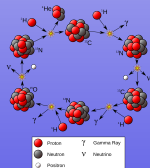


Podstawy astrofizyki i astronomii

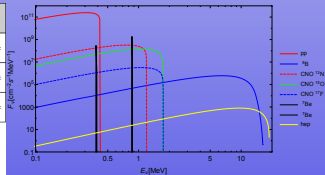
Andrzej Odrzywołek

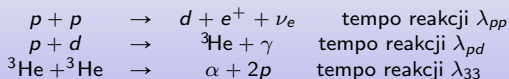
Zakład Teorii Względności i Astrofizyki, Instytut Fizyki UJ

15 maja 2018



		Be6	Be7	Be8	Be9	
		5e-21 sec	53.3 d	8e-19 sec	99%	
		6.01871	7.01699	8.00530	0.02718	
L14	L15	L16	L17	L18		
8e-25 sec	3e-22 sec	7.39e6	92.4%	0.940 sec		
4.072	5.0135	6.09113	7.01680	8.0235		
H He3	H He4	H He5	H He6	H He7		
0.000157%	99.99983%	7e-22 sec	0.867 sec	3e-21 sec		
1.01603	4.00360	5.0121	6.01889	7.02803		
H1 (p)	H2 (d)	H3 (t)	H4	H5	H6	
99.9885%	0.0115%	12.32 yr	8e-23 sec	v short	3e-22 sec	
1.007825	2.01410	3.01605	4.00378	5.015	6.0448	
n						
	93.25 min					
number of protons	0	1	2	3	4	5
number of neutrons						





Obliczamy tempo zmian ilości protonów n_p , deuteronów n_d , jąder helu-3 n_3 oraz cząstek alfa n_α :

$$\begin{aligned} \dot{n}_p &= -2\lambda_{pp}n_p^2 - \lambda_{pd}n_p n_d + 2\lambda_{33}n_3^2 \\ \dot{n}_d &= +\lambda_{pp}n_p^2 - \lambda_{pd}n_p n_d \\ \dot{n}_3 &= +\lambda_{pd}n_p n_d - 2\lambda_{33}n_3^2 \\ \dot{n}_\alpha &= \lambda_{33}n_3^2 \end{aligned}$$

Sensowność wypisanego układu równań można sprawdzić np: za pomocą zasady zachowania liczby barionowej:

$$\sum_{i=1}^4 A_i n_i = n_p + 2n_d + 3n_3 + 4n_\alpha = \text{const},$$

lub równoważnie:

$$\dot{n}_p + 2\dot{n}_d + 3\dot{n}_3 + 4\dot{n}_\alpha = 0.$$

Wyznaczenie współczynników określających szybkość reakcji wymaga wykonania kilku kroków:

- 1 obliczenie lub zmierzenie przekroju czynnego na reakcję, np: σ_{pp}
- 2 uwzględnienie poprawek „kulombowskich”
- 3 uśrednienie w warunkach równowagi termicznej: gazu doskonałego

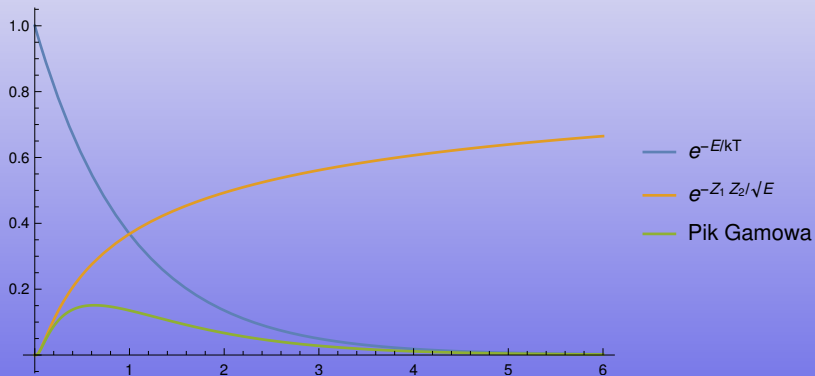
W obliczeniach tempa reakcji często decydujące są dwa przeciwstawnie działające wyrazy, zależne od energii $E = Mv^2/2$ zderzających się jąder w układzie środka masy:

$$\lambda \propto \int_0^{\infty} e^{-\frac{E}{kT}} \sigma(E) E dE = \int_0^{\infty} e^{-\frac{E}{kT}} \frac{S(E)}{E} e^{-2\pi\eta} E dE$$

- rozkład Boltzmanna $e^{-\frac{E}{kT}}$: ilość cząstek o dużych energiach maleje wykładniczo (tzw: ogon termiczny)
- parametr Sommerfelda ($v = \sqrt{2E/m}$ - prędkość):

