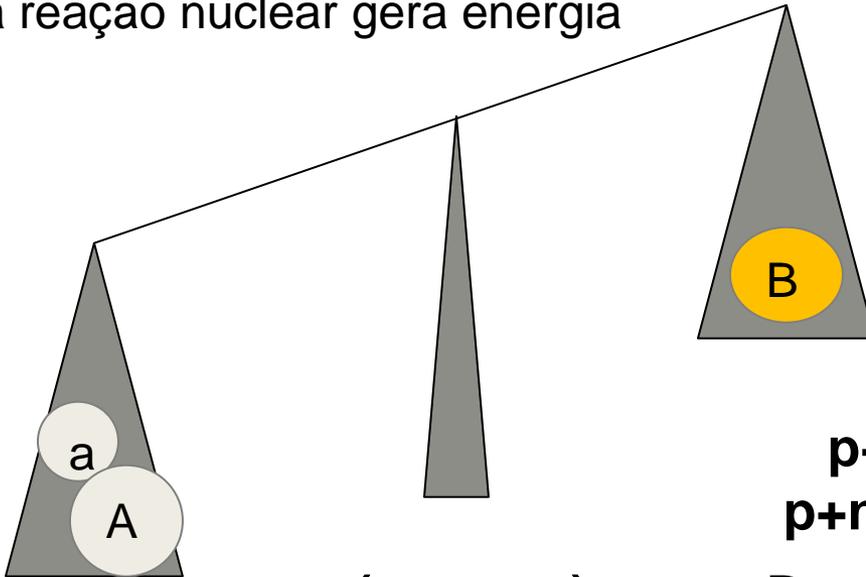


Precisamos então entender como a energia é gerada nas estrelas pelas reações nucleares

Geração de energia por reação nuclear



Diferença de massas entre antes e depois da reação nuclear gera energia



$$p+n = d + Dm$$

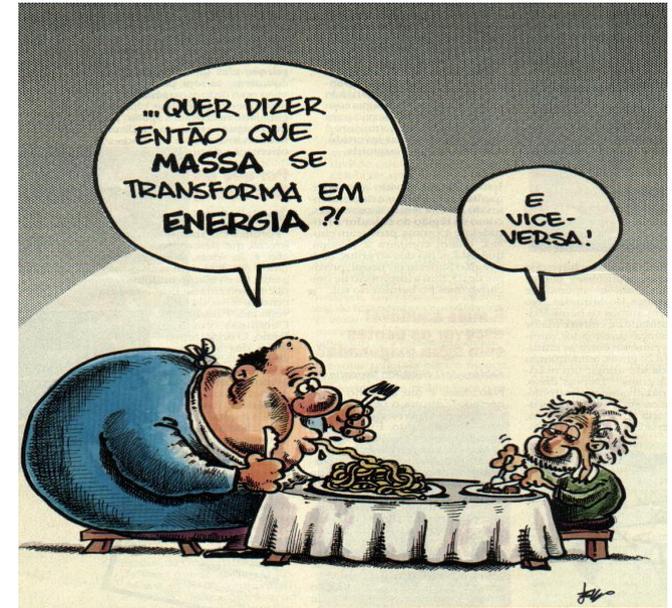
$$p+n-d = Dm$$

$$(m_p + m_n) - m_d = Dm$$

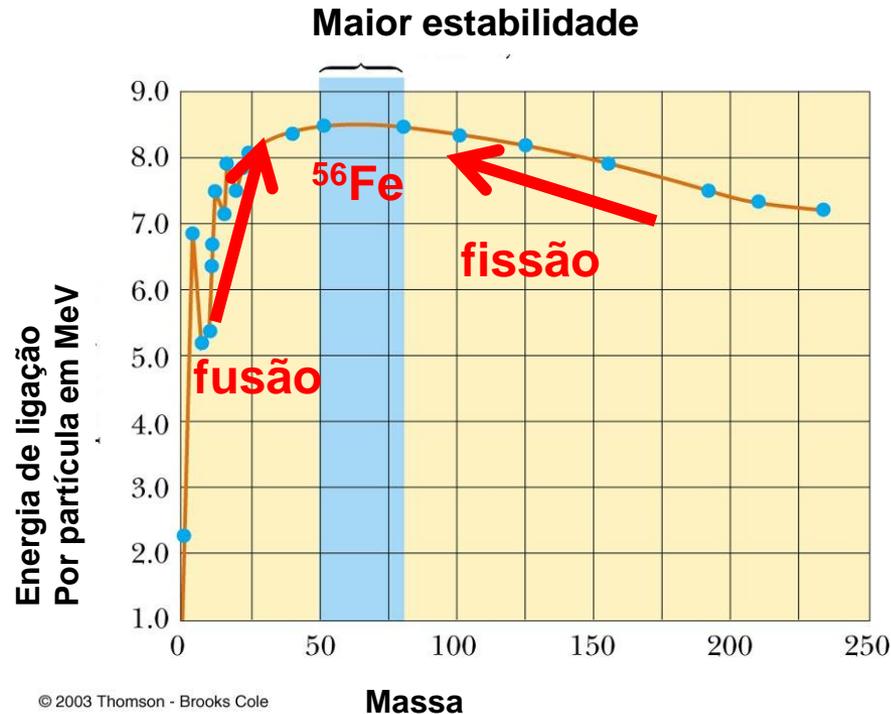
$$(1.00728u + 1.00867u) - (2.01355u) = 0.00240u$$

$$E = mc^2$$

$$\Delta E = \Delta m c^2 = (0.00240u)(931 \frac{\text{MeV}}{u}) = 2.24 \text{ MeV}$$



Energia de ligação



- ❑ Reações com $Q > 0$ para capturas de $A < 56$ e $Q < 0$ para capturas com $A > 56$
- ❑ Equilíbrio para $A=56$ ^{56}Fe e ^{56}Ni
- ❑ Iron Peak na distribuição de abundância.

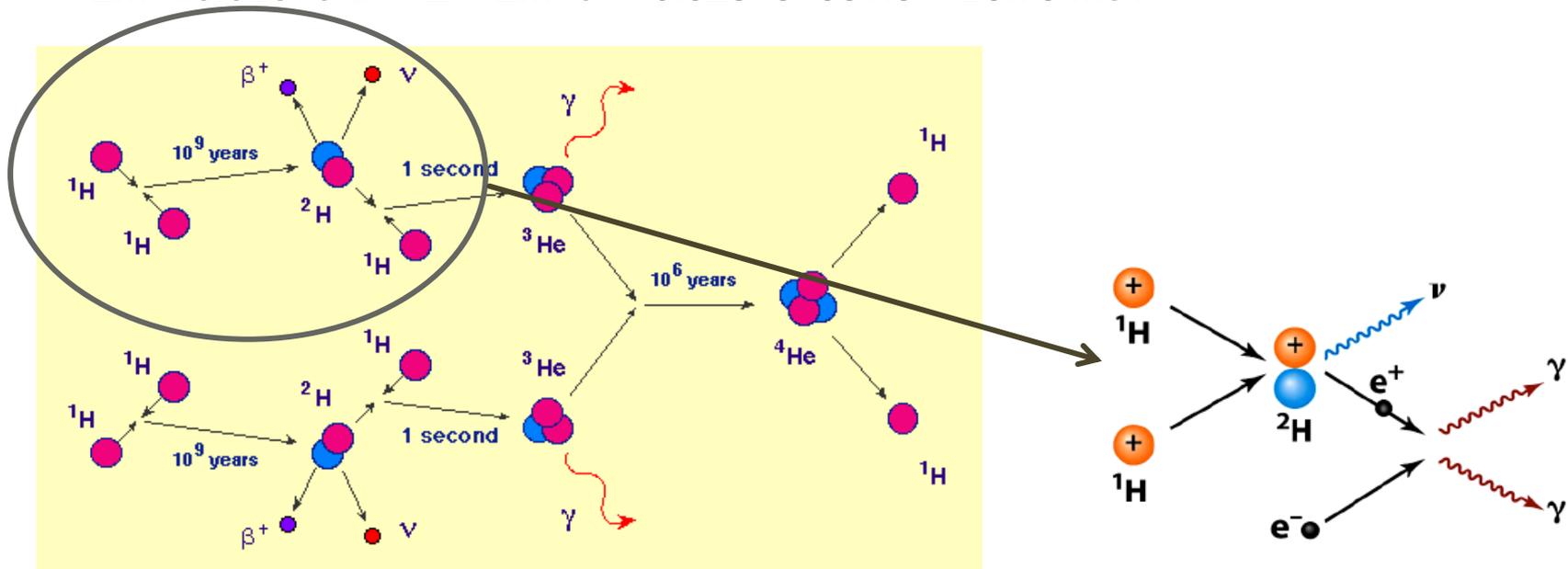
1ª. Fase: Queima de hidrogênio

Principal processo transformar 4 prótons em Hélio e gerar energia

Massa de $4 \times {}^1\text{H} = 4 \times (1.00784) = 4.03136 \text{ u}$

Massa de ${}^4\text{He} = 4.002603 \text{ u}$

$\Delta m = 0.02876 \text{ u}$ $E = \Delta m \times c^2 = 0.02876 \times 931.5 = 26.79 \text{ MeV}$



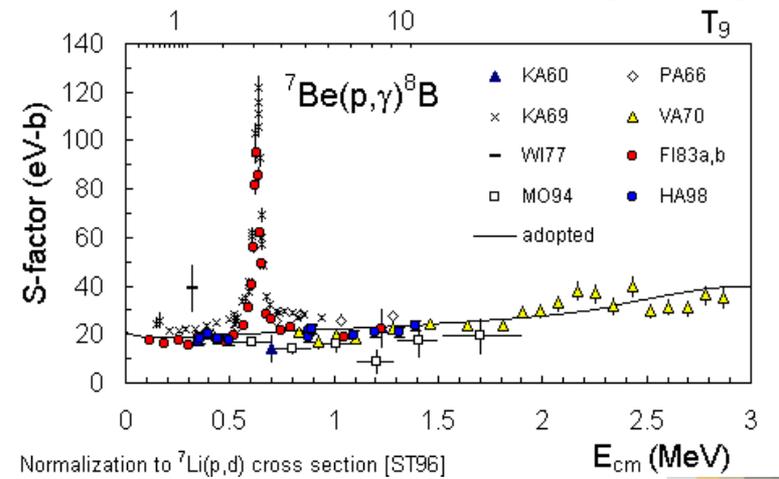
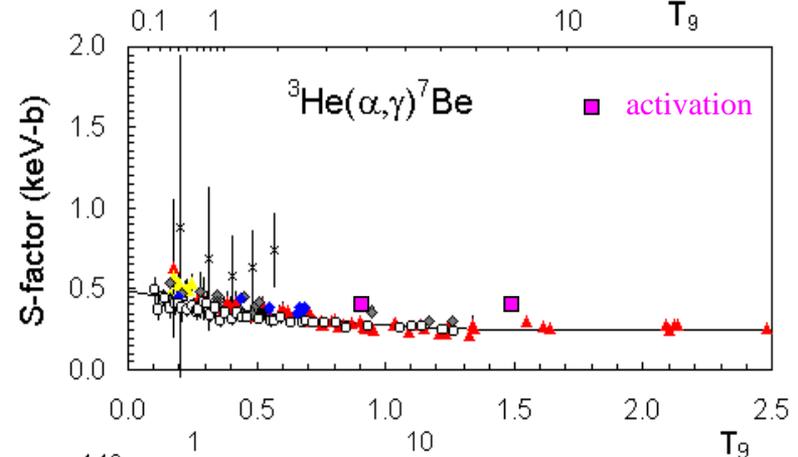
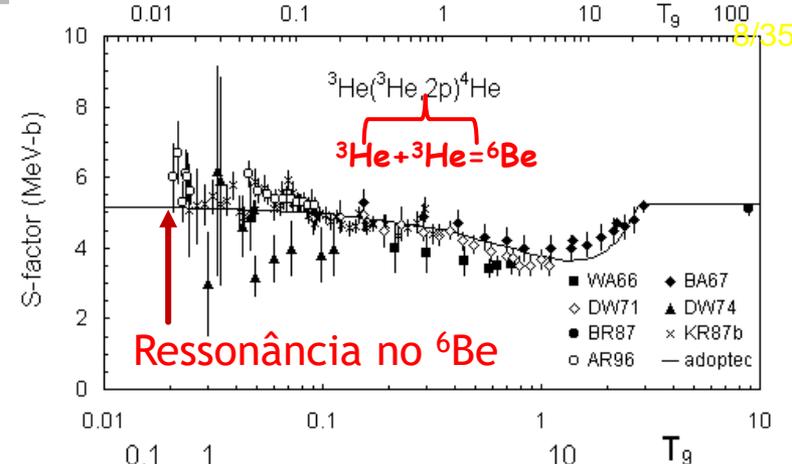
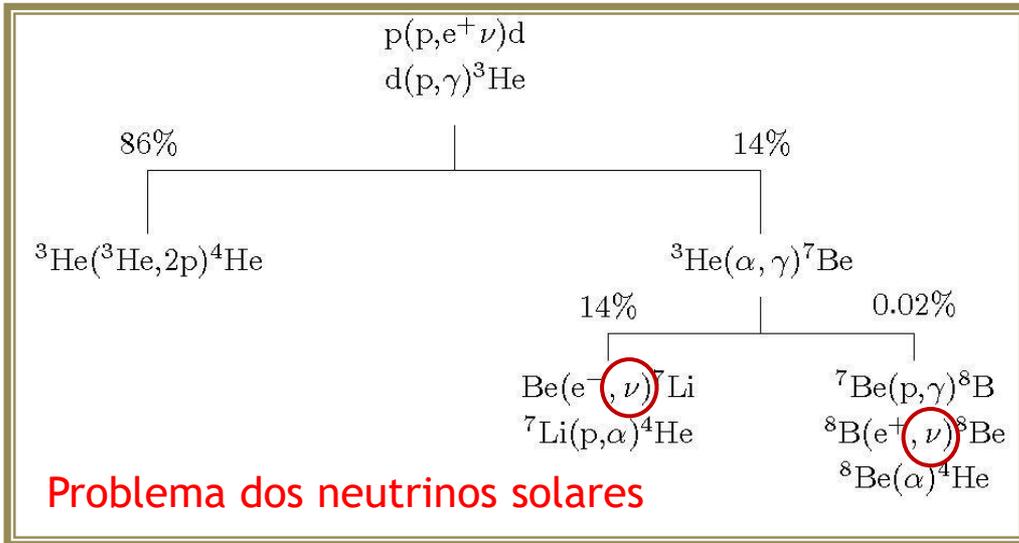
Vamos supor que o Sol com $M_0 = 1.989 \times 10^{30} \text{ kg}$ consuma 10% de sua massa para brilhar com uma luminosidade $L_0 = 4 \times 10^{26} \text{ J/s}$.

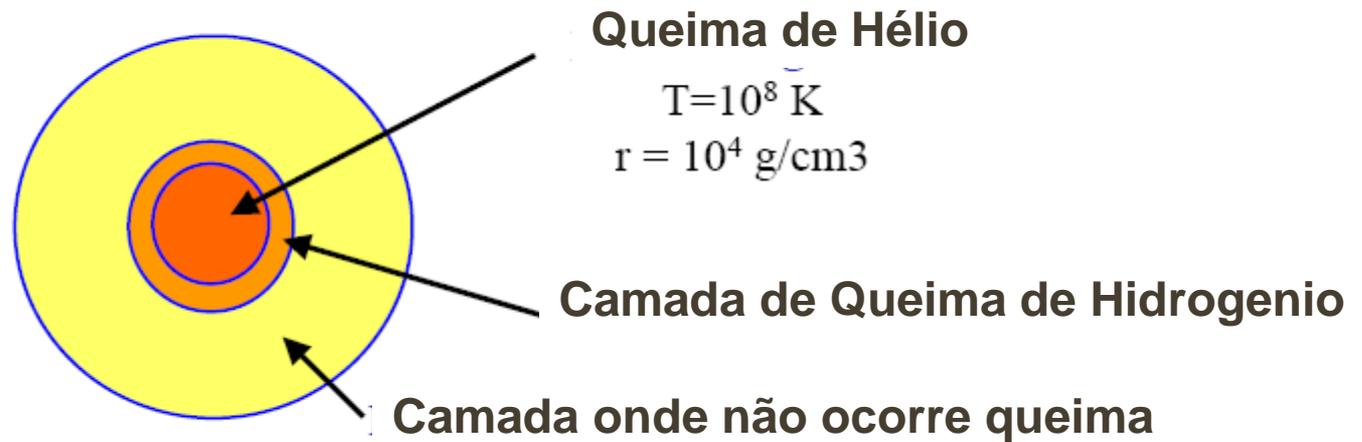
$$E_{\text{nuclear}} = 0,1 \times (0.028/4.00) \times M_0 c^2 = 1.3 \times 10^{44} \text{ J}$$

$$\text{Tempo} = E_{\text{nuclear}}/L_0 = 1.0 \times 10^{10} \text{ anos} = 10 \text{ bilhões de anos}$$

Ciclos pp no Sol

As reações desses ciclos geram os neutrinos solares.

