

Hvězdy a (nejen) jaderné/ částicové procesy v nich

Jan Ebr

Fyzikální ústav AV ČR, v.v.i.,

19. 2. 2020

Hvězdy

- koule plynu v hydrostatické rovnováze

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

- ideální plyn

$$P = \frac{\rho kT}{m_m}$$

- teplota -> tlak

- co bez zdroje tepla?

- chladnutí -> kapalně/pevné skupenství, stabilní

- elektronová degenerace (už u hnědých trpaslíků)

- max. průměr jen o málo větší než Jupiter

- kolaps oblaku plynu -> hvězda; potenciální energie

$$U \sim \frac{GM^2}{R}$$

- viriálový teorém: polovina do kinetické (teplo)

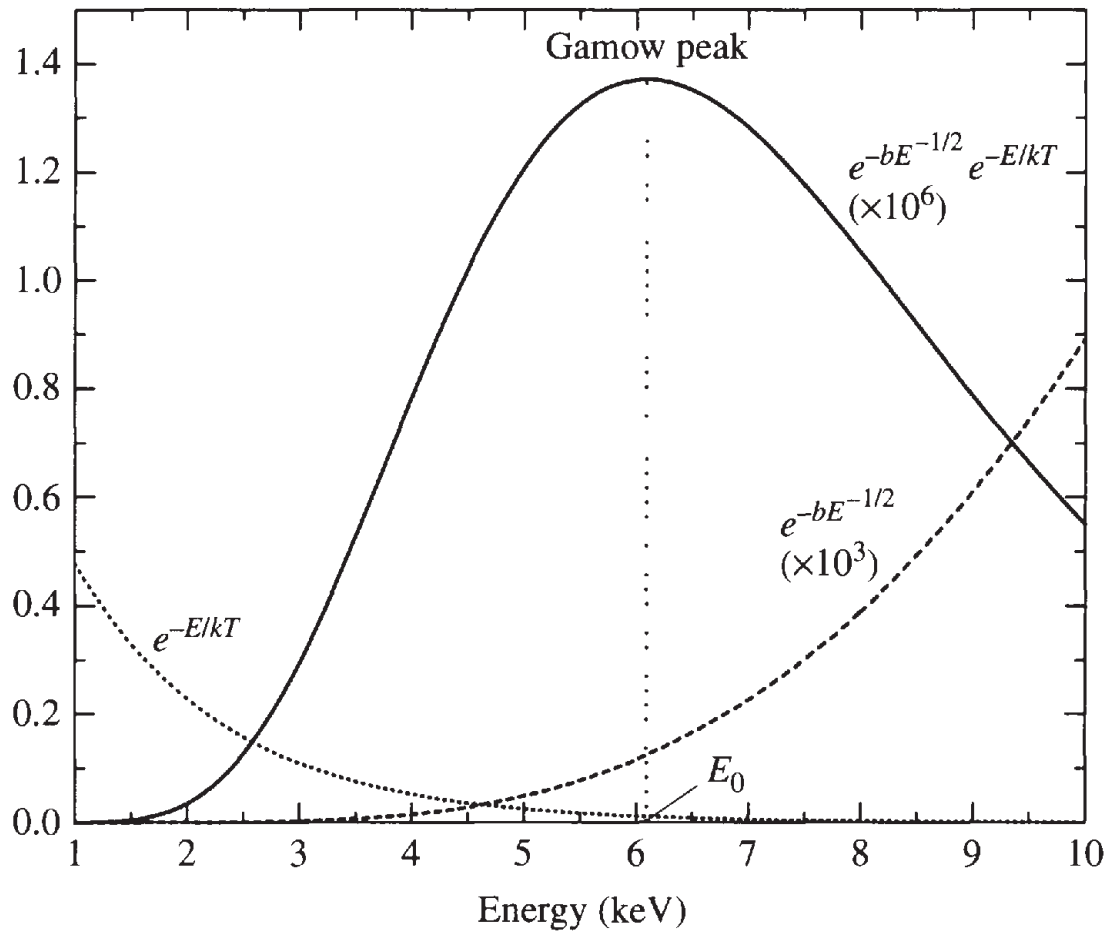
- jádro Slunce: 15 mil. K -> ~ 2 keV na částici

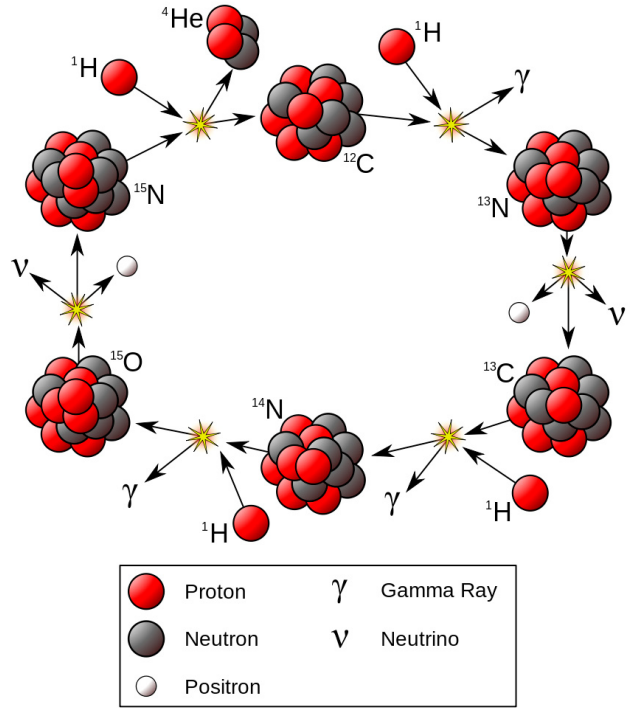
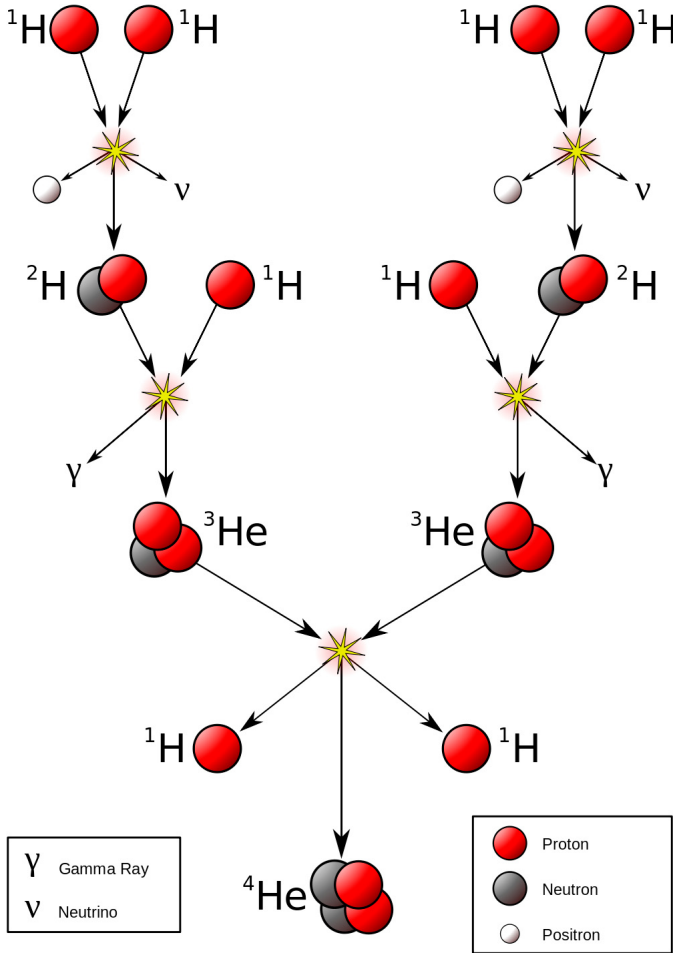
- Coulombická bariéra pro reakci dvou protonů:

$$V = \frac{e^2}{4\pi r}$$

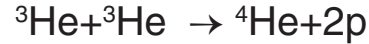
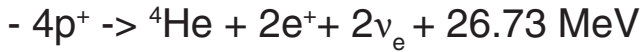
- pro dotek protonů $r \sim 1.2 \text{ fm}$ -> $V \sim 0.6 \text{ MeV}$

- kvantové tunelování (Gamov peak)





p-p řetězec



8×10^9 let

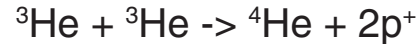
4 vteřiny

30000 let

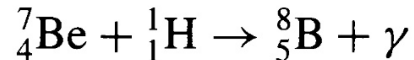
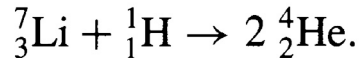
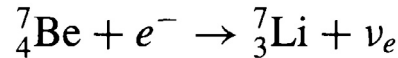
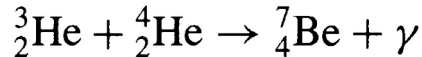
- p-p řetězec dominuje ve Slunci,
CNO-cyklus u hmotnějších hvězd (prudká závislost na teplotě)

- 1. krok ve Slunci 0.4% příspěvek od "pep" procesu $p^+ + e^- + p^+ \rightarrow d + \nu_e$

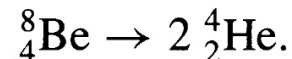
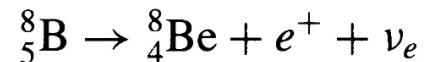
- poslední krok 69% PPI



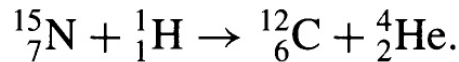
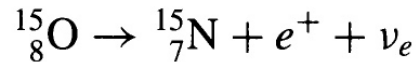
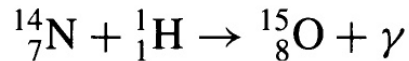
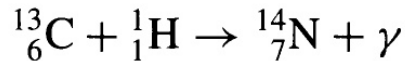
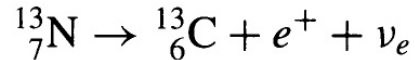
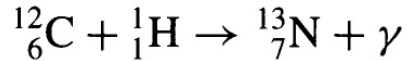
- v 31% PPII



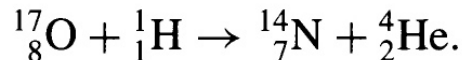
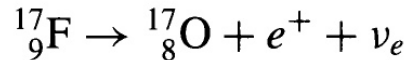
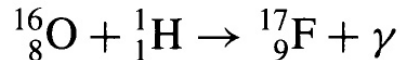
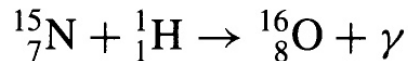
- vzácně (0.3 % vůči záchytu elektronu) PPII