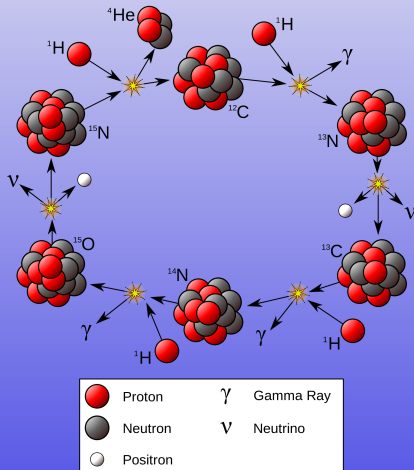
$$\eta = \alpha \frac{Z_1 Z_2}{v/c} = \frac{Z_1 Z_2}{2\epsilon_0 v}$$

- odpychanie elektrostatyczne: $e^{-\text{const} \frac{Z_1 Z_2}{\sqrt{E}}}$ – im większa energia, tym większe prawdopodobieństwo tunelowania i zajścia reakcji



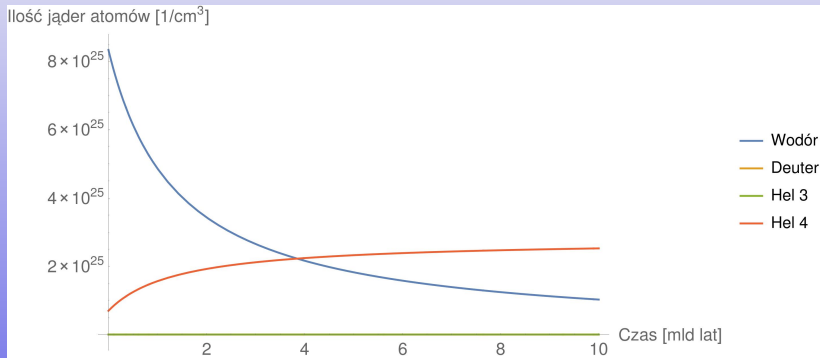
Zupełnie odmiennym od opisanego wcześniej mechanizmem spalania wodoru jest cykl katalityczny CNO. Dominuje w gwiazdach o masie większej niż słoneczna.

Cykl CNO



- Gdyby jedyną rolą reakcji termojądrowych było produkowanie energii, to wystarczyłoby obliczyć jej wydajność w danej temperaturze T i gęstości ρ .
- Reakcje jądrowe zmieniają także powoli skład izotopowy/chemiczny materii
- powyższe tak naprawdę decyduje o ewolucji gwiazdy w długiej skali czasowej: życia i śmierci gwiazdy.
- Także neutrino elektronowe ν_e emitowane przez gwiazdy na etapie spalania wodoru są pochodzenia nuklearnego.