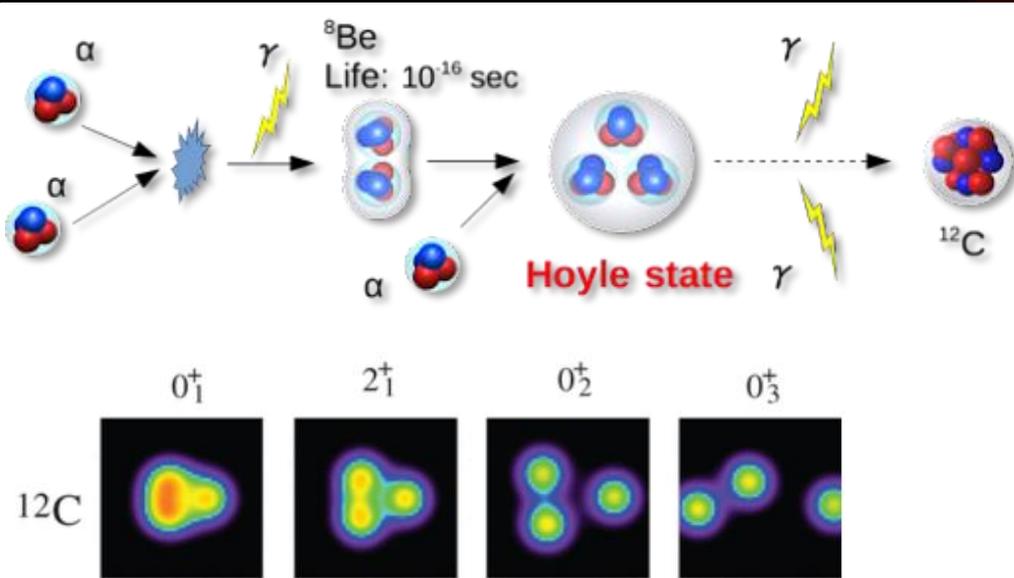




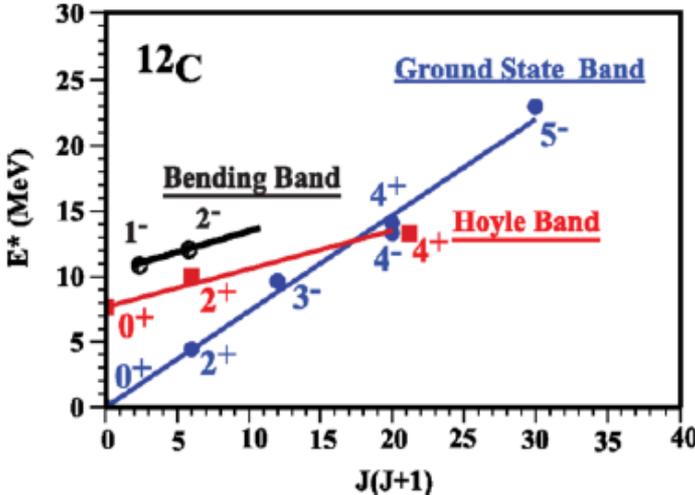
- Grande quantidade de He no Centro
- Aquecimento do centro do Sol permitindo próxima fase – queima de Hélio

Captura tripla de alfa - $3\alpha \Rightarrow {}^{12}\text{C}$

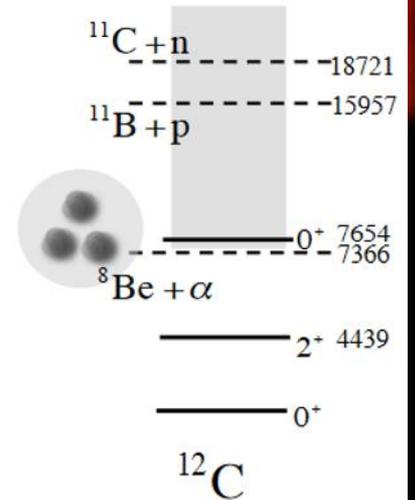
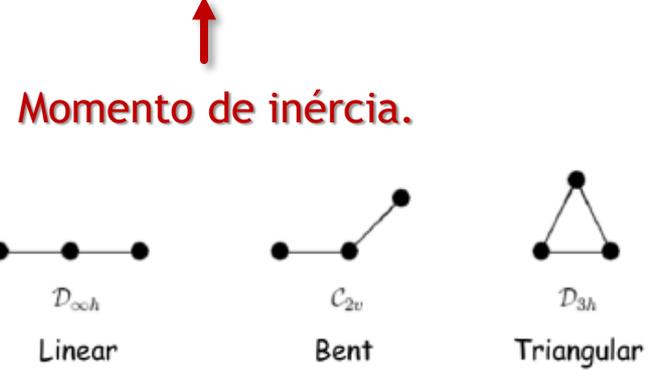
1954 Fred Hoyle percebeu que para haver carbono no universo era preciso uma ressonância no ${}^{12}\text{C}$ a uma energia de excitação de ~ 7.7 MeV. Essa ressonância ficou conhecida como Hoyle state.



Emergent geometry and duality in the carbon nucleus
 Nature Communication 14 (2023) 2777
 S. Shen, S. Elhatisari, T. A. Lähde, D. Lee, B.-N. Lu, U.-G. Meißner

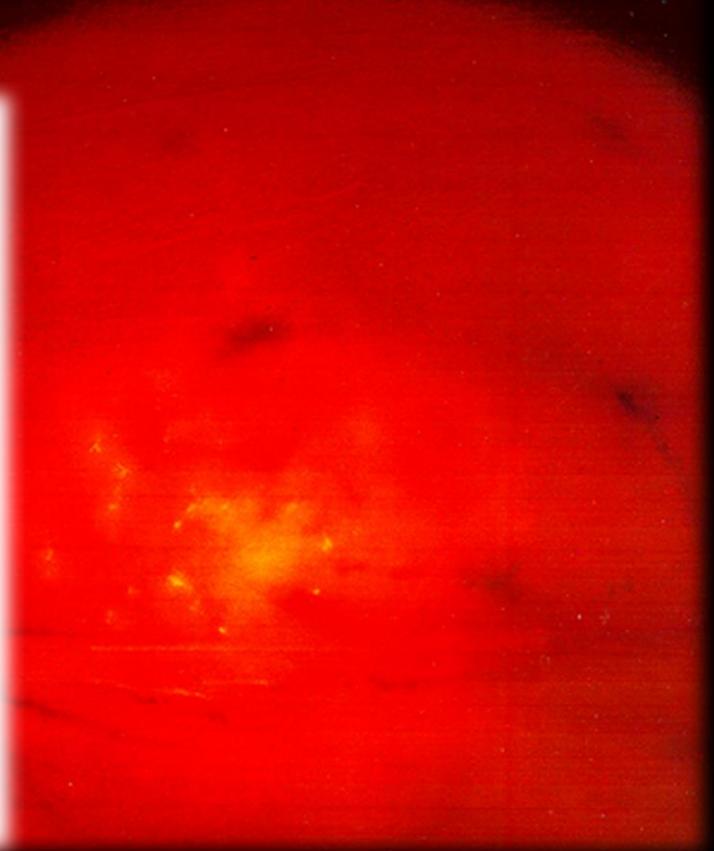
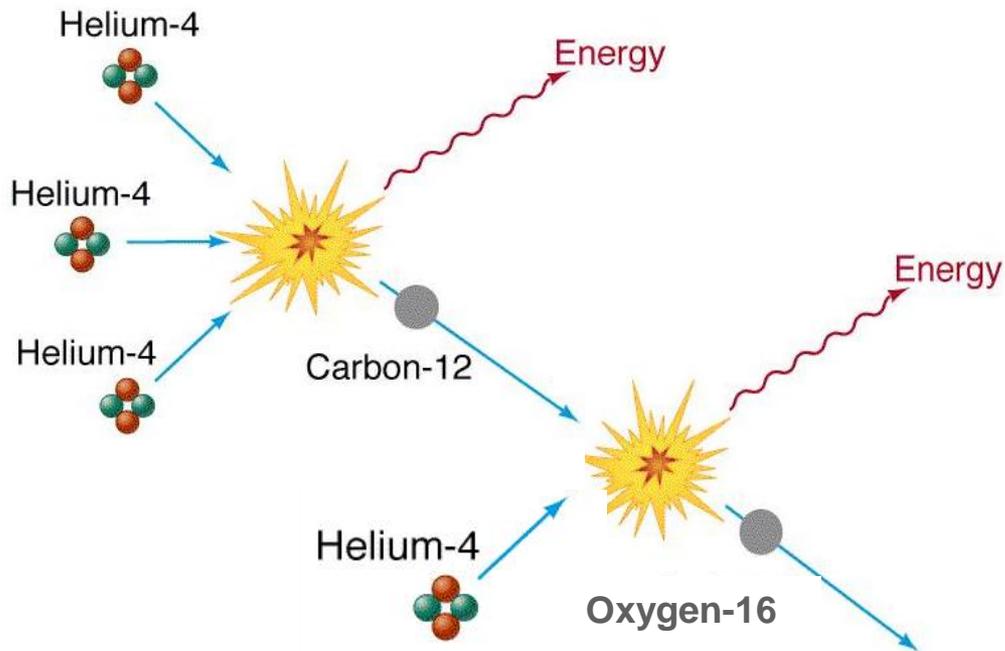


$$E = (\hbar/2\Theta)J(J + 1)$$

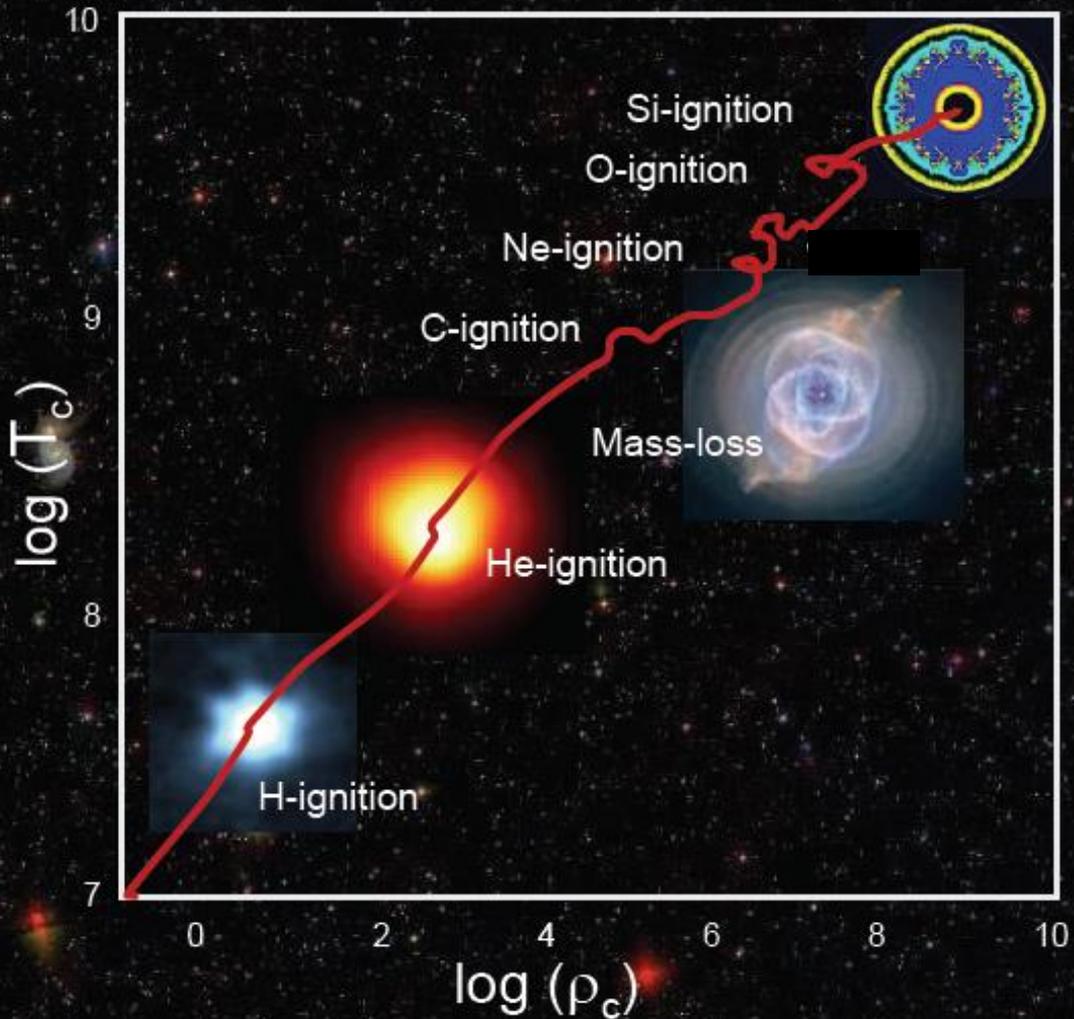


Queima de Hélio em estrelas – Gigantes Vermelhas

Reação mais importante - Captura tripla de alfa – $3\alpha \Rightarrow {}^{12}\text{C} + 7.96 \text{ eV}$

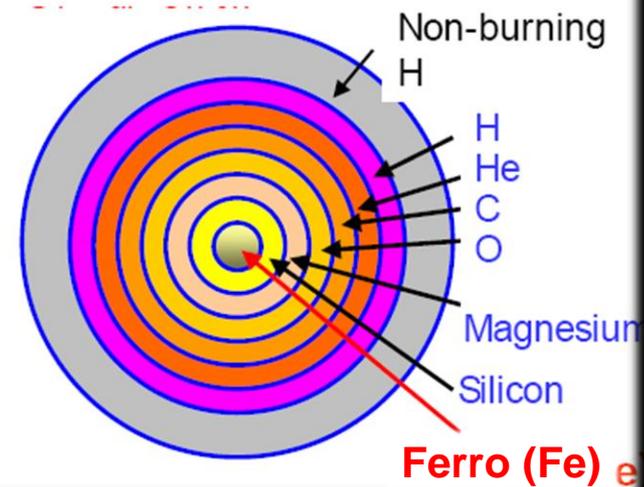


Densidade e temperatura na evolução química de uma estrela



- Queima de hidrogênio
- Queima de Hélio
- Queima de carbono
- Queima de Neonio
- ...

