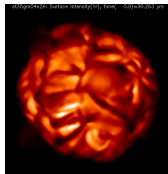
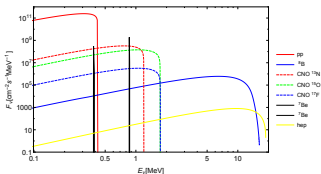
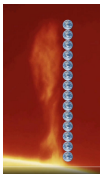


Podstawy astrofizyki i astronomii

Andrzej Odrzywołek

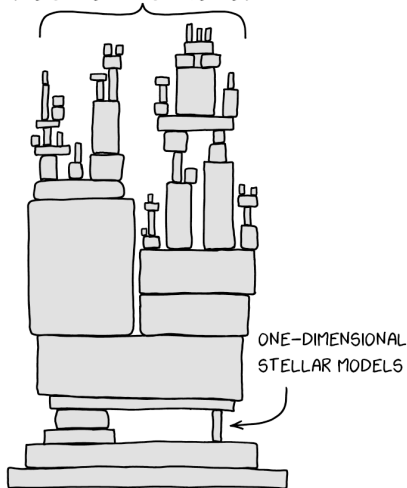
Zakład Teorii Względności i Astrofizyki, Instytut Fizyki Teoretycznej UJ

16 maja 2023



Ewolucja gwiazdy na przykładzie Słońce

MOST OF ASTRONOMY



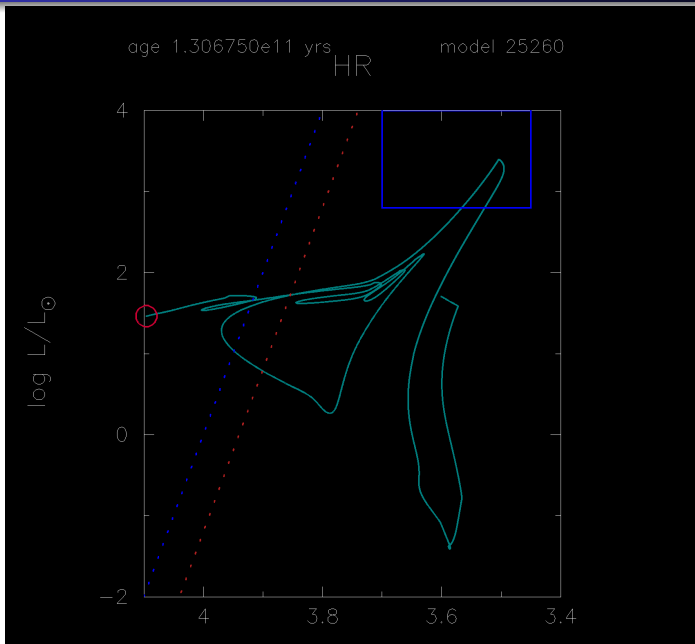
Badanie ewolucji gwiazdy polega na **numerycznym** rozwiązywaniu 4 równań struktury gwiazdy naprzemiennie z układem równań opisującym kinetykę reakcji termojądrowych.

MESA

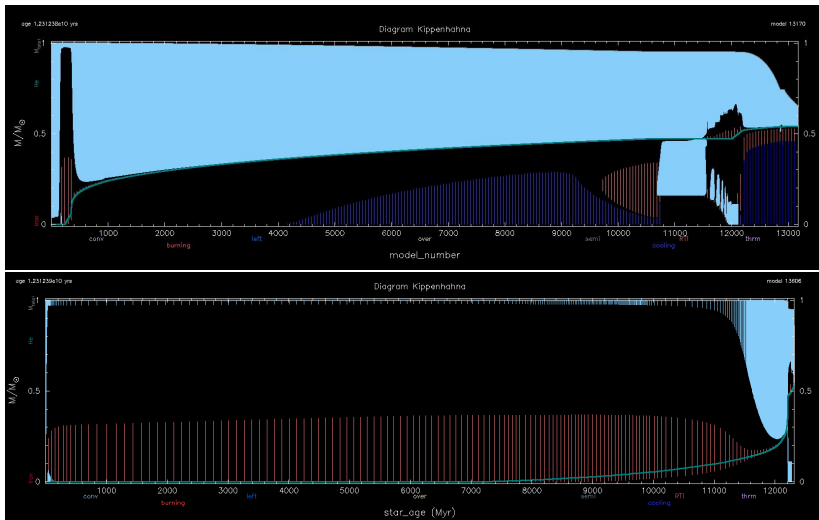
Większość podanych dalej informacji opiera się o obliczenia wykonane programem do ewolucji gwiazd MESA.