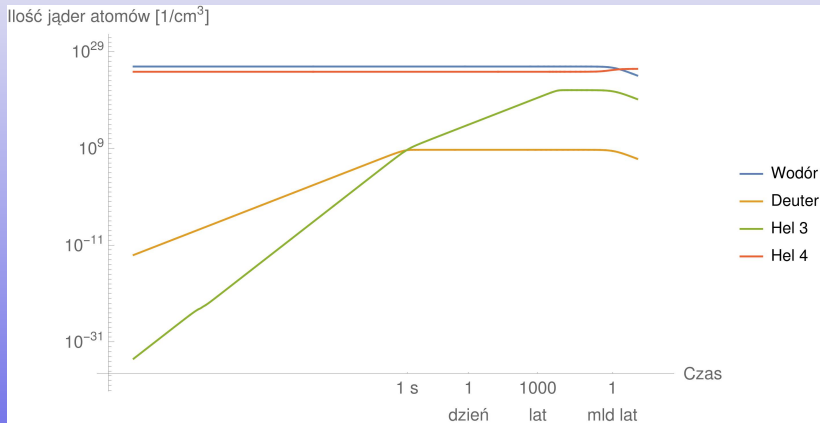
Spalanie wodoru w cyklu ppI



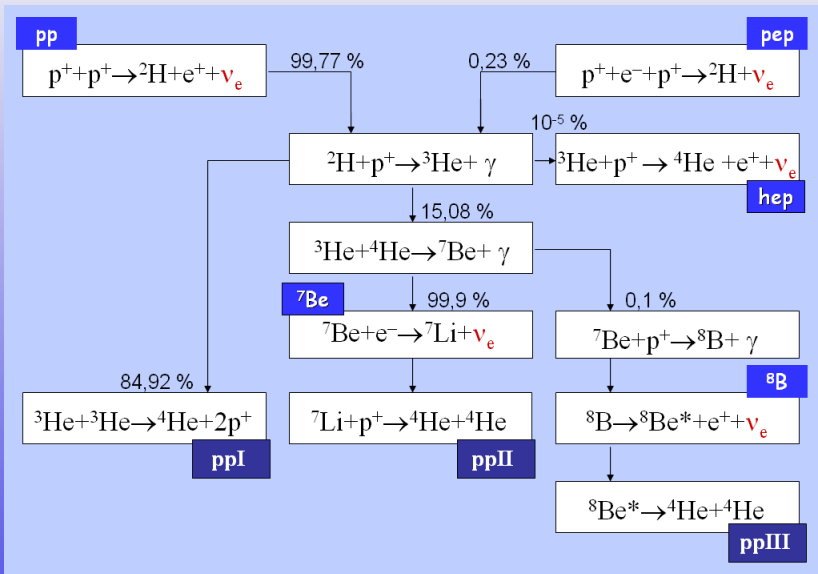
$T = 15 \times 10^6 \text{ K}$, $\rho = 150 \text{ g/cc}$, tempo reakcji

<http://download.nucastro.org/astro/reaclib/>

Spalanie wodoru w cyklu p-p



$T = 15 \times 10^6 \text{ K}$, $\rho = 150 \text{ g/cc}$, tempo reakcji
<http://download.nucastro.org/astro/reaclib/>



Definicja gwiazdy

Obiekt, który przez większość życia spala wodór w reakcjach termojądrowych.

Minimalna masa kuli „wodorowej” powodująca zapłon reakcji spalania wodoru:

$$M_* > 0.08M_{\odot} \simeq 84M_J$$

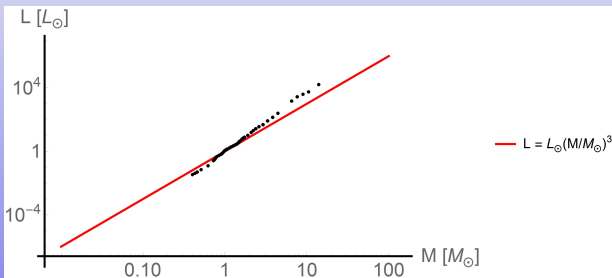
Minimalna masa pozwalająca na spalanie deuteru:

$$M_b > 0.01M_{\odot} \simeq 13M_J$$

Obiektu o masie $0.01M_{\odot} < M < 0.08M_{\odot}$ ($13M_J < M < 80M_J$) nie zaliczamy do gwiazd. Określany jest jako *brązowy karzeł*. Jeszcze lżejsze objekty gazowe zaliczamy do planet typu Jowisza (ang. *Jupiters*). Granice te nie są ostro zdefiniowane. Maksymalna obserwowana masa gwiazd to około $100 M_{\odot}$.

Charakterystyczną cechą gwiazd jest szybki wzrost jasności L z masą M :

$$L \propto M^3$$



Jasność krytyczną, przy której przyspieszenie nadawane materii przez pochłonięte promieniowanie jest równe przyspieszeniu grawitacyjnemu nazywamy *jasnością Eddingtona*:

$$g_{\text{grav}} = g_{\text{rad}}, \quad g_{\text{grav}} = \frac{GM}{R^2}, \quad g_{\text{rad}} = \frac{\kappa}{c} \frac{L}{4\pi R^2}$$

Nieprzeźroczystość κ określa tempo pochłaniania promieniowania o natężeniu F :

$$F(r) = F_0 e^{-\kappa \rho r}.$$

Ponieważ ilość dostępnego paliwa jest ułamkiem rzędu 0.1 masy M , a jasność rośnie jak M^3 , czas życia gwiazdy masywniejszej jest krótszy:

$$t = \frac{10^{10}}{(M/M_{\odot})^2} \text{ [lat]}$$

np:

- $M = 0.1M_{\odot}$, $t = 1$ bilion lat (znacznie więcej od wieku Wszechświata 14 mld lat)
- $M = 1M_{\odot}$, $t = 10$ mld lat
- $M = 10M_{\odot}$, $t = 100$ mln lat
- $M = 100M_{\odot}$, $t = 1$ mln lat

Masywne gwiazdy stosują się do maksy: żyj szybko, umieraj młodo!