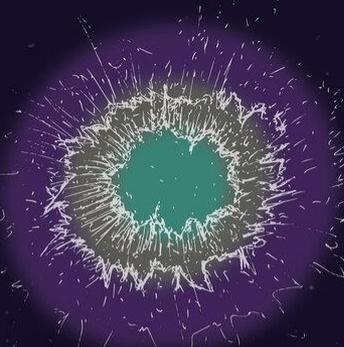
The Stellar Onion



Massa Alta $8 M_0 < M$



Gigante azul



Supernova



Buraco negro



Estrela de neutrons

Massa Média $4 M_0 < M < 8 M_0$



Estrela como Sol



Gigante vermelha



nebulosa



Anã branca



Massa Baixa $0.4 M_0 < M < 4 M_0$



Anã vermelha



Anã branca

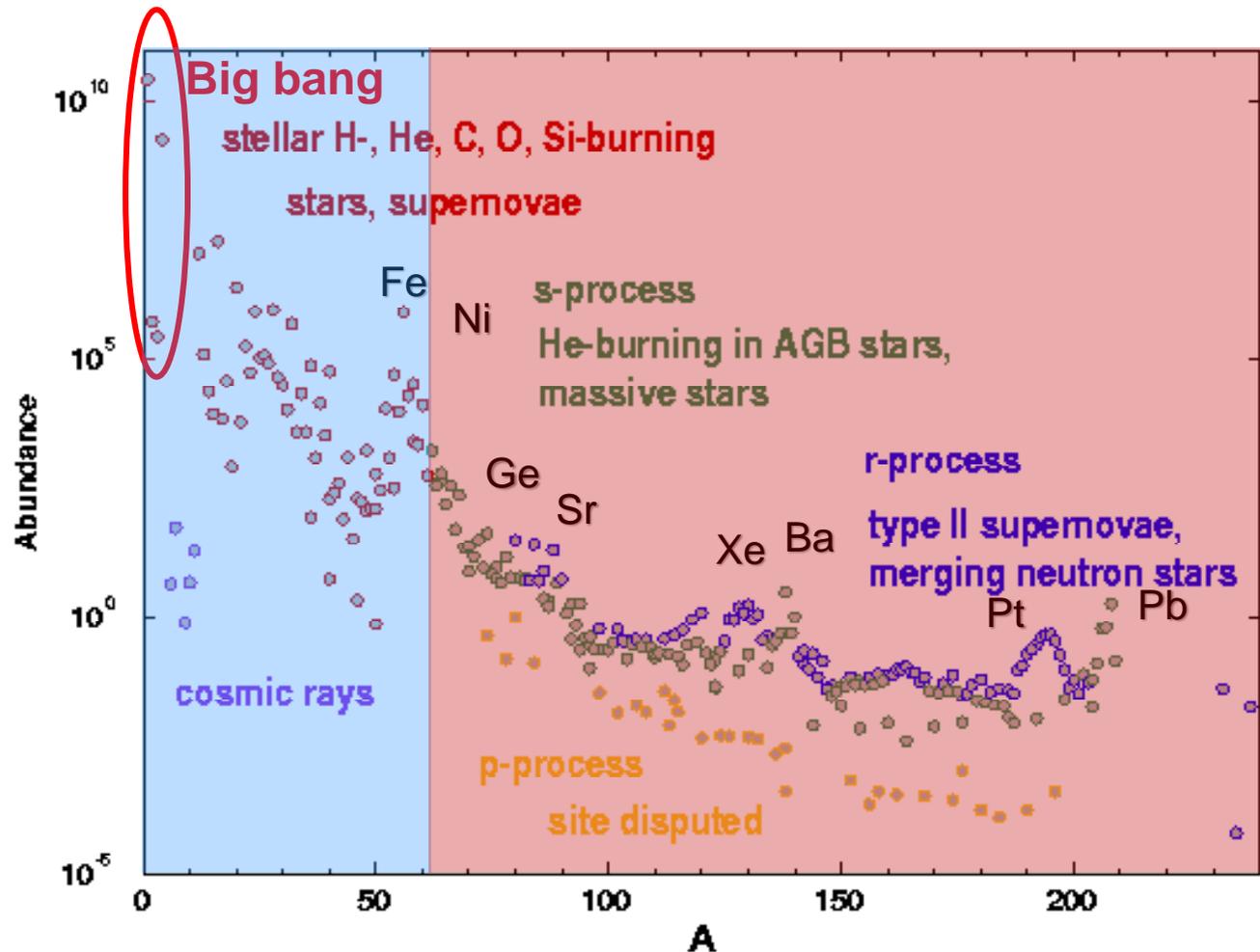
Massa muito baixa $M < 0.4 M_0$



Anã marron

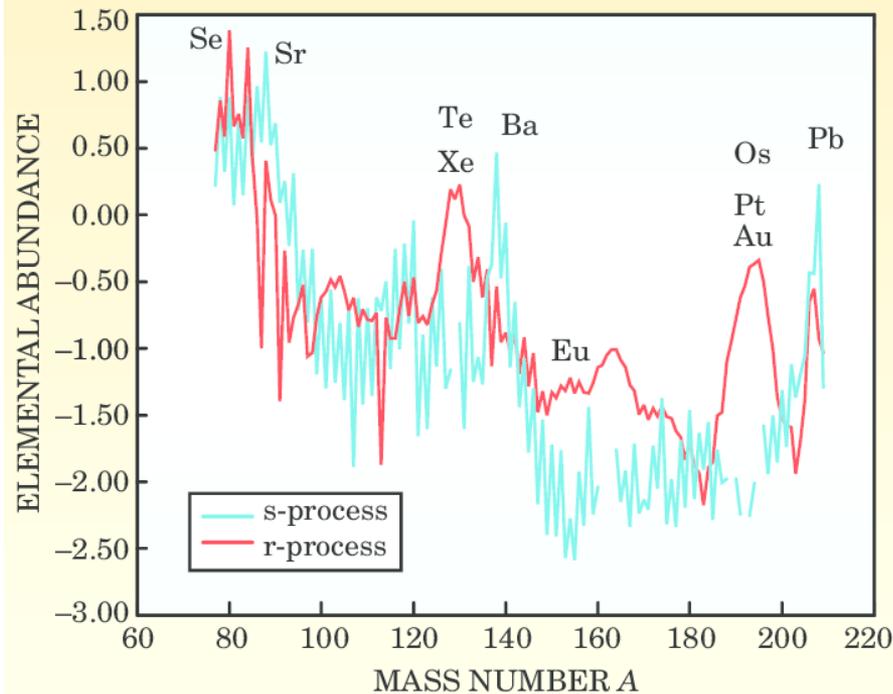


Abundância dos elementos



Reações captura de prótons
(partículas carregadas)

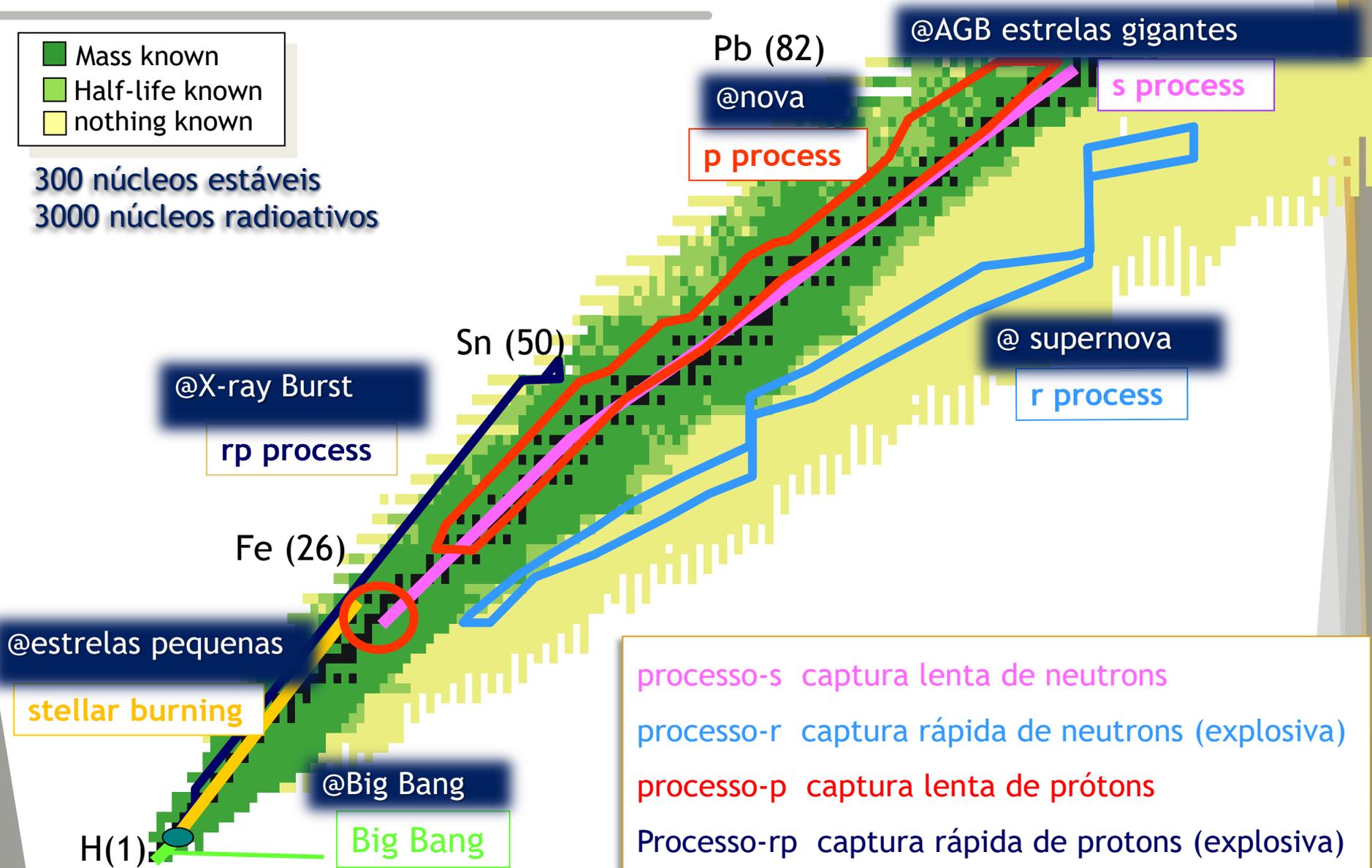
Reações (captura) de neutrons



- ❑ **r-process** captura rápida de nêutrons. É um processo que ocorre em altas densidades e temperatura. Ocorre em ambientes explosivos de supernova, colisões de estrelas de nêutrons e buracos negros
- ❑ **s-process** captura lenta de nêutrons. É um processo que ocorre em processo em ambiente com altas densidades mas não é explosivo. Ocorre em estrelas gigantes vermelhas.

- Mass known
- Half-life known
- nothing known

300 núcleos estáveis
3000 núcleos radioativos

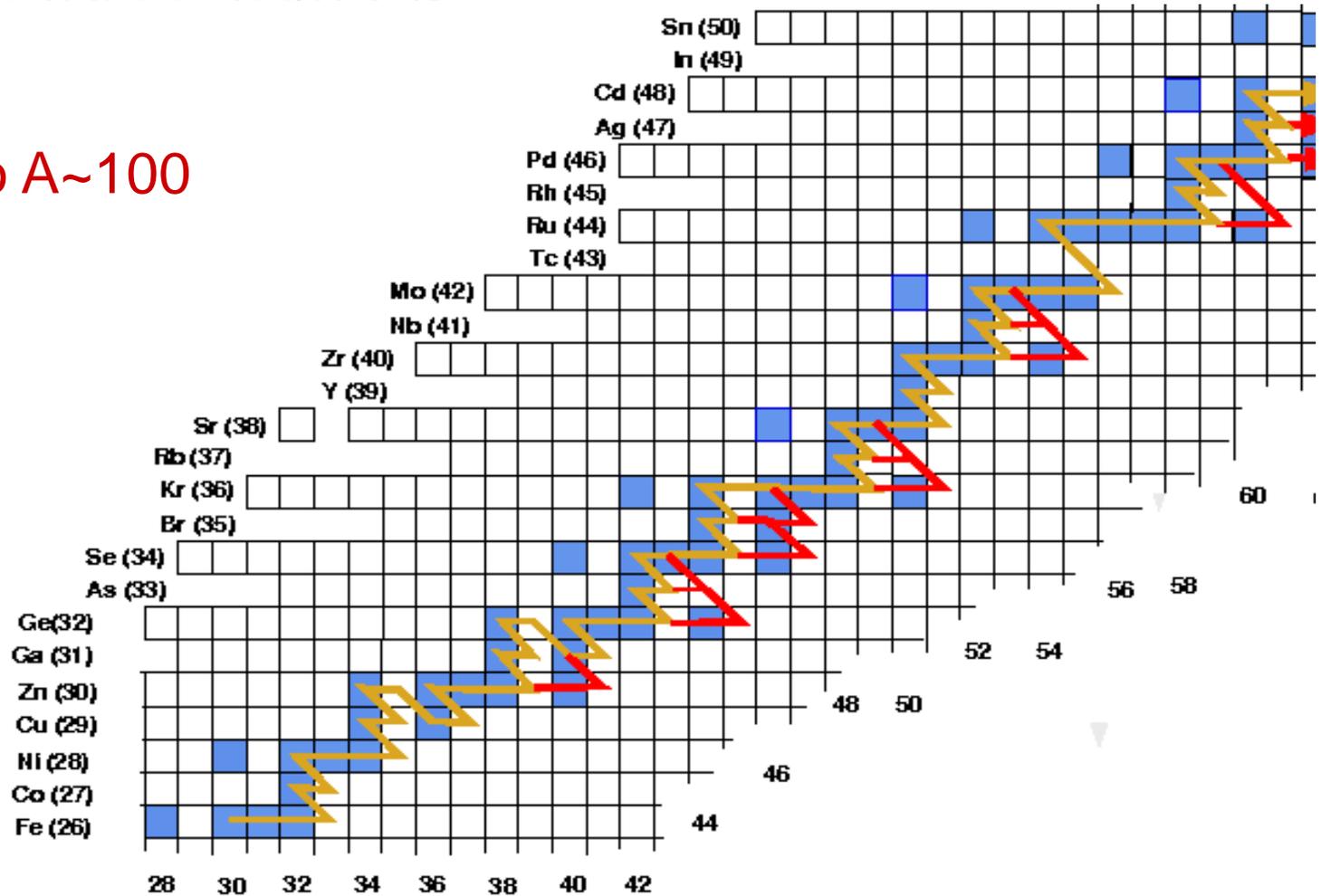


- processo-s captura lenta de neutrons
- processo-r captura rápida de neutrons (explosiva)
- processo-p captura lenta de prótons
- Processo-rp captura rápida de protons (explosiva)

Processos

Captura lenta de neutrons

Leads to $A \sim 100$



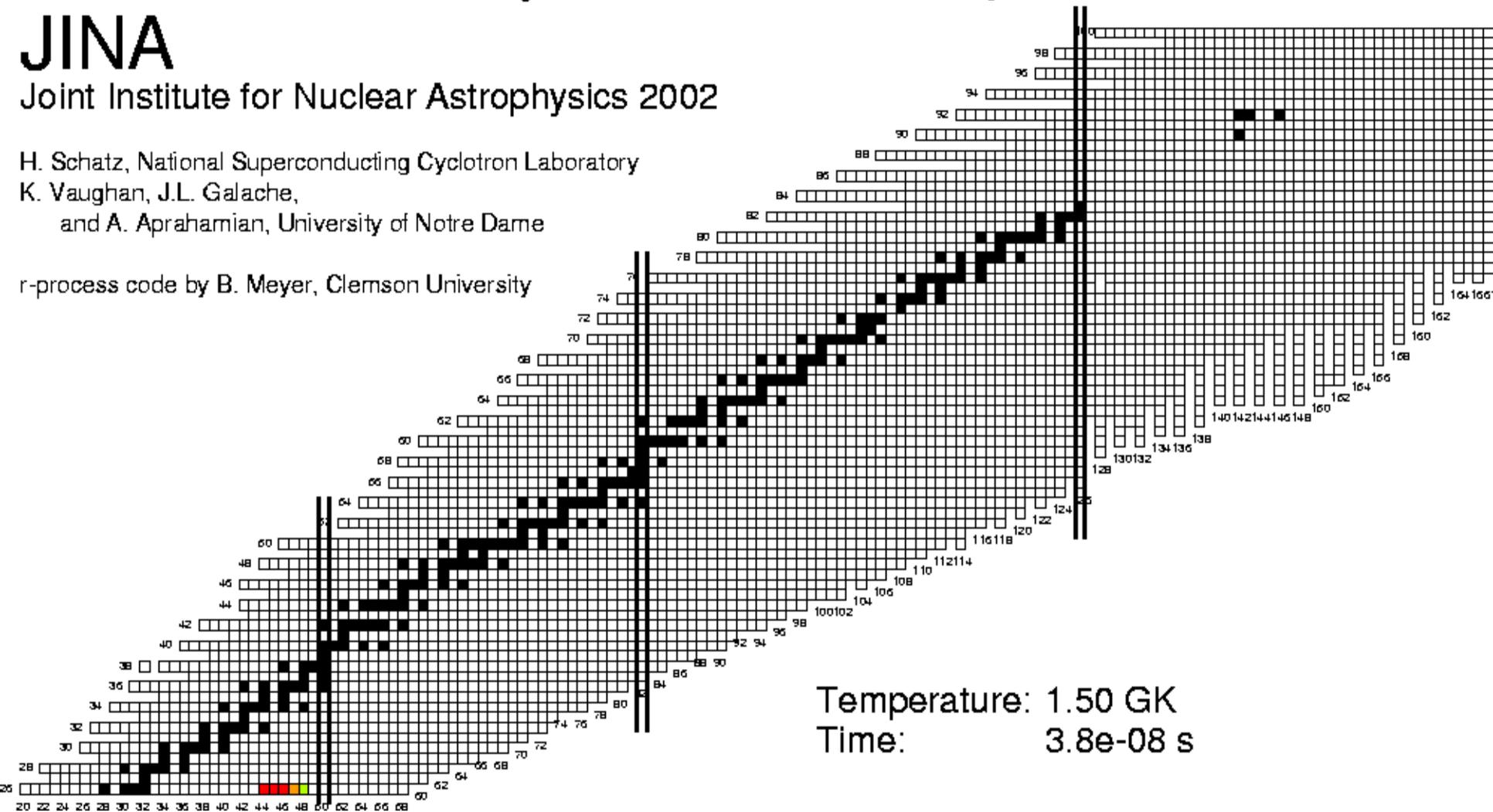
Nucleosynthesis in the r-process

JINA

Joint Institute for Nuclear Astrophysics 2002

H. Schatz, National Superconducting Cyclotron Laboratory
K. Vaughan, J.L. Galache,
and A. Aprahamian, University of Notre Dame

r-process code by B. Meyer, Clemson University



Temperature: 1.50 GK
Time: 3.8e-08 s

Closed shell nuclei have small S_n , enrichment around $N=50, 82, 126$

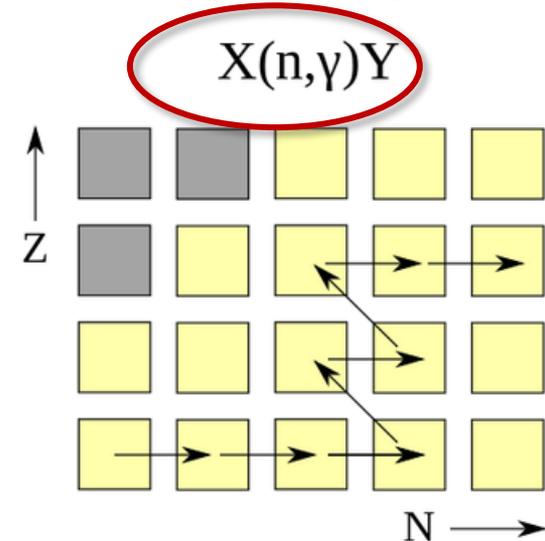
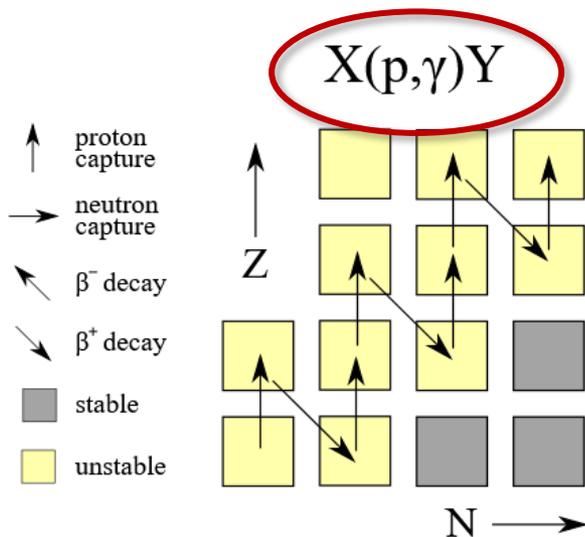
- ❑ Determinar probabilidade da reação de captura em função da energia relativa.
- ❑ Determinar energia, largura e spin das ressonâncias em núcleos.