CNO cyklus



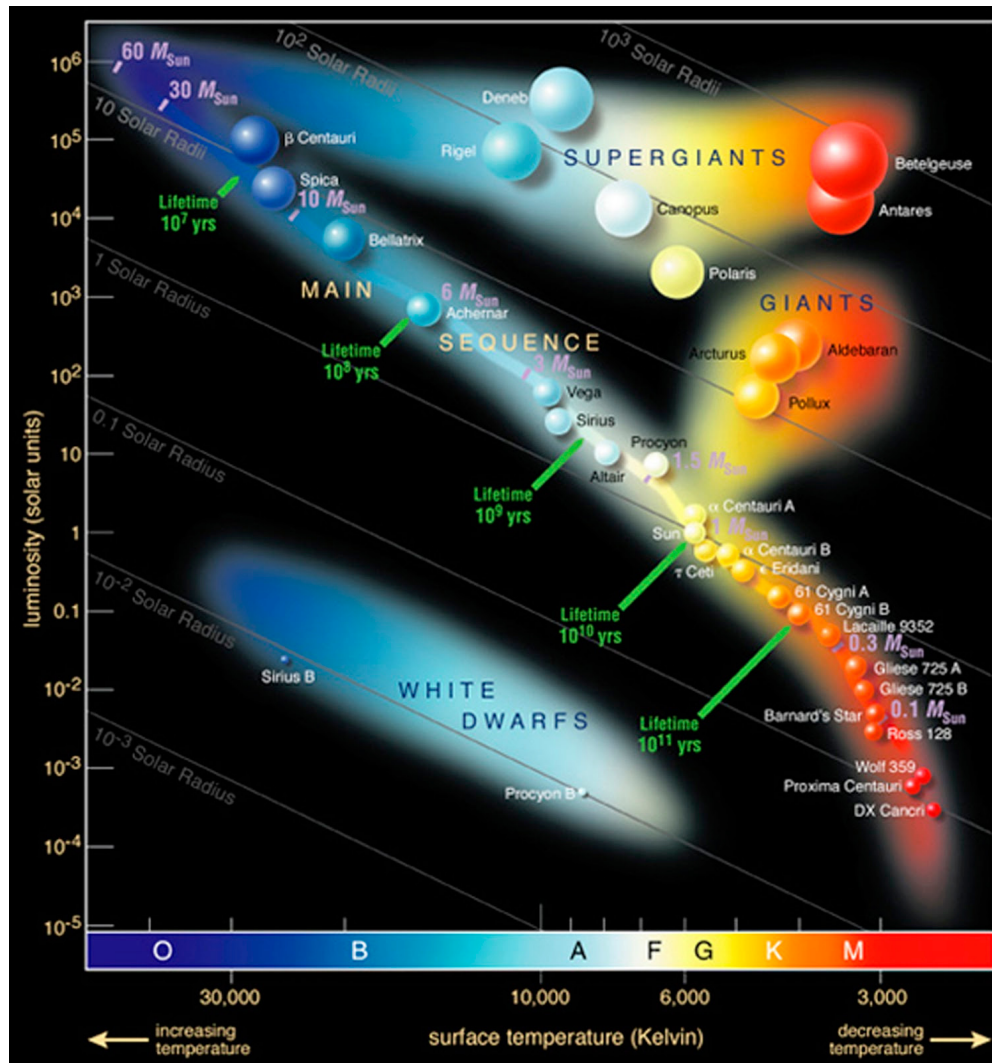
- poslední reakce v 0.04 % případů:



Hertzsprung-Russel diagram

- hlavní posloupnost
= spalování vodíku
v jádře - stabilní
rovnováha mezi
tvorbou a ztrátou
energie, závisí na
hmotnosti

- Slunce: 10 mld. let
- $85 M_{\text{Sun}}$: 2.8 mil. let



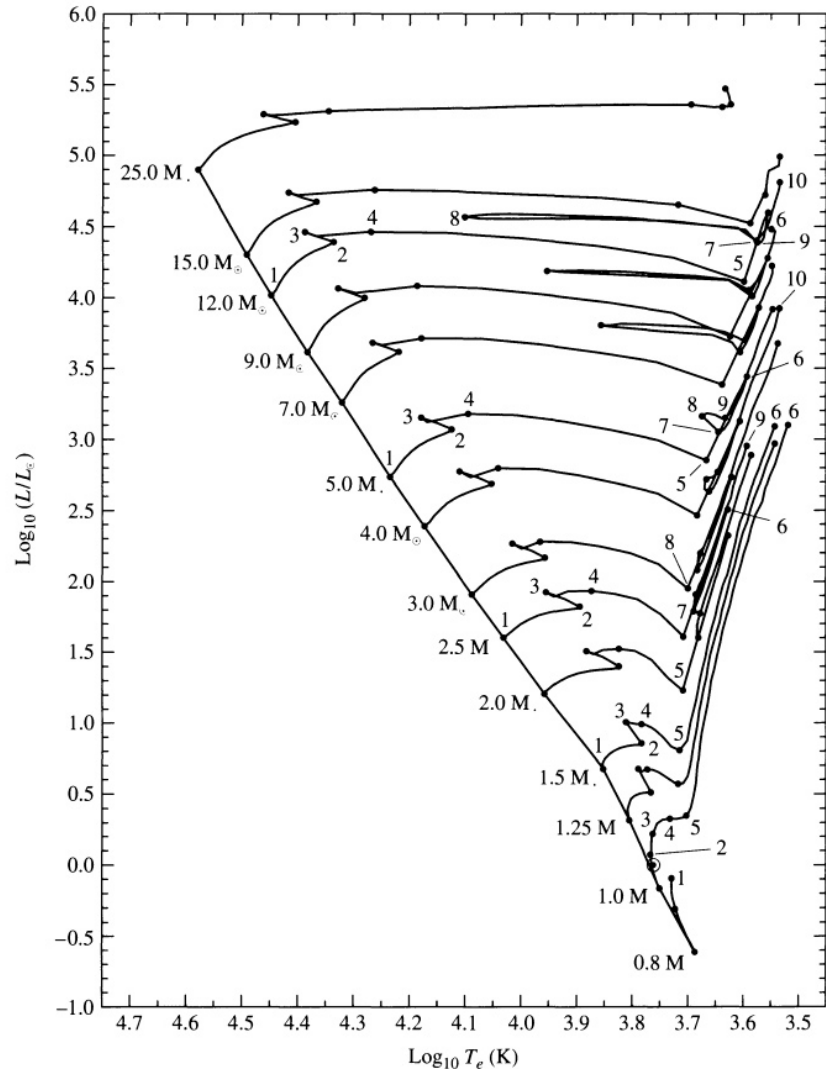
Co až dojde vodík v jádře?