- Prawdopodobieństwo powstania gwiazdy o masie w zadanym przedziale, np: $1M_{\odot} < M < 2M_{\odot}$ określa funkcja IMF (*initial mass function*).
- Masę gwiazdy w momencie narodzin określamy jako masę ZAMS (Zero Age Main Sequence)

Konkretna postać IMF powinna wynikać z teorii powstawania gwiazd. W praktyce stosuje się rozkłady potęgowe:

$$\frac{dN}{dM} \propto m^{\alpha}$$

- $\alpha = -2.35$ dla $m > M_{\odot}$ (tzw. IMF Salpetera)
- $\alpha = -1.3$ dla $m < M_{\odot}$

Ilość gwiazd gwałtownie maleje z masą. Całkując IMF od 1 do $100 M_{\odot}$, dostajemy że: 60% gwiazd ma masę od 1 do $2 M_{\odot}$, 96% poniżej $10 M_{\odot}$ i tylko 4% powyżej $10 M_{\odot}$.

Sposobem na uporządkowanie zbioru gwiazd jest *klasyfikacja widmowa*.

Jest ona technicznym określeniem na przypisanie oznaczeń literowo-liczbowych temperaturze gwiazdy

Zapamiętanie sekwencji ułatwia zdanie:

Oh

Be

A

Fine

Girl

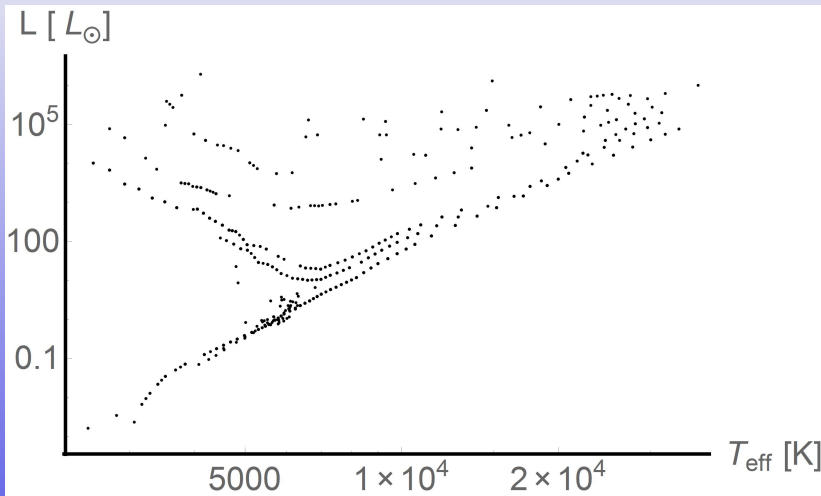
Kiss

Me

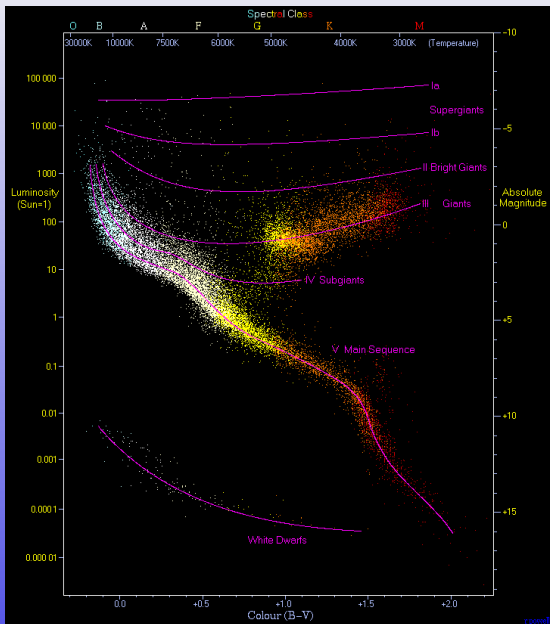
Table 6.1. Relationship between spectral class and surface T_{ef} (K) for the main sequence stars (ms), giants (g) and supergiants (sg)

Spectral Class	T_{ef} ms	T_{ef} g	T_{ef} sg
O3	52 500	50 000	47 300
O6	41 000	39 500	39 000
O9	33 000	32 000	32 600
B0	30 000	29 000	26 000
B2	22 000	20 300	18 500
B5	15 400	15 000	13 600
B7	13 000	13 200	12 200
B9	10 500	11 000	10 300
A0	9 520	10 100	9 730
A3	8 720	8 600	8 770
A8	7 580	7 450	7 950
F0	7 200	7 150	7 700
F2	6 890	6 870	7 350
F8	6 200	6 150	6 100
G0	6 030	5 850	5 550
G2	5 860	5 450	5 200
G8	5 570	4 900	4 600
K0	5 250	4 750	4 420
K2	4 900	4 420	4 250
K5	4 350	3 950	3 850
K7	4 060	3 850	3 700
M0	3 850	3 800	3 650
M3	3 470	3 530	3 200
M6	3 050	3 240	2 600
M8	2 640	-	-

Diagram HR (Hertzsprung–Russella)



UWAGA: typowo na diagramie HR oś temperatury ma przeciwny zwrot!