Taxas de reações

Reação nuclear $X+p = Y+\gamma$ ou $X+n = Y+\gamma$

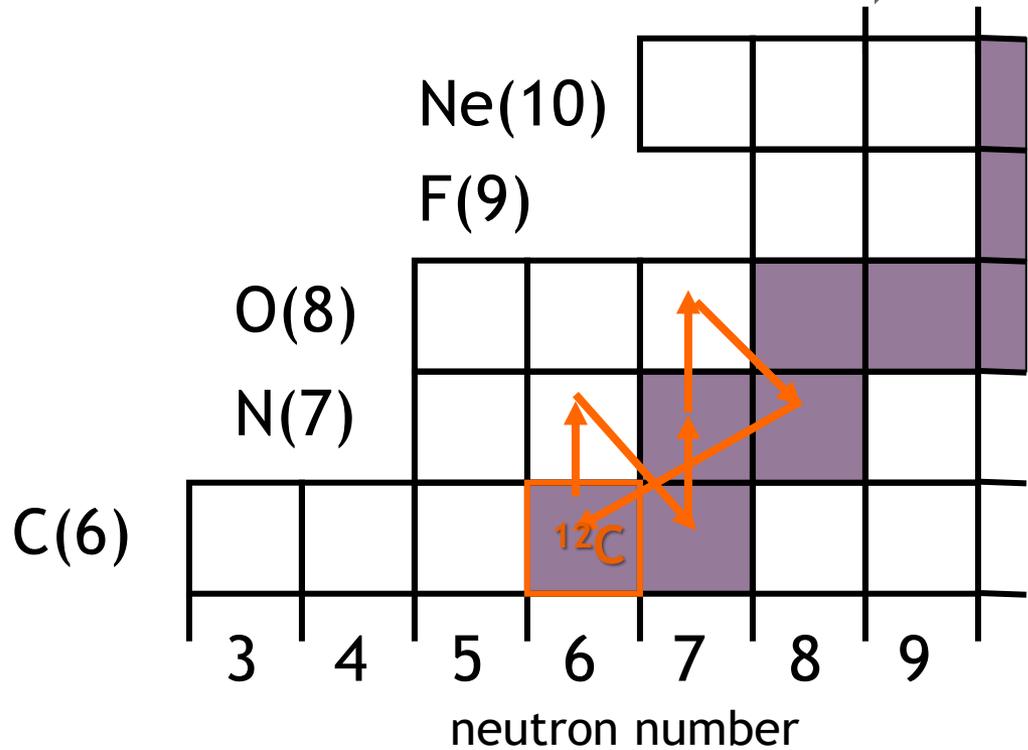
Captura de prótons
Aumenta o número atômico

Captura de nêutrons
Aumenta isótopo



Ciclos de reações nas estrelas

Ciclo CNO



Pré requisito existência de C, N e O como catalizadores

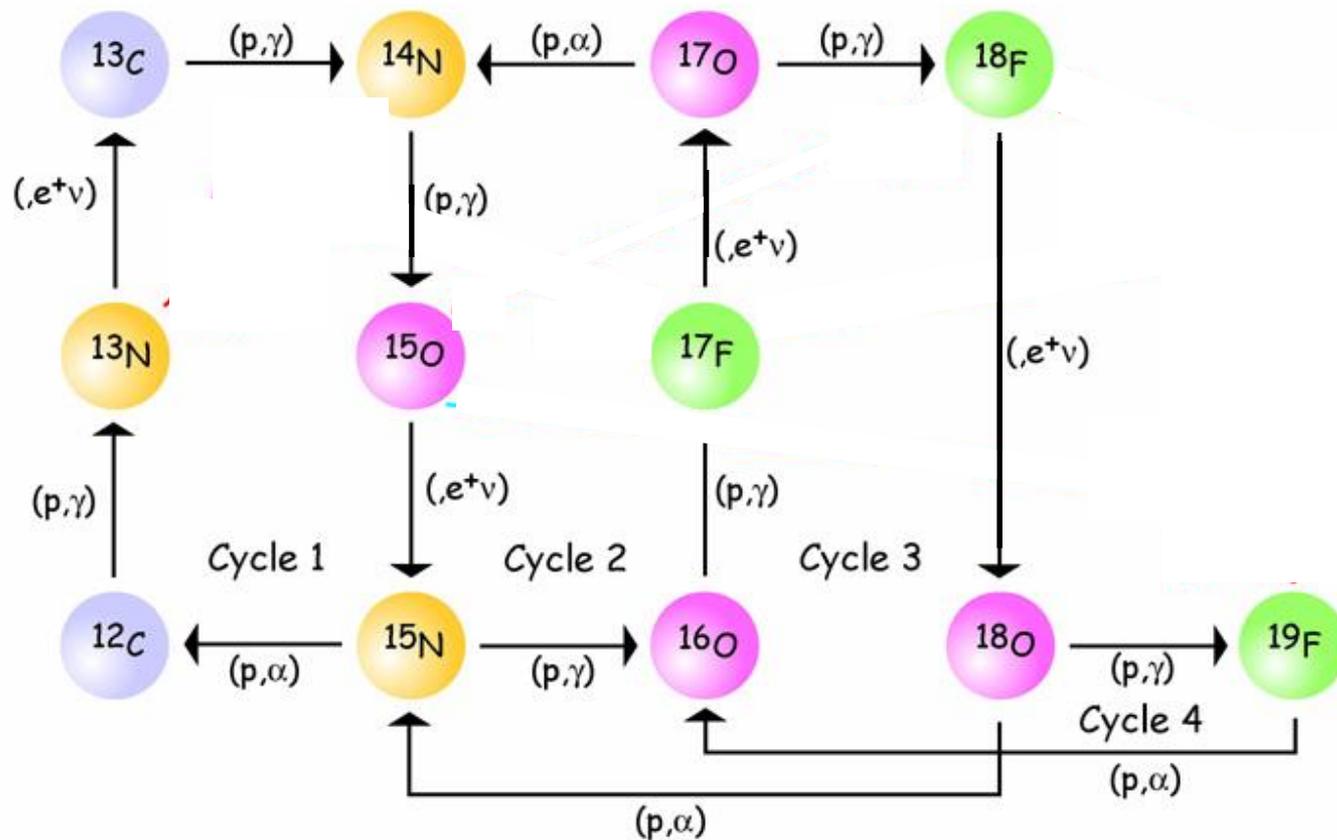


Conversão de 4-protons em uma partícula α (^4He) gerando energia

$$4p \Rightarrow \alpha + 2e^+ + 2\nu_e + \text{energia}$$

Ciclo CNO e ciclo CNO quente

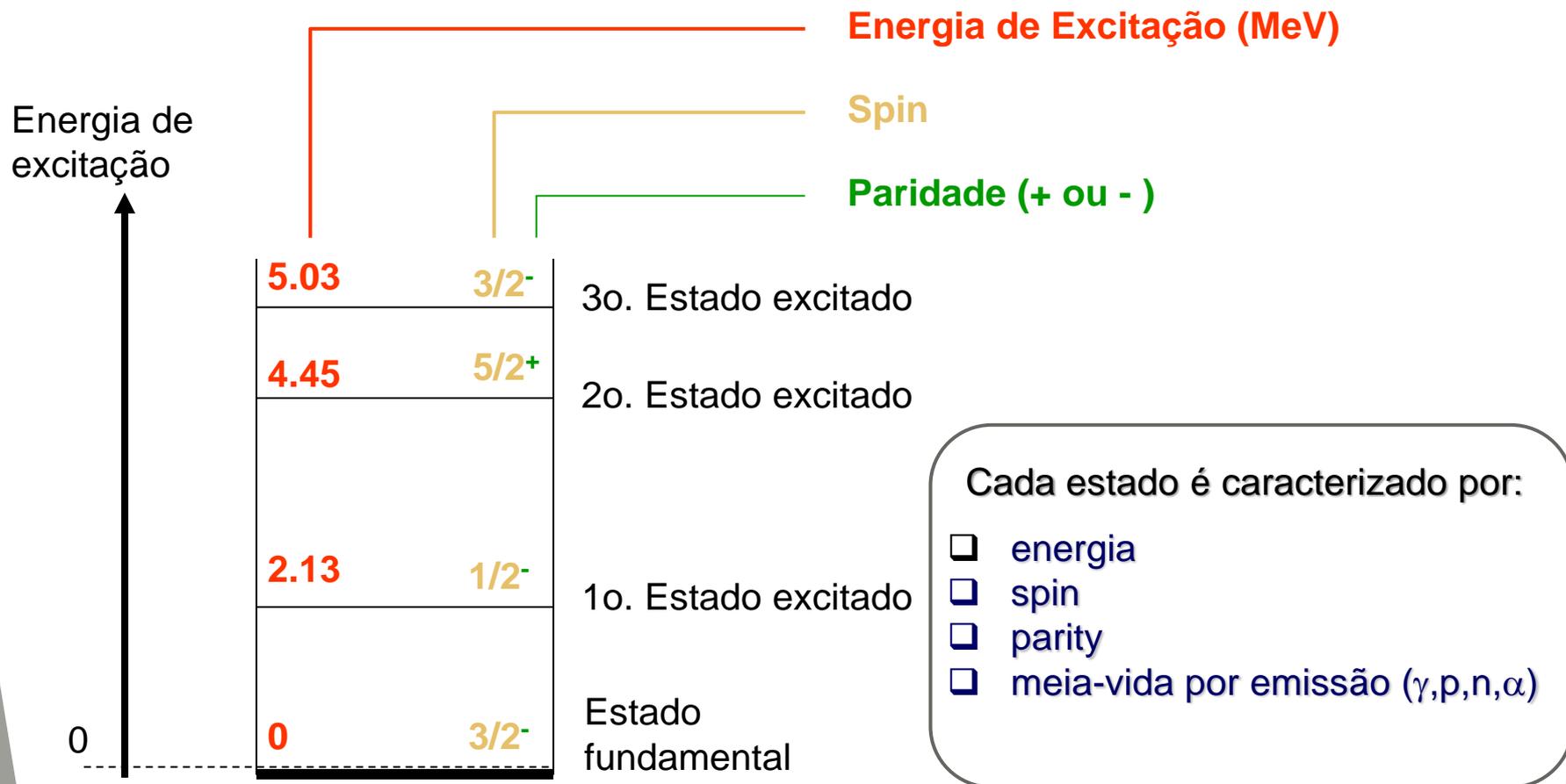
Ciclo CNO nas estrelas Converte 4 prótons em Hélio
Carbono-Nitrogênio-Oxigênio como catalizadores



CNO: $T_9 < 0.2$

Contribuição da Física Nuclear: espectroscopia

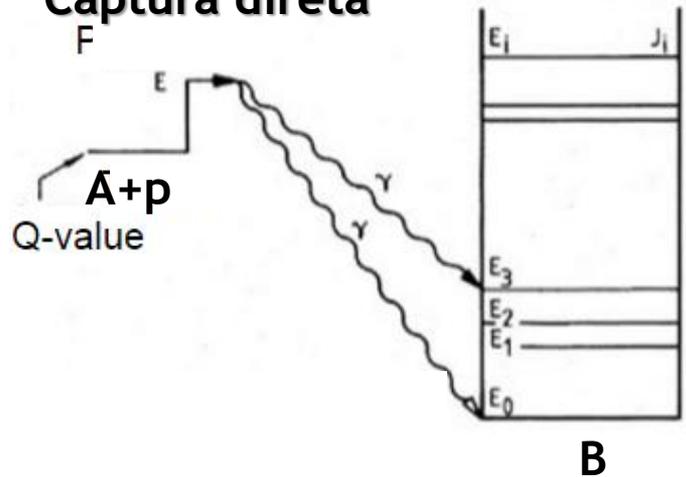
O núcleo é uma entidade quântica e só pode ser excitado em energias discretas. Essas propriedades espectroscópicas são importantes para taxas de reações.



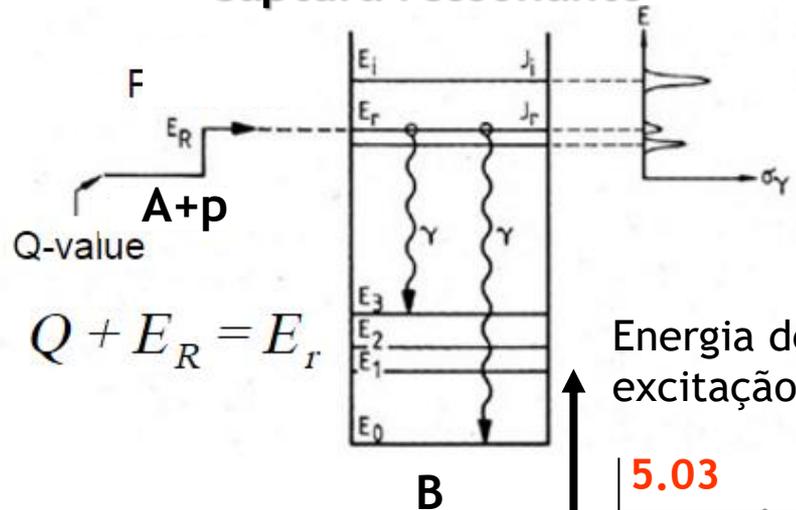
Essas propriedades espectroscópicas são importantes para taxas de reações.

Reações de captura de prótons $A(p,\gamma)B$

Captura direta

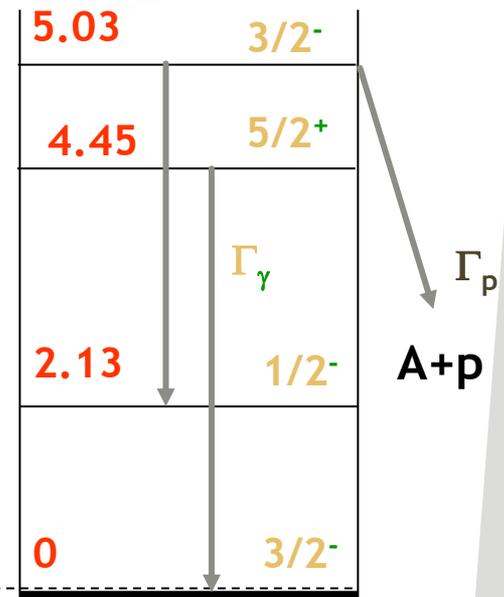


Captura ressonante



$$Q + E_R = E_f$$

Energia de excitação

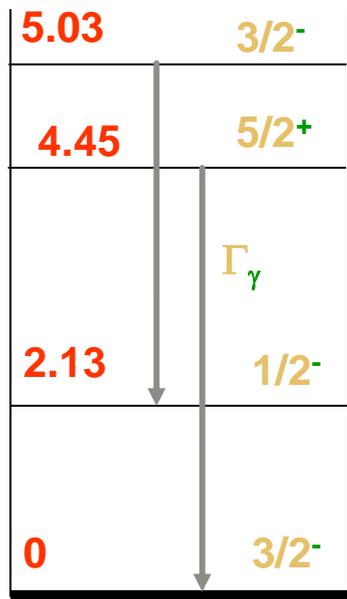
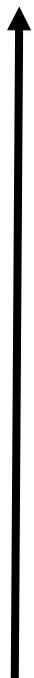


Taxas de reações de captura de prótons são dominada pelas ressonâncias do núcleo B.