- přesun spalování do slupky kolem jádra (vede k opuštění hlavní posloupnosti)

- horké, ač izotermální, jádro do určité velikosti stabilní (Schönberg–Chandrasekhar limit, 10–15% hmotnosti hvězdy)

- překonání -> smršťování -> růst teploty -> další reakce

- komplikace: elektronová degenerace



Degenerovaný Fermiho plyn

- úplná degenerace = zaplnění všech možných stavů ($T > 0 \rightarrow$ částečná)

- počet stavů, Fermiho impuls:
$$N = g_e \int \frac{d^3x d^3p}{h^3} = 2V \frac{4\pi p_F^3}{3h^3}$$

$$p_F = h \left(\frac{3n}{8\pi} \right)^{1/3}$$

- nerelativisticky:

$$P = \frac{1}{3} mn \langle v^2 \rangle = \frac{8\pi m_e}{3} \int_0^{p_F} p^2 \left(\frac{p}{m_e} \right)^2 \frac{dp}{h^3} = \frac{8\pi p_F^5}{15m_e h^3} = \left(\frac{3}{8\pi} \right)^{2/3} \frac{h^2 n^{5/3}}{5m_e}$$

- v relativistickém případě ($p_F \gg m_e c$) $\sim n^{4/3}$

- bílý trpaslík: stabilní díky tlaku degenerovaného plynu

- $\sim < 0.5 M_{\text{Sun}}$: He (za dobu delší než existence vesmíru)

- většina C-O (z hvězd do $8 M_{\text{Sun}}$ počáteční hmotnosti)

- malá část O-Ne-Mg ($8-10 M_{\text{Sun}}$ počáteční hmotnosti)

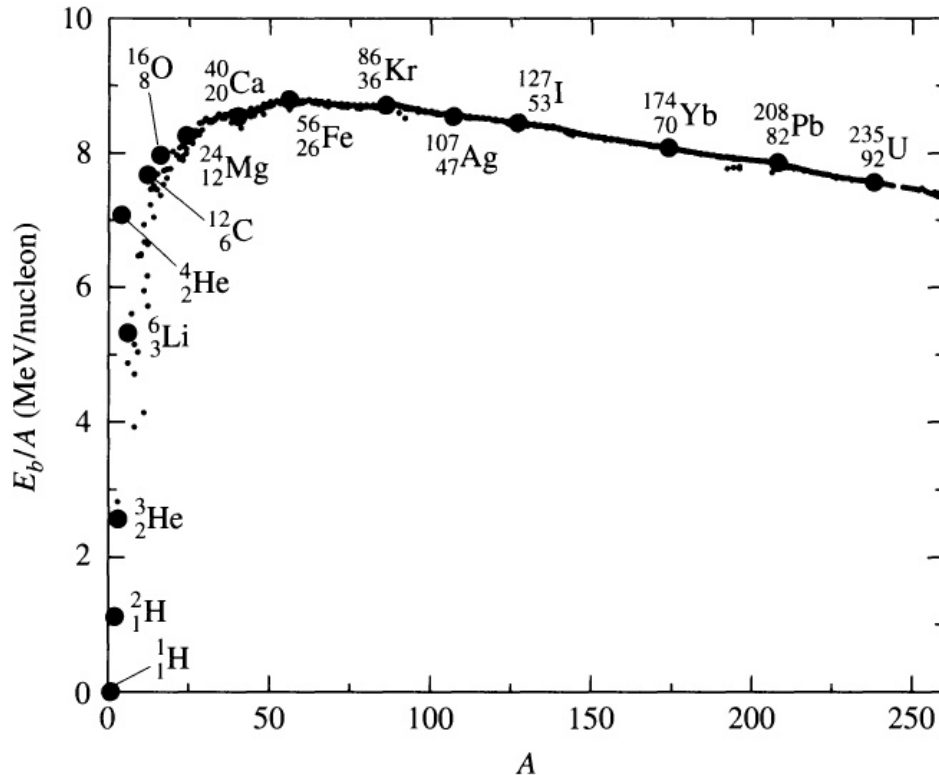
- Chandrasekharova mez: $1.44 M_{\text{Sun}}$

Helium -> uhlík

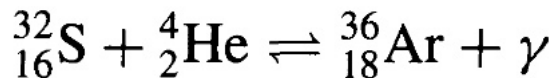
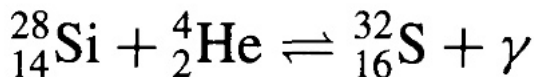
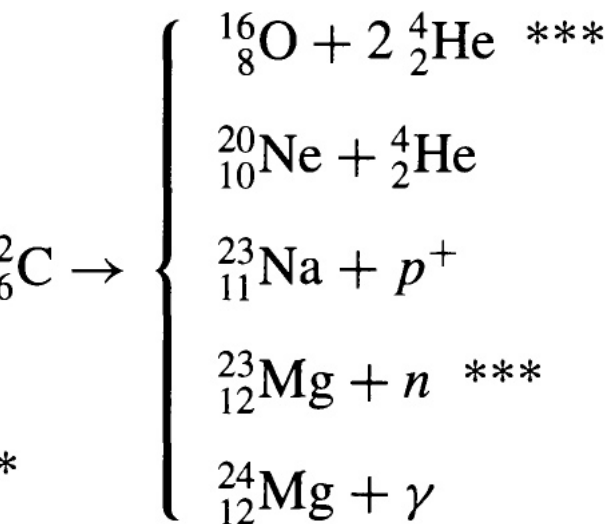
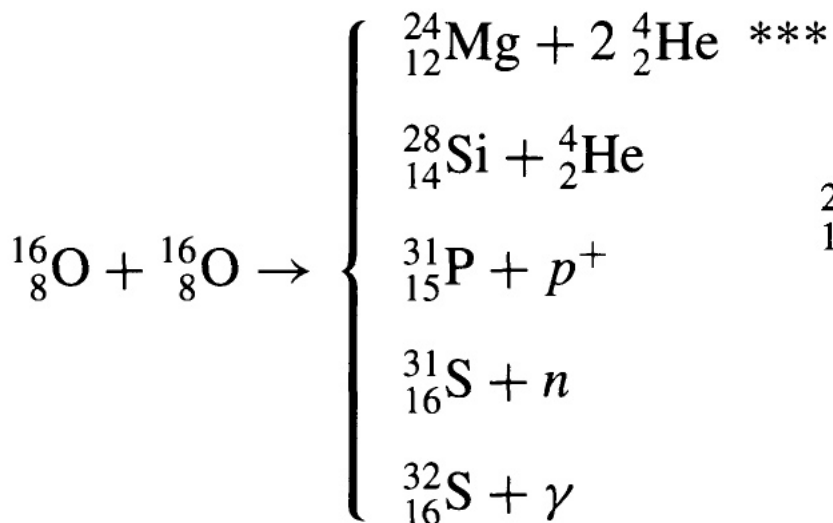
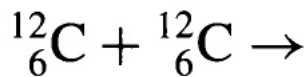
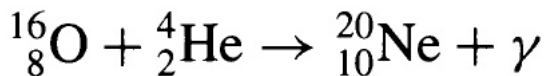
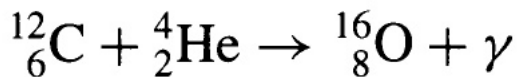
- ve hvězdě dostupné hlavně ${}^1\text{H}$ a ${}^4\text{He}$, ostatní jádra se rychle "spálí"
- žádná stabilní jádra $A=5$ nebo 8
- jediná cesta 3-alpha: ${}^4\text{He} + {}^4\text{He} \rightarrow {}^8\text{Be}$ kde $T = 8 \times 10^{-17} \text{ s}$
- vyžaduje 92 keV navíc (alespoň 10^8 K)
- ${}^4\text{He} = 3728.40 \text{ MeV}$, ${}^8\text{Be} = 7456.89 \text{ MeV}$, celkem 11185.29 MeV
- ${}^{12}\text{C} = 11177.93 \text{ MeV}$, ale existuje ${}^{12}\text{C}^* = 11185.63 \text{ MeV}$ (jenom $+7.7 \text{ MeV}$)
- potřeba dalších 300 keV, ale bez rezonance malý účinný průřez a Be se rozpadne - rezonance předpovězena na základě její nutnosti!
- $M < 1.8 M_{\text{Sun}}$: He jádro degenerované (umožní překročit S-C limit) -> náhlé zapálení He->C reakci v jádře = héliový záblesk = několik vtěřin výkonu $10^{11} \times \text{Slunce}$ (nepozorovatelné mimo hvězdu)
 - degenerační tlak nezávisí na teplotě, $3\alpha \sim T^{40}$
- těžší hvězdy dosáhnout dostatečné teploty před degenerací