Charakterystyczną cechą licznych typów gwiazd, szczególnie masywnych, jest szybka utrata masy. Jej powodami mogą być:

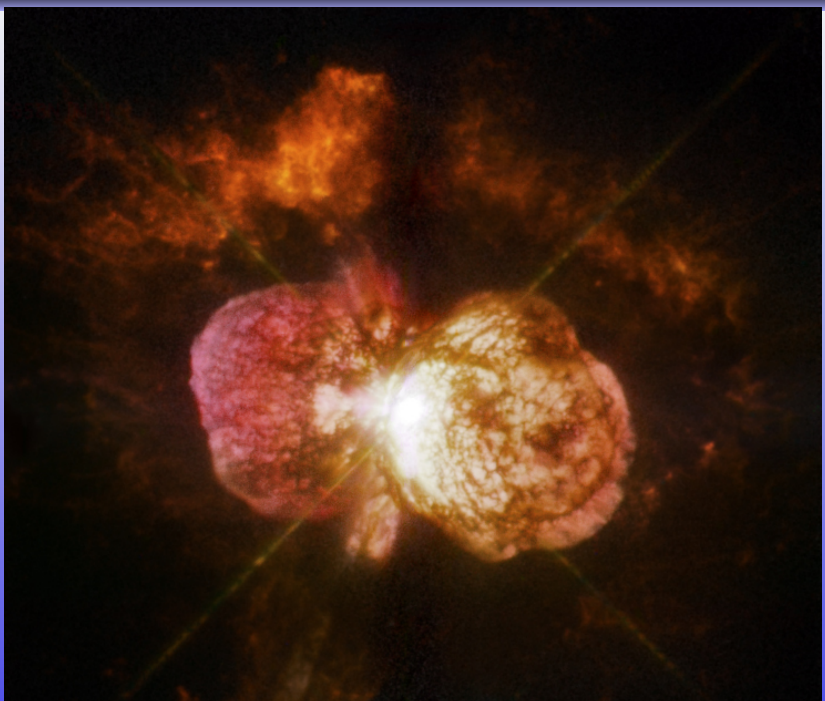
- 1 wiatr gwiazdowy, ciśnienie promieniowania
- 2 wymiana masy w układzie podwójnym
- 3 aktywność magnetyczna, rotacja

Tempo stacjonarnej utraty masy oznaczamy jako \dot{M} i wyrażamy w M_{\odot}/rok . Dla Słońca (obecnie):

$$\dot{M} \simeq 3 \times 10^{-14} M_{\odot} [1/\text{rok}]$$

Przykłady:

- gdy masa ZAMS gwiazdy pojedynczej wynosi $15 M_{\odot}$, opuszcza ona ciąg główny z masą $12 M_{\odot}$ po czasie 45 mln lat – $\dot{M} \simeq 10^{-7} M_{\odot}/\text{rok}$
- istnieją gwiazdy, np: LBV (Luminous Blue Variable), które w podobny sposób tracą większość masy, a tempo sięga $\dot{M} \simeq 10^{-4} M_{\odot}/\text{rok}$



Gwiazdy podwójne: ewolucja

Większość (>50%) gwiazd występuje w układach grawitacyjnie związanych z innymi gwiazdami.

- 1 gdy gwiazdy są dostatecznie odległe, ewolucja zachodzi tak samo jak dla gwiazd pojedynczych
- 2 w ciasnych układach, gwiazdy mogą na siebie wpływać poprzez siły pływowce i wymianę masy, a także wiatr gwiazdowy czy napromieniowanie
- 3 \dot{M} może być dodatnie lub ujemne
- 4 w skrajnych sytuacjach może dojść do pochłonięcia (tzw. inspiral) lub rozerwania towarzysza

Obserwujemy liczne gwiazdy zmieniające jasność w sposób okresowy. Przyczyny tego mogą być:

- geometryczne, np: zmienne zaćmieniowe
- fizyczne, np: pulsacje gwiazd lub ich niestabilność
- katastroficzne: nowe, supernowe

Świece standardowe

Ważną cechą niektórych klas gwiazd pulsujących (np: Cefeidy), jest dobrze znana zależność okres-jasność. Pozwala ona wyznaczyć m.in. odległość do takich gwiazd.