- energia
- spin-paridade J^π
- largura Γ_γ, Γ_p (decaimento γ, p, n, α)
- Fator espectroscópico

Essas propriedades espectroscópicas são importantes para determinação das taxas de reações.

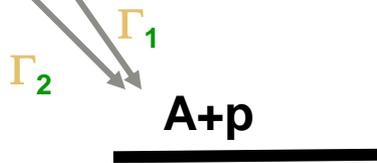
Energia de excitação



J^π

Para larguras estreitas as ressonancias podem ser descritas por uma Breit-Wigner

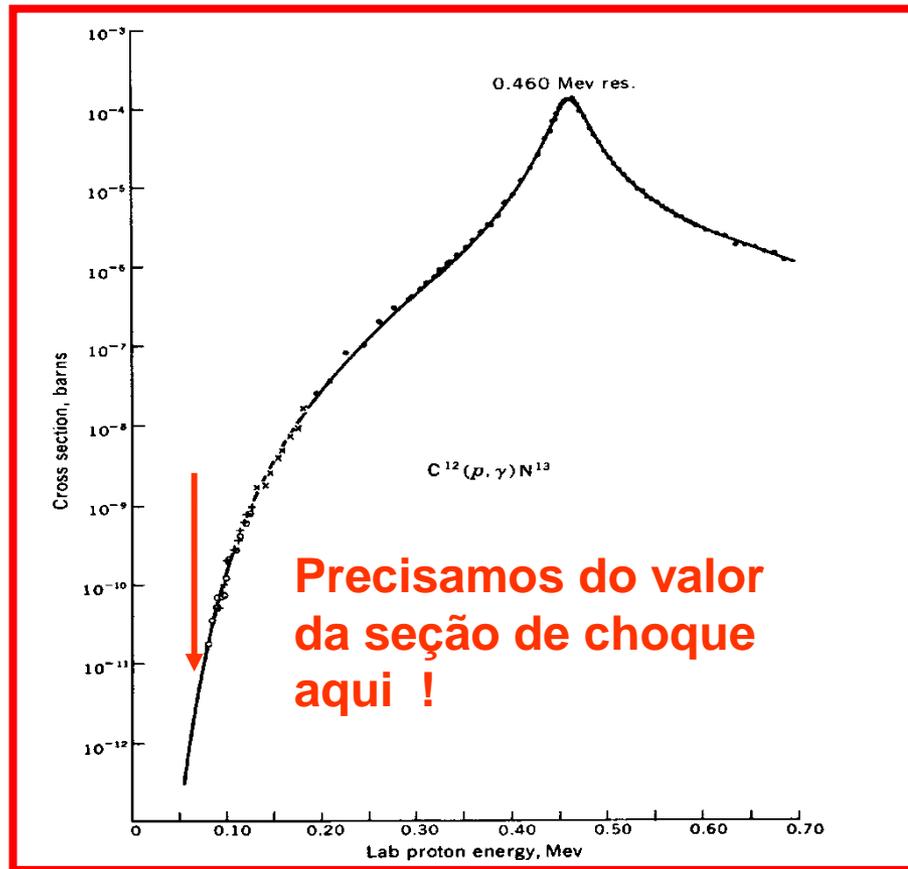
$$\sigma(E) = \pi \hat{\lambda}^2 \cdot \omega \cdot \frac{\Gamma_1 \Gamma_2}{(E - E_r)^2 + (\Gamma/2)^2}$$



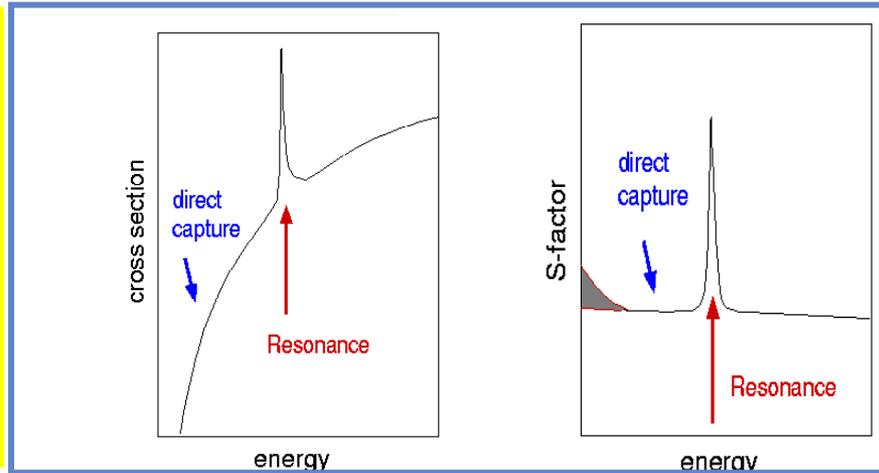
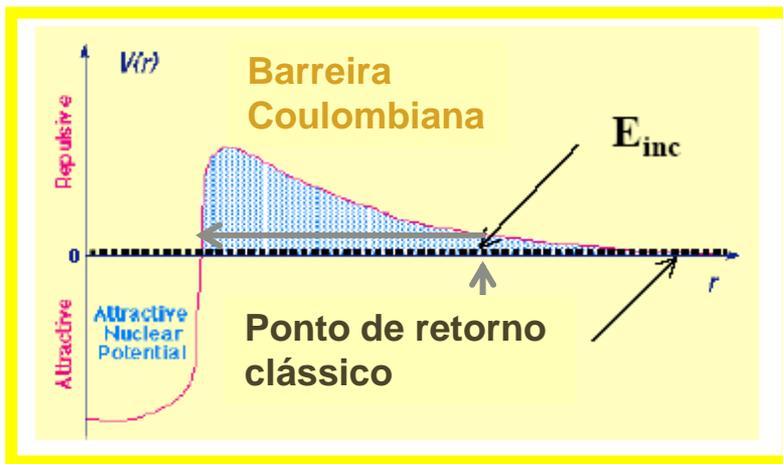
$$\Gamma = \frac{\hbar}{\tau}$$

B

Seção de choque reação $^{12}\text{C}+p=\gamma+^{13}\text{N}$



Factor-S astrofísico para reações partículas carregadas



Fator-S elimina o efeito da penetrabilidade Coulombiana

$$\sigma \propto \frac{1}{E} \cdot e^{-2\pi\eta(E)} \cdot S(E)$$

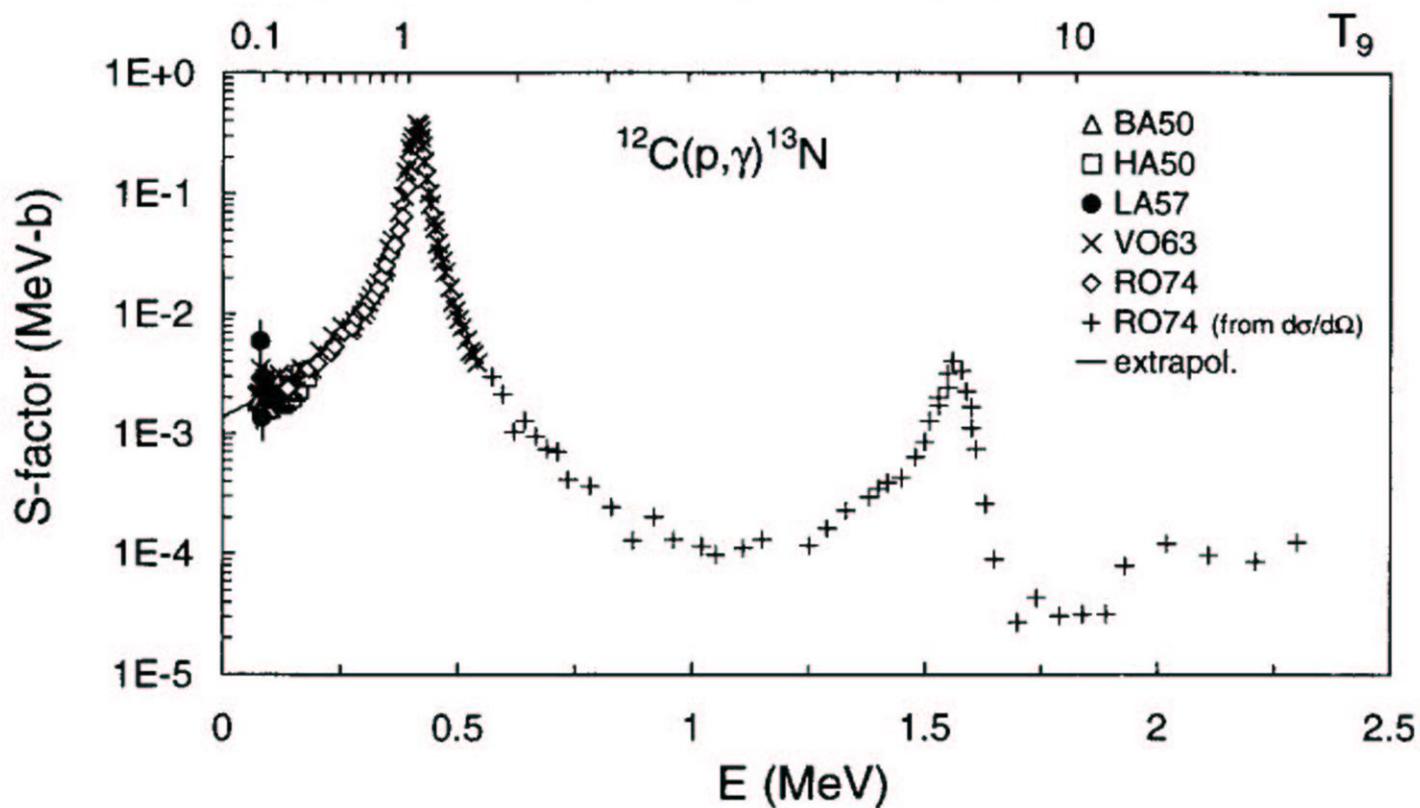
$$S(E) = \sigma \cdot E \cdot e^{-2\pi\eta(E)}$$

Parâmetro Sommerfeld

$$\eta = \frac{Z_1 Z_2 e^2}{4\pi\epsilon_0 \hbar v} = \alpha Z_1 Z_2 \sqrt{\frac{\mu c^2}{2E}}$$

Unidade S(E): keV barn

Seção de choque reação $^{12}\text{C}+p=\gamma+^{13}\text{N}$



Nucleossíntese dos elementos leves

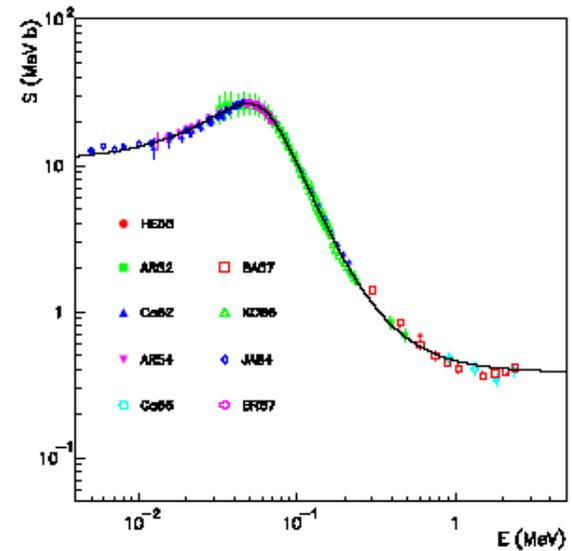
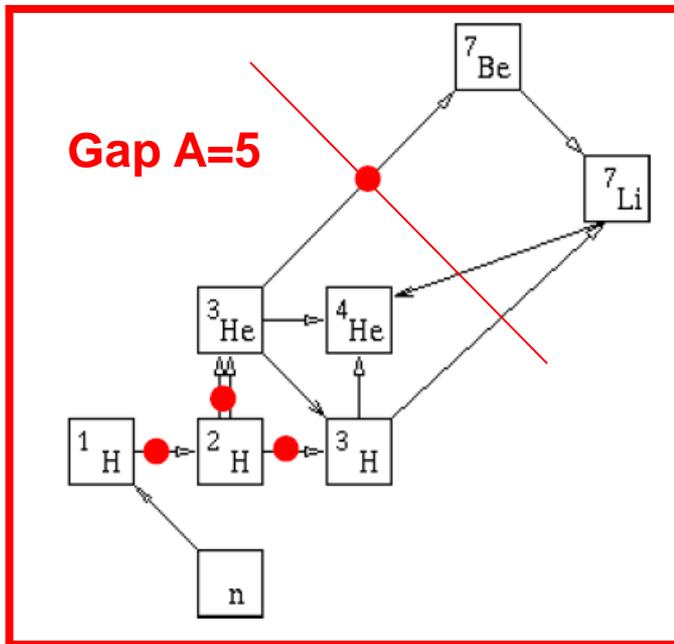


Figure 14. The $S(E)$ data and fit for the ${}^3\text{H} + {}^2\text{H} \leftrightarrow n + {}^4\text{He}$ channel

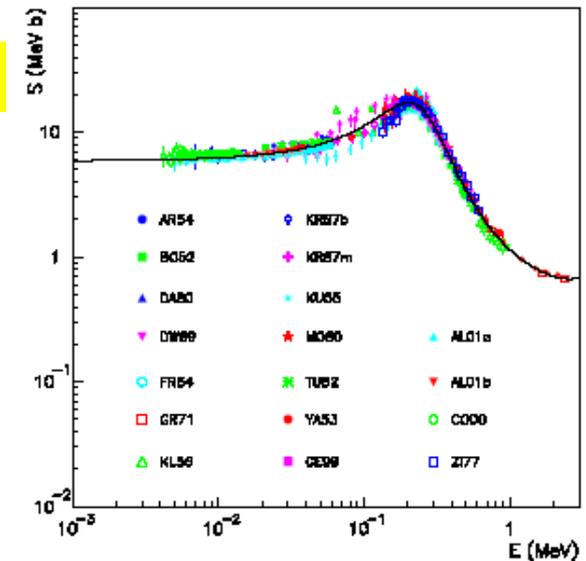


Figure 15. The $S(E)$ data and fit for the ${}^3\text{He} + {}^2\text{H} \leftrightarrow p + {}^4\text{He}$ reaction

Seção de choque ou fator astrofísico

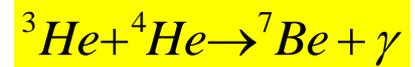
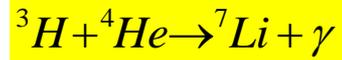
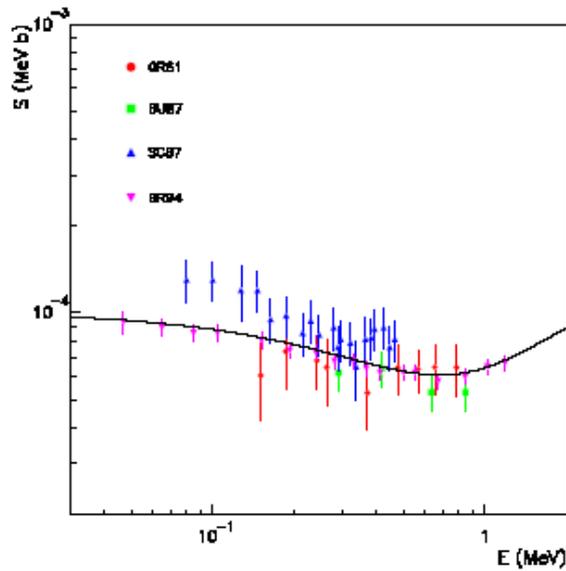


Figure 21. The data and fit for the S factor of the ${}^4\text{He} + {}^3\text{H} \leftrightarrow \gamma + {}^7\text{Li}$ reaction.