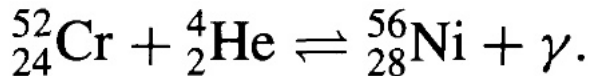
Další termojaderné reakce

- energeticky výhodné až po železo/nikl
- jen ve velmi hmotných hvězdách (jinak stabilní bílý trpaslík)



Další termojaderné reakce



$$\vdots$$


Další termojaderné reakce

- poblíž "iron peak" reakce málo výnosné

- s teplotou rostou ztráty neutrony (z tepelných elektron-positronových párů)

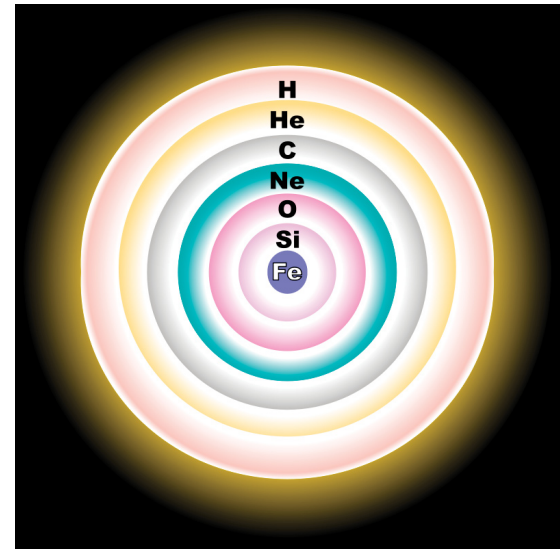
=> kontrakce, zvyšování teploty -> zvyšování výkonu

- uvnitř roste degenerované Fe-jádro bez zdroje energie

- nb.: Chandrasekharova mez $1.44 M_{\text{Sun}}$

-

Fusion of:	Time to complete	Core temperature	Core density (kg m^{-3})
H	7×10^6 yr	6×10^7 K	5×10^4
He	5×10^5 yr	2×10^8 K	7×10^5
C	600 yr	9×10^8 K	2×10^8
Ne	1 yr	1.7×10^9 K	4×10^9
O	0.5 yr	2.3×10^9 K	1×10^{10}
Si	1 day	4.1×10^9 K	3×10^{10}



Core-Collapse Supernova

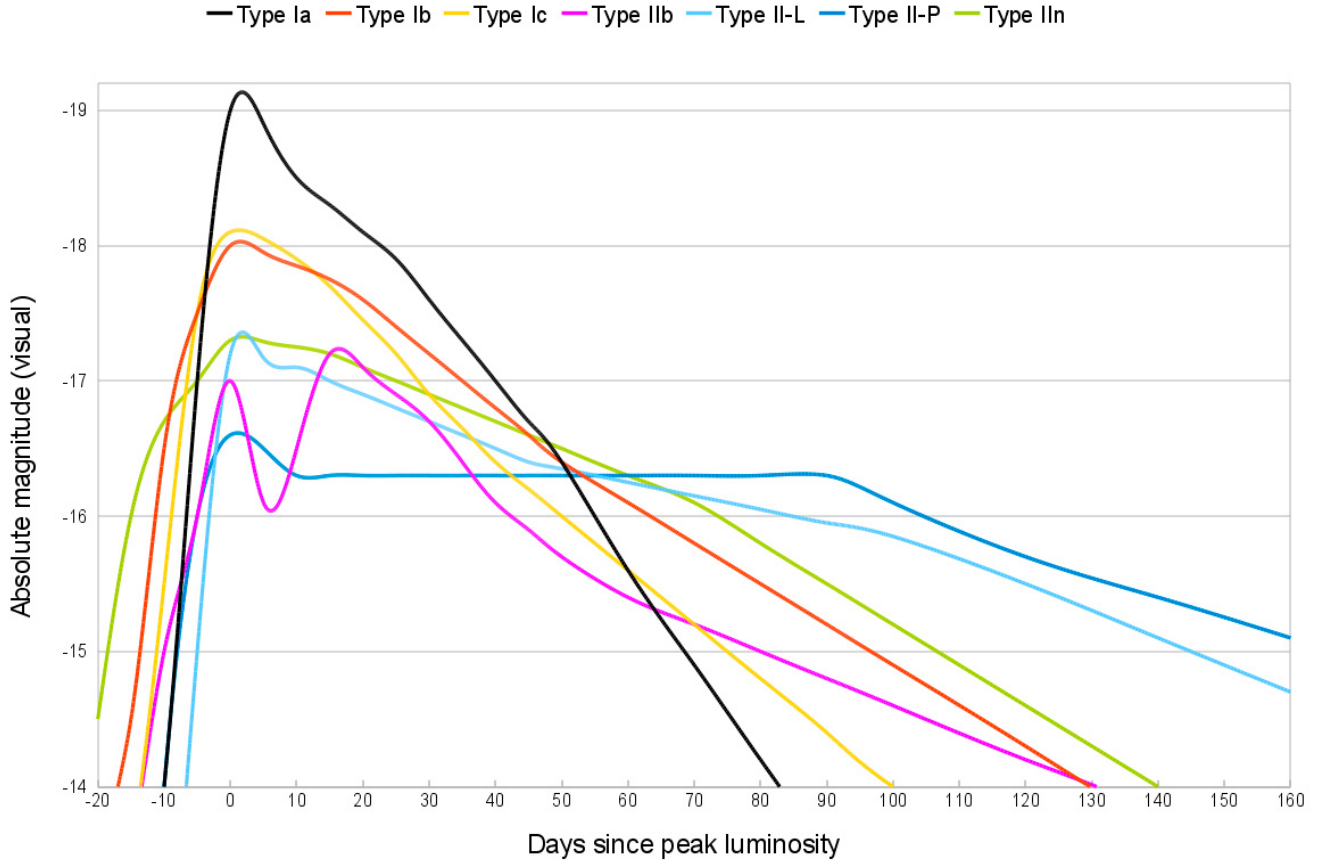
- kolaps -> růst teploty -> endotermické jevy = ztráta tlaku
- fotodisociace jader železa fotony nad 8 MeV ($^{56}\text{Fe} \rightarrow 13 \times ^4\text{He} + 4n$), celkem spotřebuje 145 MeV
- záchyt elektronu protonem ($e^- + p^+ \rightarrow n + \nu_e$), spotřebuje 0.8 MeV
 - během kolapsu je Fermiho energie elektronů dostatečná
- odebírá elektrony z degenerovaného plynu -> další ztráta tlaku -> kolaps volným pádem 0.1 s, rychlost až 70000 km/s
- neutronová degenerace -> zastavení -> odražení rázové vlny -> další fotodisociace -> ztráta energie, zastavení rázové vlny
- proč vidíme výbuch supernovy??

Core-Collapse Supernova

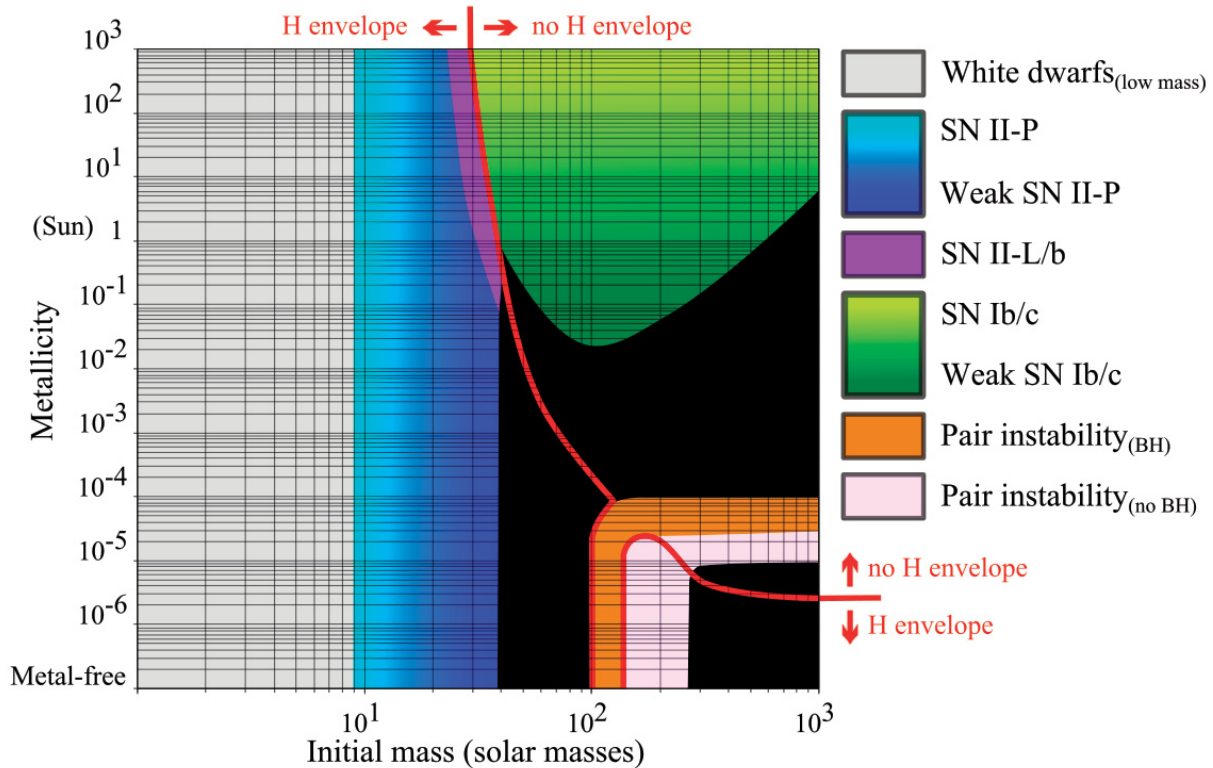
- při kolapsu vzniklo obrovské množství neutrin
- ještě víc vzniká termálně v zárodku neutronové hvězdy:
 - jaderná hustota $\rightarrow R = r_0 A^{1/3}$ $r_0 = 1.2 \text{ fm}$
 - při $M = 1.5 M_{\text{Sun}}$ $A = 1.9 \times 10^{57}$ $\rightarrow R = 15 \text{ km}$
 - gravitační energie $3 \times 10^{46} \text{ J} = 1.8 \times 10^{59} \text{ MeV} \sim 100 \text{ MeV/nukleon}$
 - srovnej: 8 MeV/nukleon vazebná energie v železe
- neutronová hmota neprůhledná, dokonce i pro neutrina $\rightarrow 2\text{--}10 \text{ m}$ od povrchu "neutrinosféra", vyzáří za většinu neutrin 0.1–1 s (random walk)
- 99% energie v neutrinech, jen 1% zachyceno v obálce \rightarrow "restart" exploze
 - přesto výkon jako celá galaxie