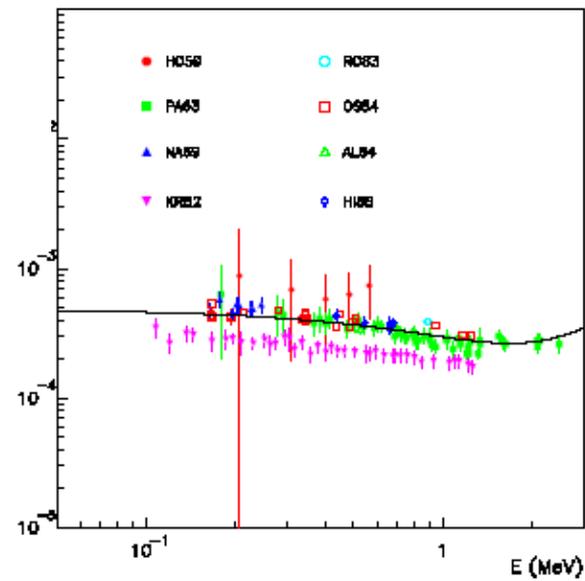
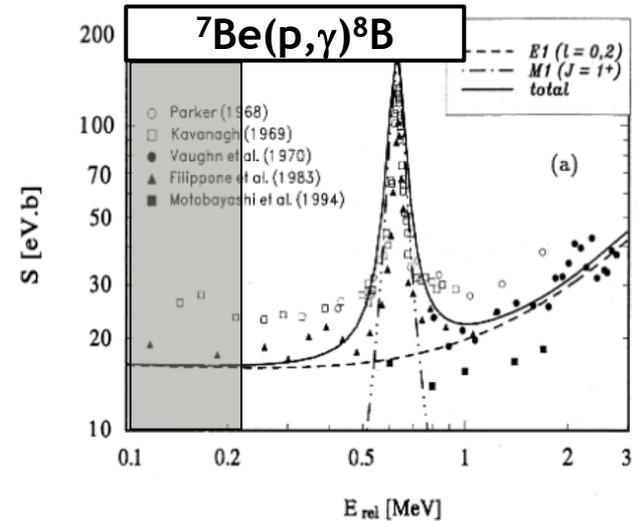
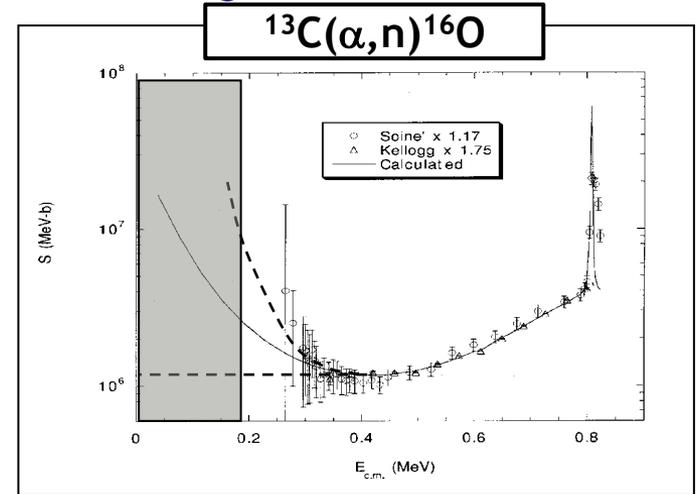
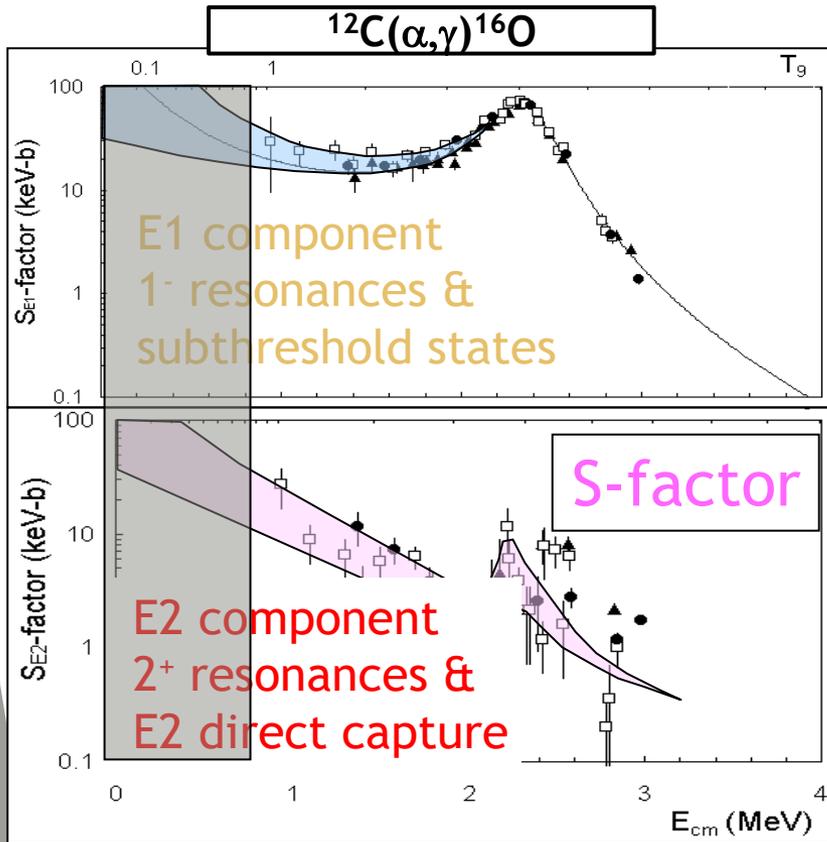


Figure 18. The S factor fit and data for the ${}^4\text{He} + {}^3\text{He} \leftrightarrow \gamma + {}^7\text{Be}$ reaction.

Medidas diretas

- Seção de choque muito baixa para ser obter a partir de medidas diretas.
- Devemos nos basear em modelos e extrapolações a baixas energias



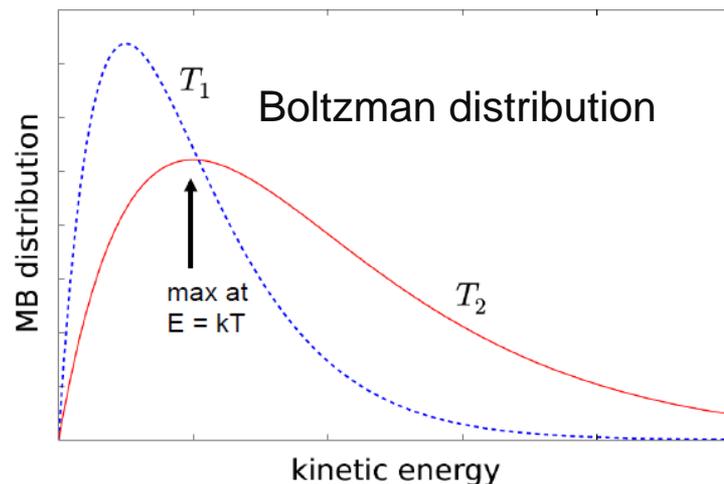
Nas estrelas as partículas obedecem a distribuição de velocidades dada pela distribuição de Maxwell-Boltzmann

$$\Phi(v) = 4\pi \left(\frac{\mu}{2\pi kT} \right)^{3/2} v^2 e^{-\frac{\mu v^2}{2kT}}$$

$$\mu = \frac{m_i m_j}{m_i + m_j}$$

Probabilidade de encontrar uma partícula com uma velocidade entre v e dv

Assim, temos que considerar uma média ponderada das velocidades



Taxa de reação (média maxwelliana)

$$\langle \sigma v \rangle = \frac{1}{1 + \delta_{pT}} n_p \cdot n_T \cdot \int \sigma(E) \cdot v \cdot \Phi(v) \cdot dv$$

$$r = \frac{1}{1 + \delta_{ij}} n_i n_j \langle \sigma v \rangle$$

Levando-se em conta a distribuição de Maxwell-Boltzmann para partículas carregadas

$$\langle \sigma v \rangle = \int \sigma(E) \Phi(E) E dE$$

$$\Phi(E) = A e^{-E/kT}$$

Para larguras estreitas as ressonâncias podem ser descritas por uma Breit-Wigner

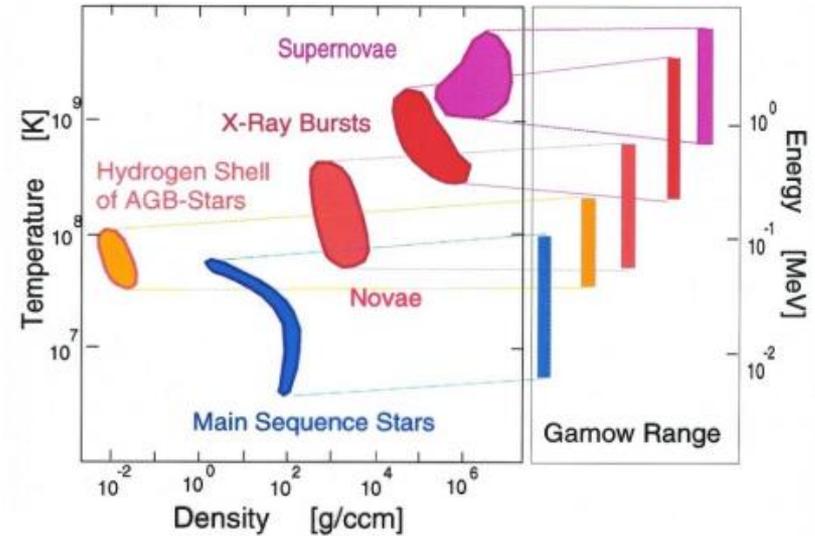
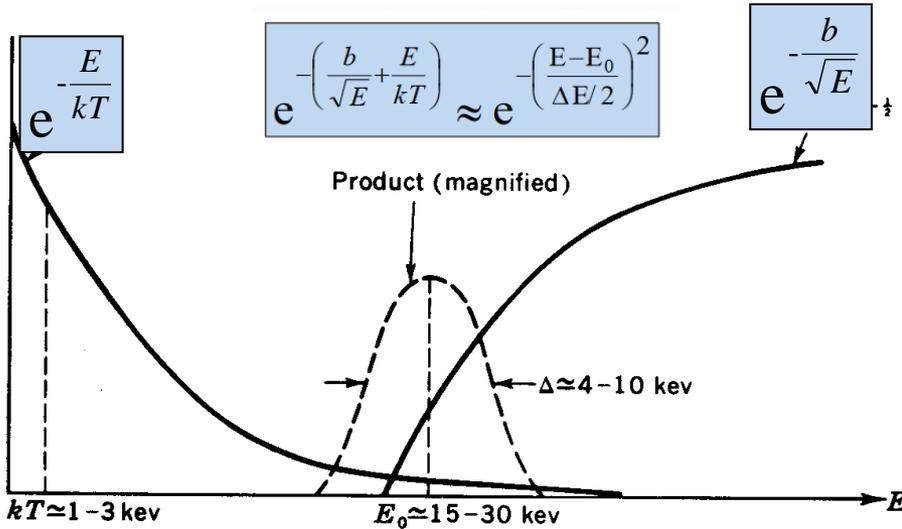
$$\sigma \propto \frac{1}{E} \cdot e^{-2\pi\eta(E)} \cdot S(E) = \frac{1}{E} e^{-b/\sqrt{E}} S(E)$$

$$\sigma(E) = \pi \lambda^2 \cdot \omega \cdot \frac{\Gamma_1 \Gamma_2}{(E - E_r)^2 + (\Gamma/2)^2}$$

$$\langle \sigma v \rangle = \sqrt{\frac{8}{\pi \mu}} (kT)^{-3/2} \int \sigma(E) E e^{-\frac{E}{kT}} dE = \sqrt{\frac{8}{\pi \mu}} (kT)^{-3/2} \int S(E) e^{-\left(\frac{b}{\sqrt{E}} + \frac{E}{kT}\right)} dE$$

$$\Gamma = \frac{\hbar}{\tau}$$

Gamow Peak



Variação das abundâncias



A reação é um processo aleatório com uma probabilidade (taxa de reação) e ocorre de acordo com as leis de decaimento radioativo

Depleção de A

$$\frac{dY_j}{dt} = -Y_j \lambda = -Y_j Y_k \rho N_A \langle \sigma v \rangle$$

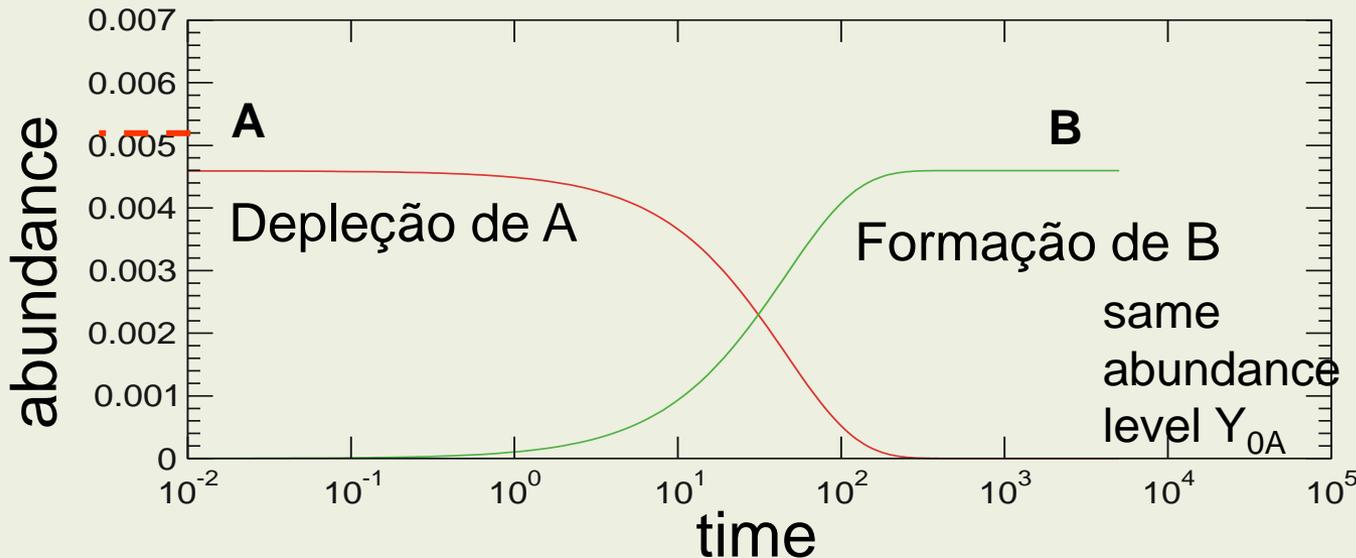
Formação de B

$$\frac{dY_k}{dt} = +Y_j \lambda$$

Solução

$$Y_j(t) = Y_{0j} e^{-\lambda t}$$

$$Y_k(t) = Y_{0k} (1 - e^{-\lambda t})$$



Vida-média para a destruição

$$\tau = \frac{1}{\lambda} = \frac{1}{Y_j \rho N_A \langle \sigma v \rangle}$$

Taxa de reação para ressonâncias estreitas

Taxa de reação dominada por ressonancias estreitas

$$N_A \langle \sigma v \rangle = N_A \left(\frac{2\pi}{\mu kT} \right)^{3/2} \hbar^2 \sum_i \omega \gamma_i e^{-E_i/kT}$$

Largura $\Gamma = \Gamma_p + \Gamma_\gamma$

Energia $E_r = E_x - Q_{py}$

Resonance Strength

$$\frac{2\pi^2}{\hbar^2} \frac{Q_{\alpha A}^2}{\Gamma} \frac{\Gamma_p}{\Gamma}$$

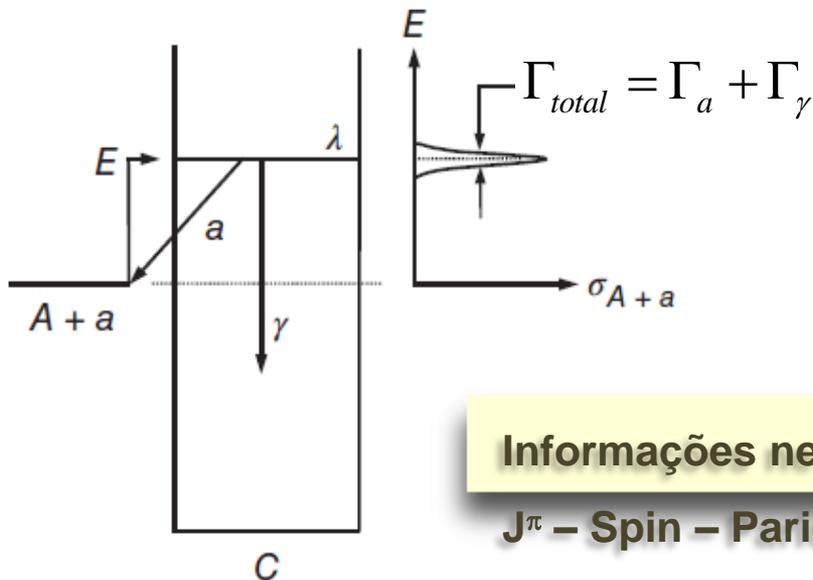
Próxima ao limiar $\Gamma_p \ll \Gamma_\gamma$

$$\frac{2\pi^2}{\hbar^2} \frac{Q_{\alpha A}^2}{\Gamma} \Gamma_p$$

Γ_p pode se estimado $\Gamma_p = C^2 S \Gamma_{SP}$



Fator espectroscopico



Informações necessárias

J^π – Spin – Paridade

E_R – Energia das ressonancias

Γ_p – Largura parcial

C^2S – fator espectroscopico

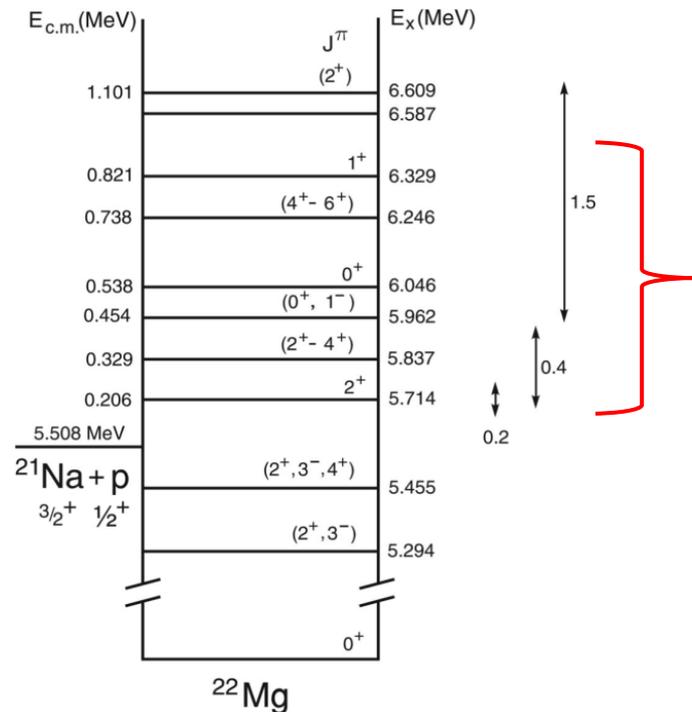
Exemplo: $^{21}\text{Na}(p,g)^{22}\text{Mg}$

Medidas diretas

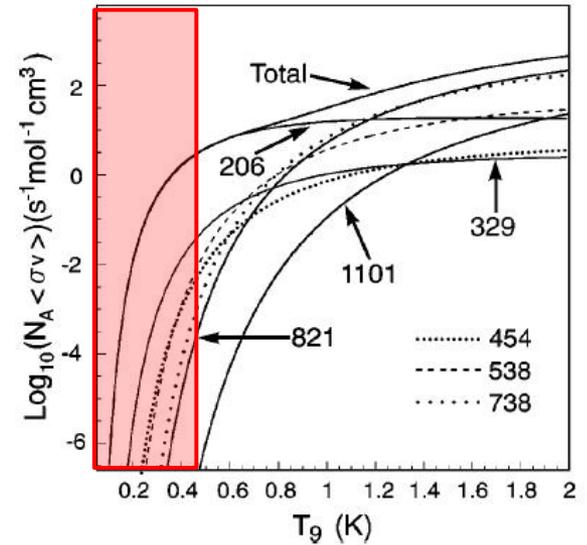
Essa reação é importante no estudo das estrelas com emissão de X-ray Burst (XRB)

8.142 MeV

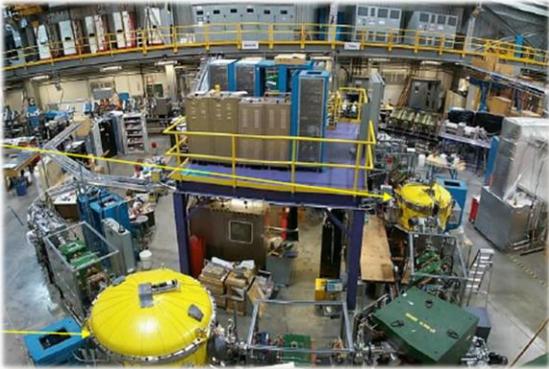
$^{18}\text{Ne} + \alpha$



Nova Temperature



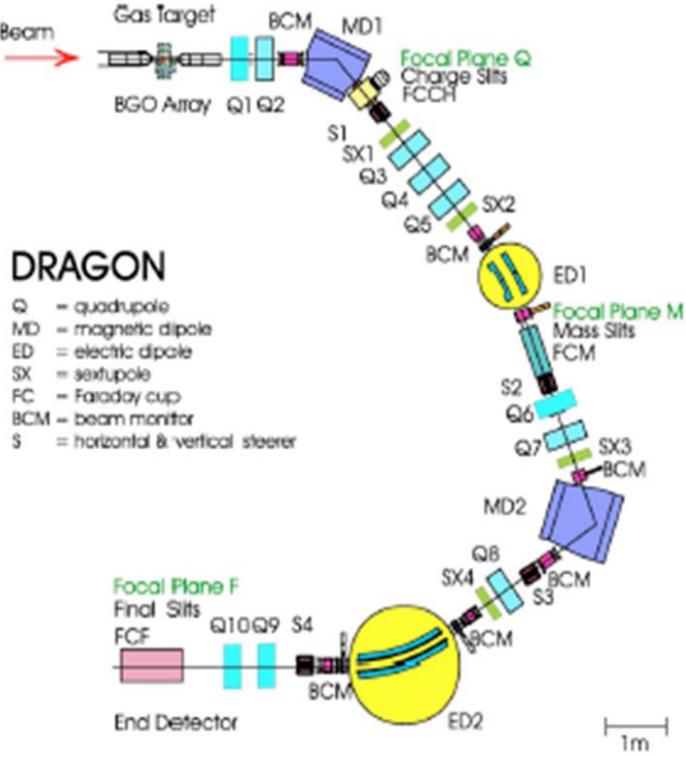
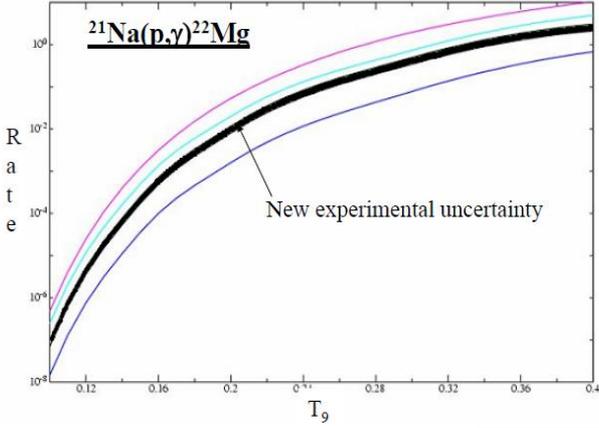
Medidas diretas da reação $^{21}\text{Na}(p,\gamma)^{22}\text{Mg}$



- ❑ Experiência realizada em TRIUMF-Canada (2003)
- ❑ Reação direta $^{21}\text{Na}(p,\gamma)^{22}\text{Mg}$
- ❑ Feixe radioativo de ^{21}Na de 70 MeV
- ❑ Alvo gasoso de hidrogenio
- ❑ raios-g e recuo de ^{22}Mg detectados em coincidência

E_x (MeV)	$E_{c.m.}$ (keV)	Γ (keV)	$\omega\gamma$ (meV)
5.714	205.7 ± 0.5		1.03 ± 0.21
5.837	329		≤ 0.29
5.962	454 ± 5		0.86 ± 0.29
6.046	538 ± 13		11.5 ± 1.36
6.246	738.4 ± 1.0		219 ± 25
6.329	821.3 ± 0.9	16.1 ± 2.8	556 ± 77
6.609	1101.1 ± 2.5	30.1 ± 6.5	368 ± 62

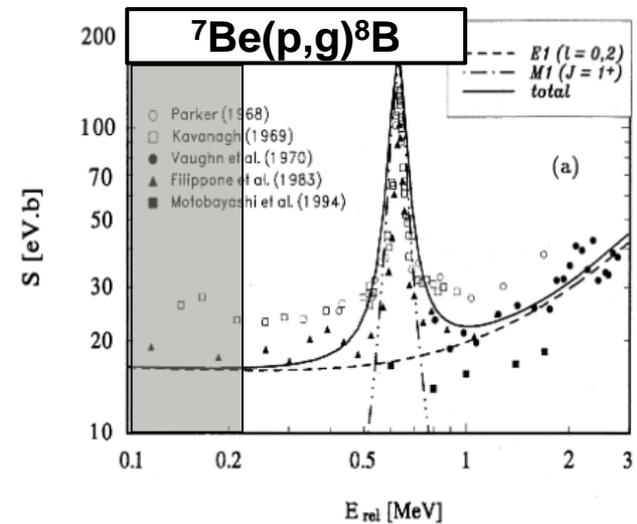
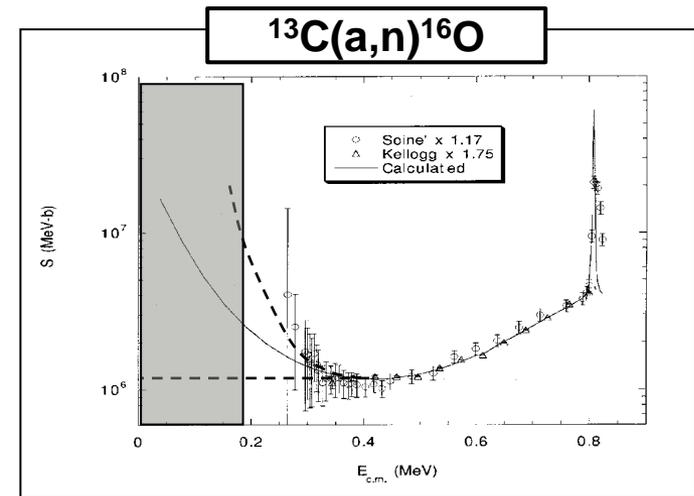
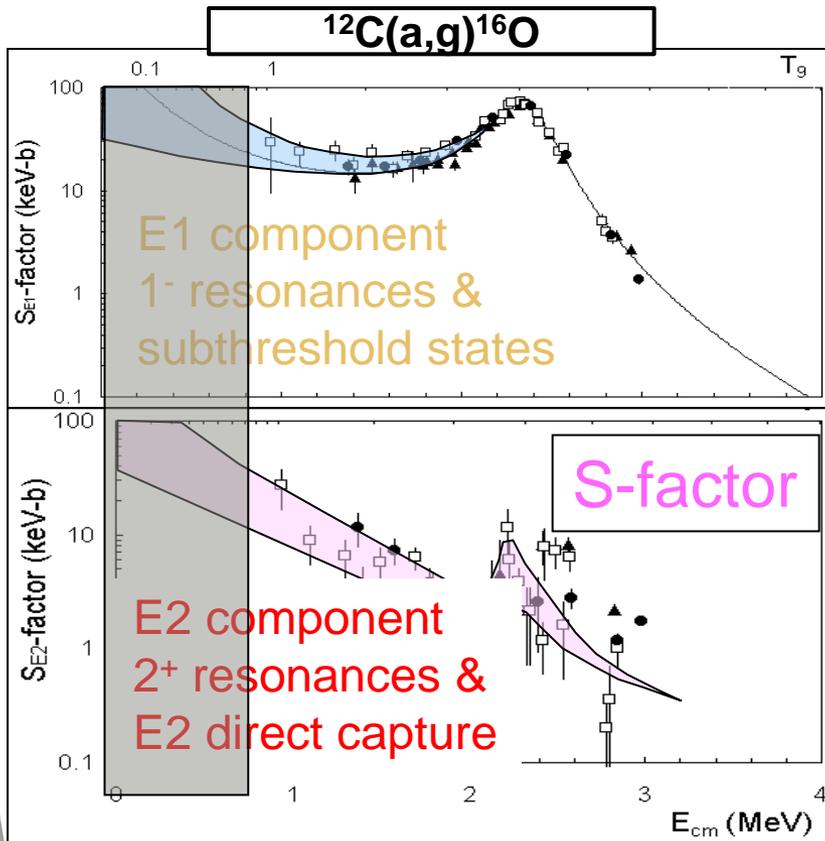
S. Bishop et al. PRL 90 (2003) 162501



Medidas diretas

Seção de choque muito baixa para ser obter a partir de medidas diretas.

Devemos nos basear em modelos e extrapolações a baixas energias



Medidas indiretas

Métodos indiretos para se obter informações espectroscópicas e taxas de reações

Reações de transferência

Bastante seletiva para obter energias, momento angular transferido, fator espectroscópico e possivelmente J^π

Espalhamento ressonante: Análise de Matrix-R, J^π .

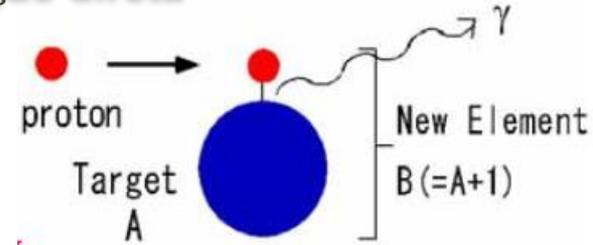
Energias das ressonâncias e largura parcial.

Dissociação colombiana: Inversa temporal da reação de captura.

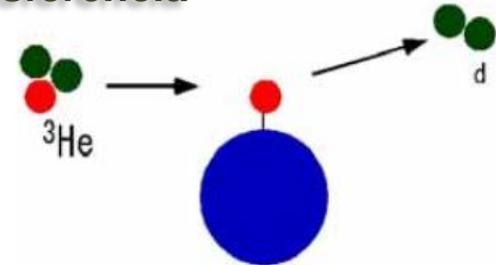
Reações de Trojan Horse: Reações de 3 corpos sendo que uma interação é expectadora.

Espalhamento inelástico: Não é muito seletiva mas pode popular muitas ressonâncias.

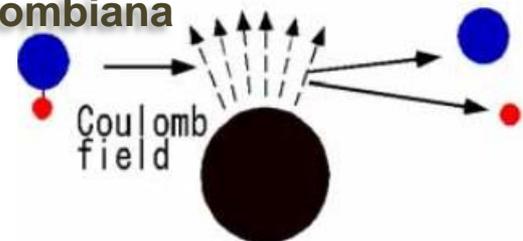
Reação direta



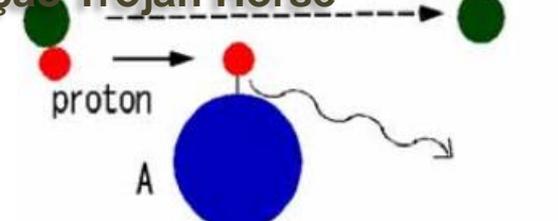
Transferência



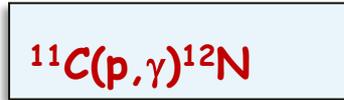
Dissociação coulombiana



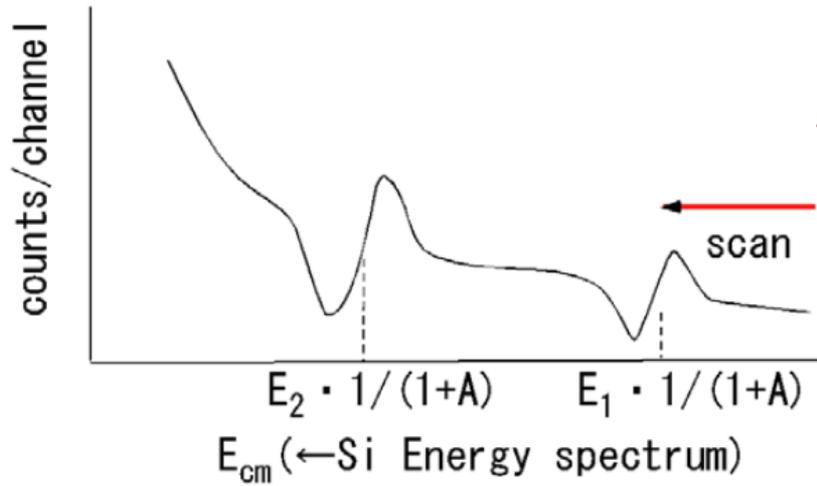
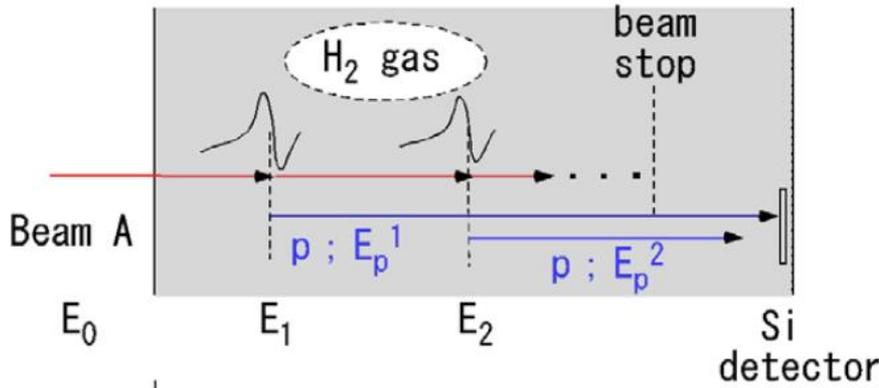
Reação Trojan Horse