Světelné křivky supernov

- dominantní rozpad ^{56}Ni a ^{56}Co , ale záleží na přítomnosti vodíkové obálky



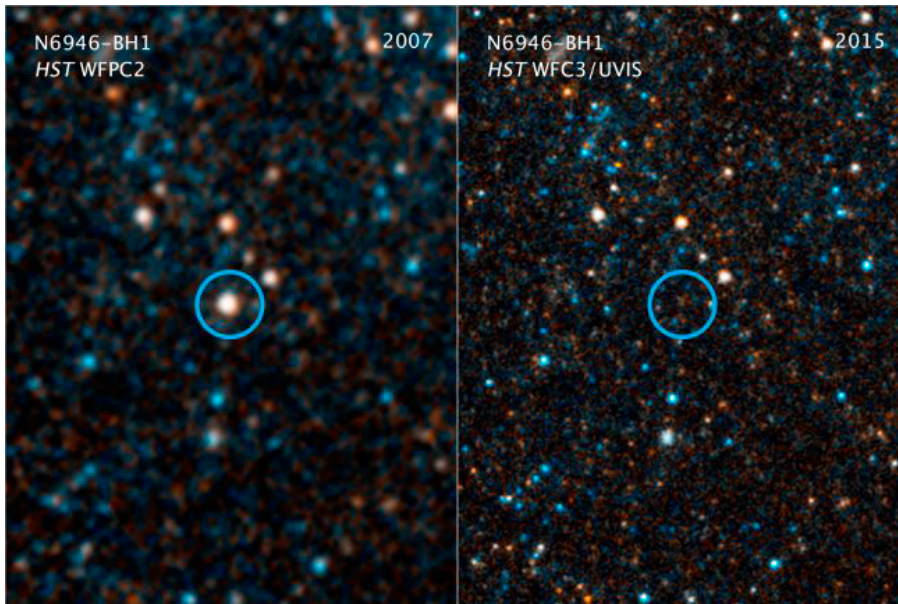
Osudy hmotných hvězd



- speciální případ ($130-250 M_{\text{Sun}}$) Pair Instability Supernova: katastrofická produkce e^+e^- párů v C/O jádrech, často bez pozůstatku

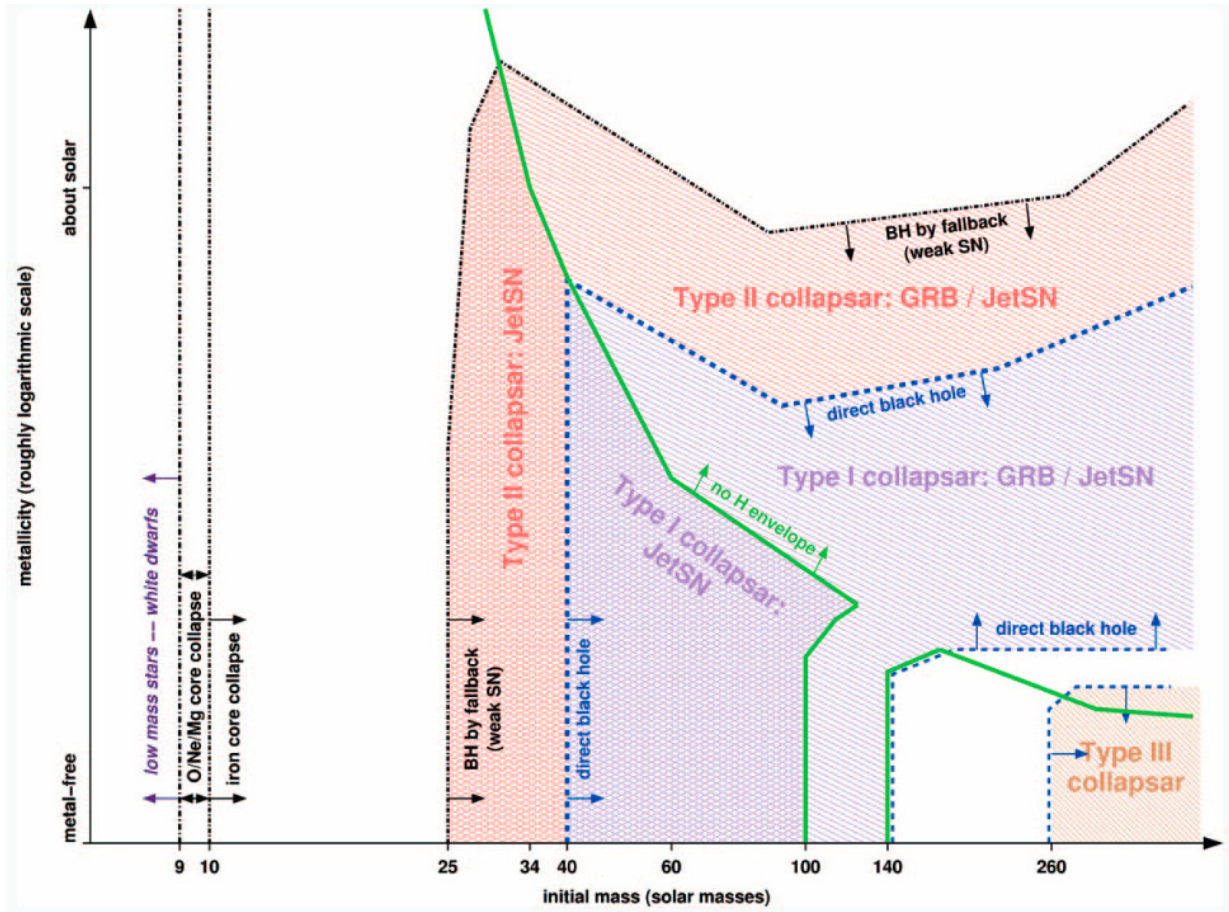
Černé díry

- neutronová degenerace stačí jen po TOV (Tolman–Oppenheimer–Volkoff) mez $\sim 2 M_{\text{Sun}}$ -> těžší pozůstatky kolabují do černé díry
- "fallback": po vzniku neutronové hvězdy další nabalující se hmota vede k překročení TOV meze
- přímý vznik černé díry - hvězda zkolabuje bez výbuchu



Rotace všechno mění?