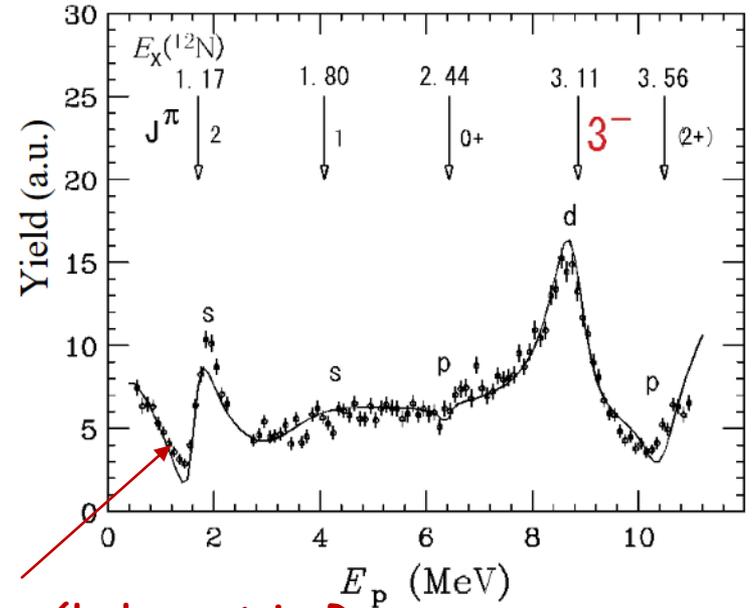
Espalhamento ressonante



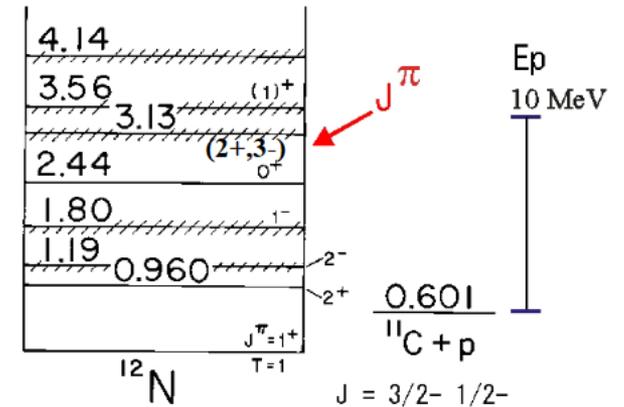
$A+p = B^*$



Proton Energy Spectrum



Ajuste cálculos matriz-R

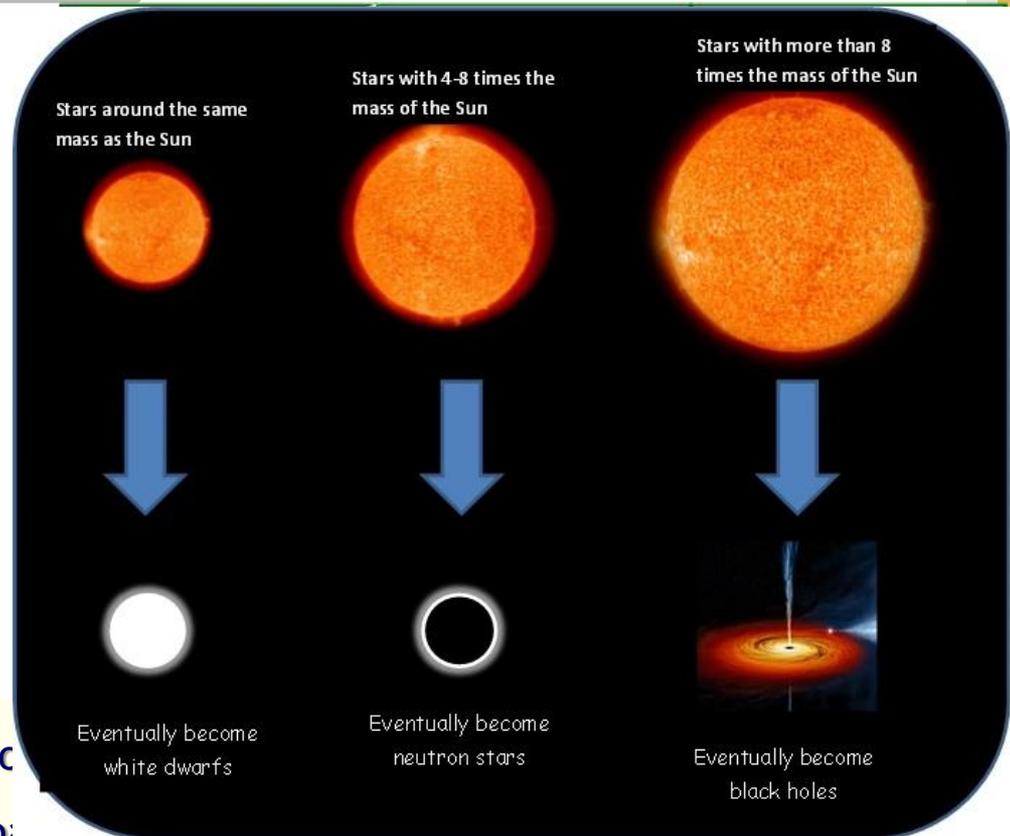




- ❑ A supernova pode atingir um brilho milhões de vezes o brilho da estrela antes da explosão.
- ❑ O brilho é tão intenso que pode ser comparável ao brilho de uma galáxia inteira.
- ❑ SN-1987A conhecida como Nebulosa de Tarantula
- ❑ Distância: ~180.000 ano-luz (1 ano-luz ~ 9.5 trilhões de km)
- ❑ Luminosidade de uma supernova entre L_0^9 a L_0^{10} (L_0 = luminosidade do Sol)
- ❑ Frequência de 1 a 10 por século por Galáxia

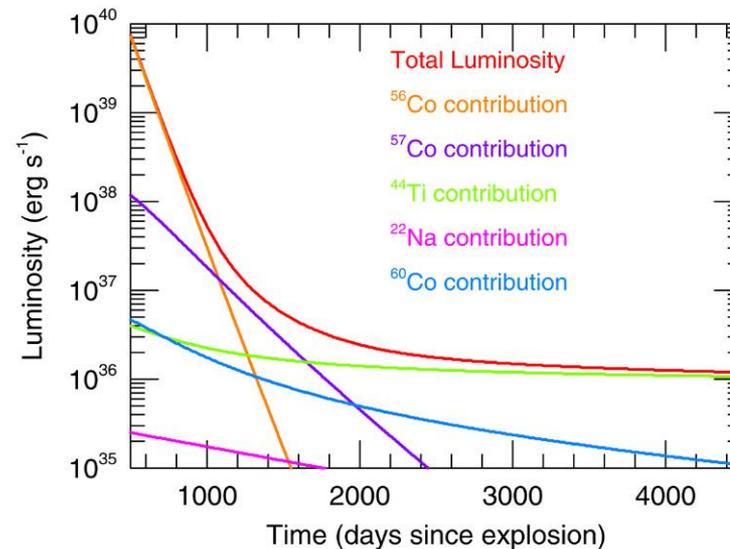
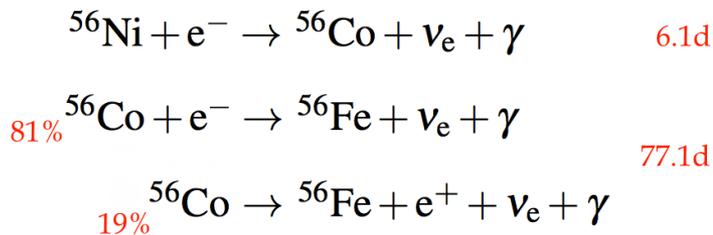
Mecanismo de explosão de supernova com colapso de caroço (II, Ib, Ic)

- ❑ Estrela com massa $M > 8 M_0$ começa a colapsar formando um caroço denso
- ❑ Se a massa desse caroço de Ferro inerte for maior que o limite de massa dado pelo limite de Chandrasekhar, o caroço colapsa
- ❑ Limite Chandrasekhar $M=1.44 M_0$
($\rho=5 \times 10^{12} \text{ kg/cm}^3$ e $T \sim 7 \times 10^9 \text{ K}$)
- ❑ O colapso do caroço provoca uma subsequente explosão.

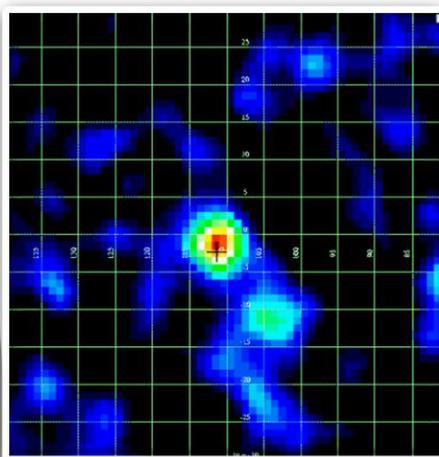
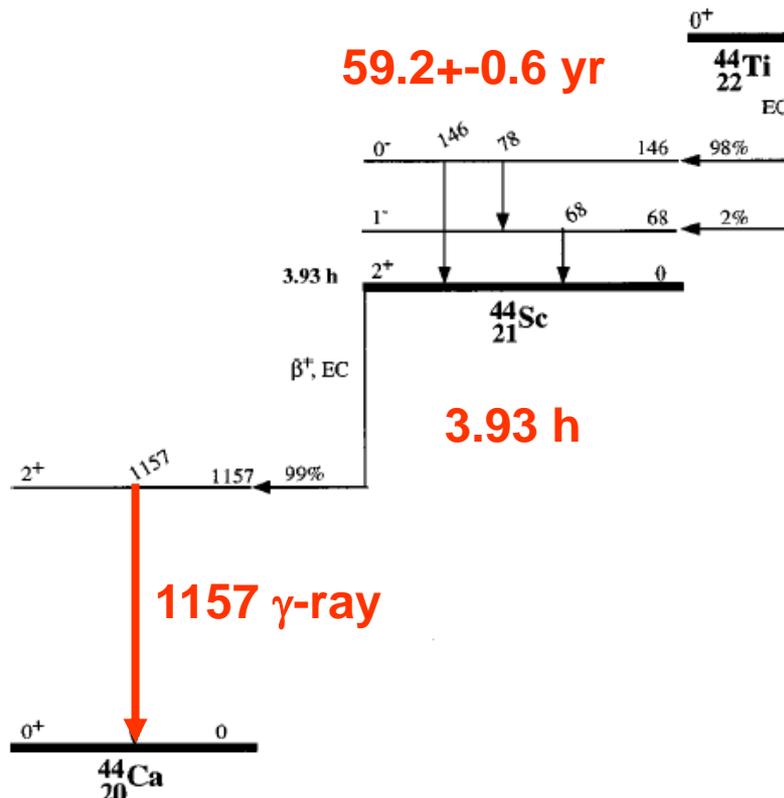
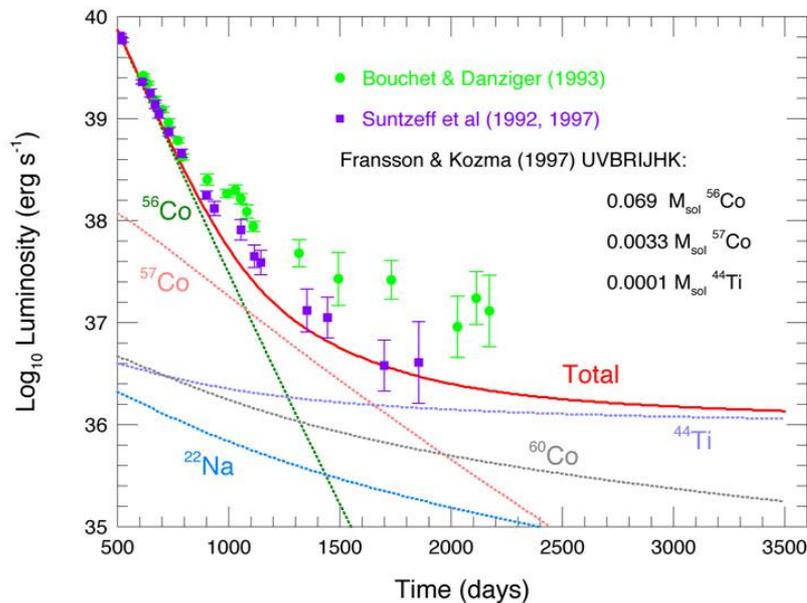


- ❑ A compressão causa uma onda de choque
- ❑ Onda de choque de matéria (principalmente hélio, em seguida...
- ❑ Processos explosivos (interação com neutrinos).
- ❑ 90% da matéria é expelida.
- ❑ Sobra um remanescente degenerado (estrela de neutrons ou buraco negro).
- ❑ Densidade extremamente alta, maior que do núcleo 10^{14} g/cm^3 .

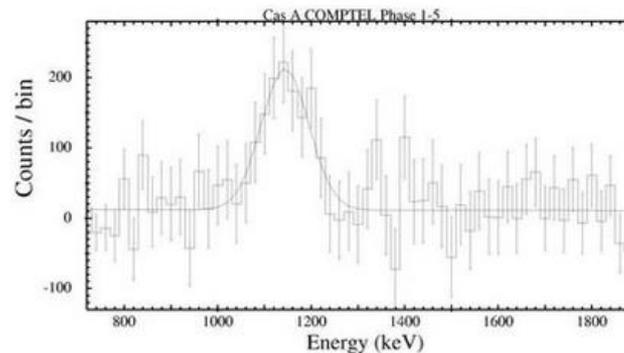
- ❑ Núcleos são importantes numa explosão de Supernova: ^{56}Ni , ^{56}Co e ^{44}Ti .
- ❑ Esses elementos são produzidos na queima explosiva na camada de Silício (camada intermediária entre o caroço e os envelopes mais externos).
- ❑ O decaimento do ^{56}Co é o grande responsável pelo brilho de uma supernova.
- ❑ O decaimento do ^{44}Ti prolonga o brilho da supernova.



Curva de Luminosidade do ^{44}Ti & ^{60}Co da SN-1987A



Raios gama emitido
 do ^{44}Ti da Supernova
 (Cassiopeia A)
 Comptel satellite 1993



- ❑ Não foi observado ^{44}Ti em nenhuma outra supernova com colapso de caroço
- ❑ SN1987 pode ser uma supernova anômala e as supernovas normais contribuem muito pouco para a produção de ^{44}Ti .
- ❑ Possibilidades: A produção do ^{44}Ti está ligada com a rotação do caroço remanescente (Gamma-Ray Burst) de um buraco negro após explosão ou apenas SN-Ia ou X-ray burst de estrelas de nêutrons são fontes majoritárias de produção do ^{44}Ti , e escaparam de serem detectados por satélites.

O que os pesquisadores estão tentando fazer ?

- ❑ Melhorar as observações e procurar por mais fontes de ^{44}Ti no espaço. (procurar por mais supernovas)
- ❑ Entender melhor a nucleossíntese de supernovas. Incluindo simulações e impactos da rotação e outras causas no processo de explosão.
- ❑ Melhorar medidas de reações nucleares e suas taxas que são envolvidas na produção e destruição do ^{44}Ti .

Estados Unidos

ANL/CPT (Cf source) (Clark & Savard et al.)
Remeasured masses with high precision

Estados Unidos

ORNL (ISOL)
(d,p) and Coulex

GSI (in-flight fission)
Masses (IMS)
(Matos & Scheidenberger et al.)

Alemanha

GSI (in-flight fission)
Half-lives, Pn values
(Schatz, Santi, Stolz et al.)

Suiça

ISOLDE (ISOL)
Decay spectroscopy
(Dillmann, Kratz et al. 2003)

Estados Unidos

MSU/NSCL (fragmentation)
Half-lives, Pn values

França

GANIL (fragmentation)
Decay spectroscopy, Sorlin et al.

Fast beam experiments