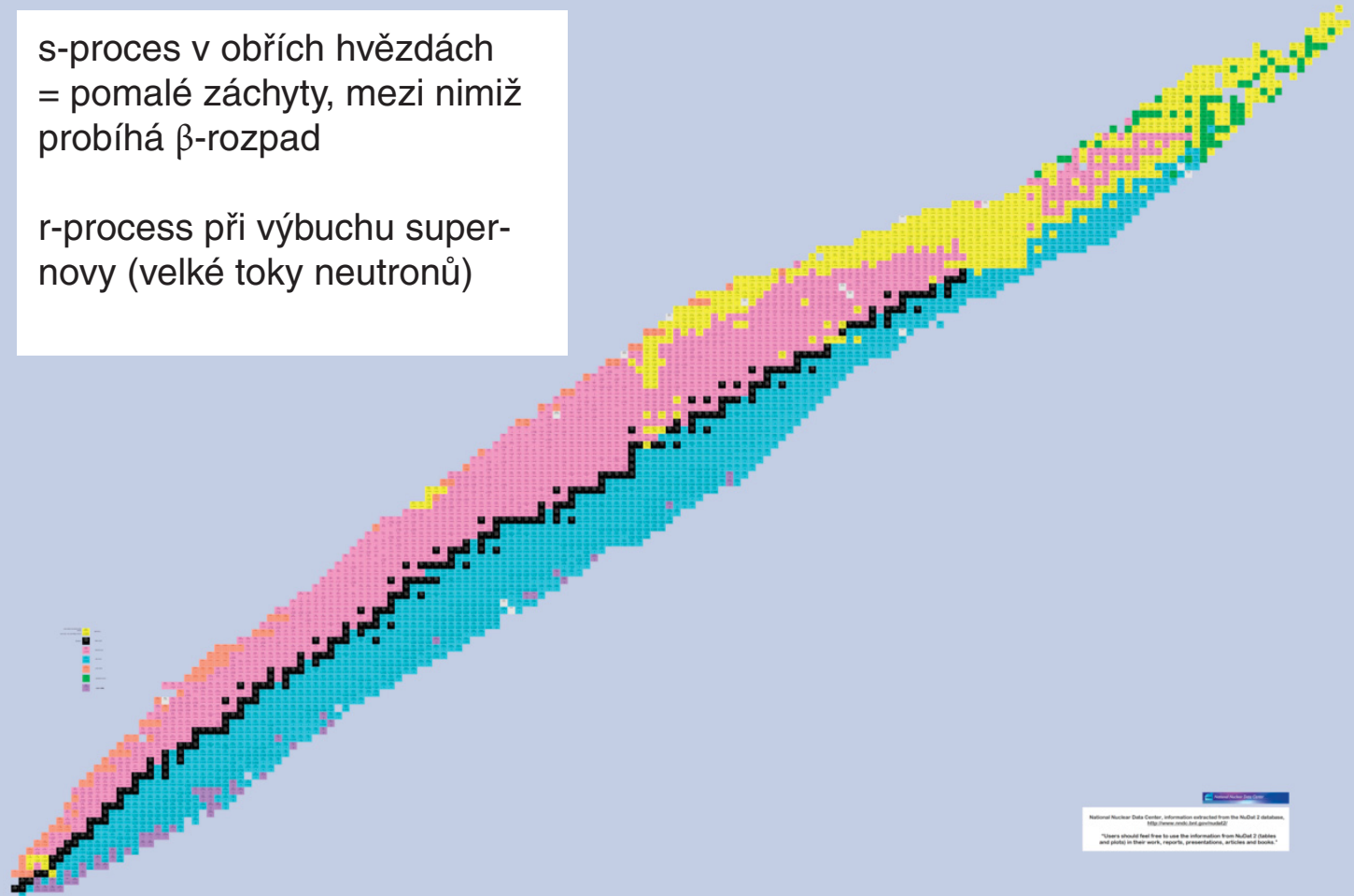
- rotující "collapsar" vytvářející ČD s akrečním diskem = model pro GRB:



Produkce těžkých prvků

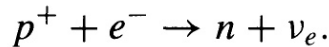
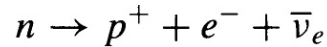
s-proces v obřích hvězdách
= pomalé záchyty, mezi nimiž
probíhá β -rozpad

r-process při výbuchu super-
novy (velké toky neutronů)



Neutronové hvězdy

- po výbuchu stále $T \sim 10^{11}$ K, ochlazování neutrinami (Urca process ~ den):



- po 1000 letech $T \sim 10^6$ K na povrchu, září jako Slunce, ale v rentgenu
- s ochlazováním roste míra degenerace
- typická p_F pro neutrony ~ 300 MeV, pro elektrony ~ 50 MeV
- $n \sim p_F^3$ -> stačí malý zlomek elektronů
- zachování momentu hybnosti $CMR^2\omega = \text{const.}$ -> $P_f/P_i = (R_f/R_i)^2$
 - jak rychle se otáčelo kolabují jádro? výměna momentu s obálkou?
 - typicky ~ hodiny -> NS ~ ms
- "zamrzlé" magnetické pole ve vodivé tekutině $B \times S = \text{const.}$ -> $B \sim 10^8$ T
 - vyzařování v rotační ose (pulzary)
 - zpomalování rotace ztrátou energie $P \sim \omega^4$
- povrch hladký do ~ 5 mm; "glitch" - rekonstrukce povrchu se změnou rotace