- Modules for Experiments in Stellar Astrophysics, mesa-r22.11.1
- <https://doi.org/10.5281/zenodo.2602941>
- szybki, wykorzystujący wielordzeniowe procesory, także Apple M1
- wymagany 64-bitowy Linux lub Mac OS
- Fortran, ale to co musimy znać to `.TRUE.` i `.FALSE.`; kod obsługujemy za pomocą tekstowych plików konfiguracyjnych
- wbudowana ascetyczna, ale przemyślana, wizualizacja wyników w czasie rzeczywistym, do oglądania na monitorze
- oglądanie ewolucji gwiazdy na żywo jest najprzyjemniejszym sposobem studiowania teorii i ewolucji gwiazd
- informacje z tego wykładu pozwolą na zrozumienie jedynie niewielkiej liczby wbudowanych opcji

Ewolucja gwiazd na diagramie HR



Ewolucja gwiazd na diagramie Kippenhahna

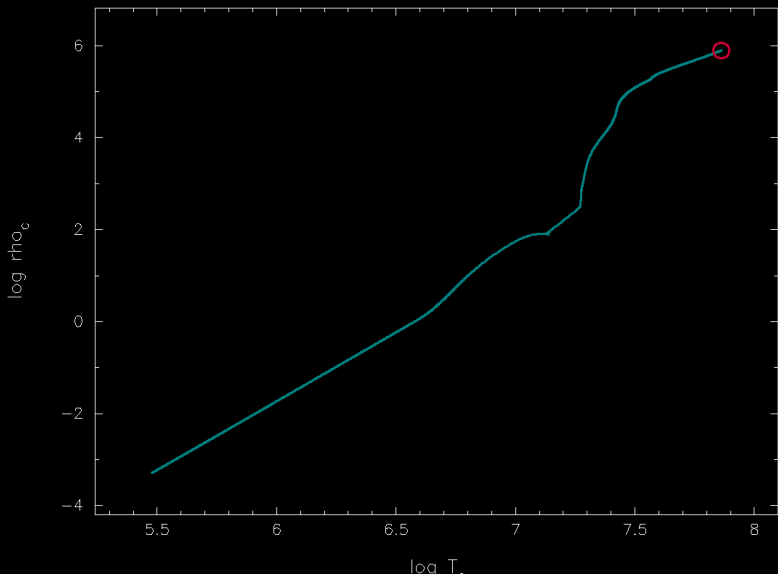


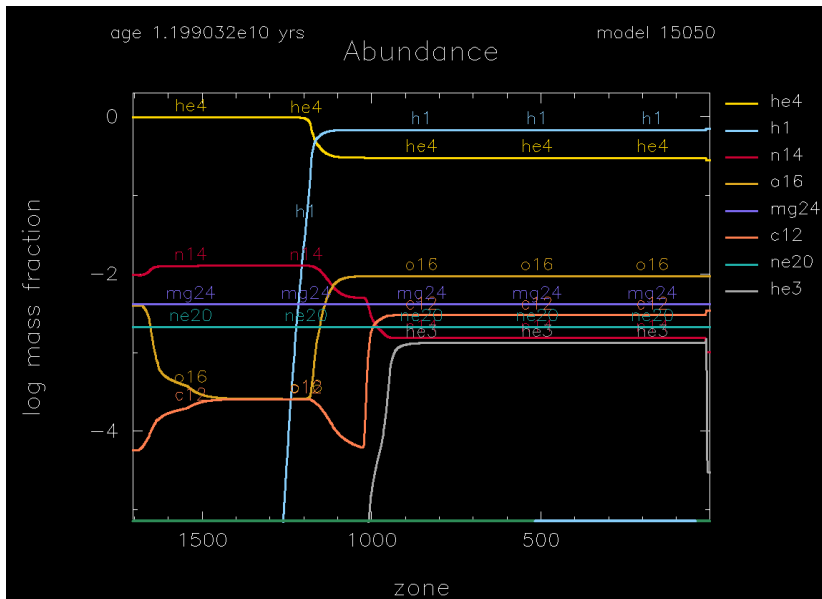
Ewolucja parametrów centralnych

age 1.199044e10 yrs

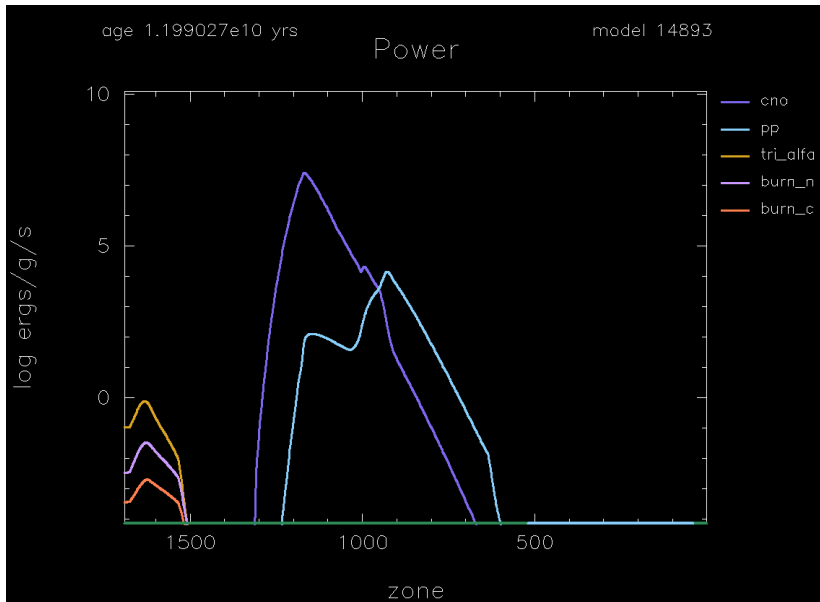
Temperatura – gestosc

model 15523





Produkcja energii

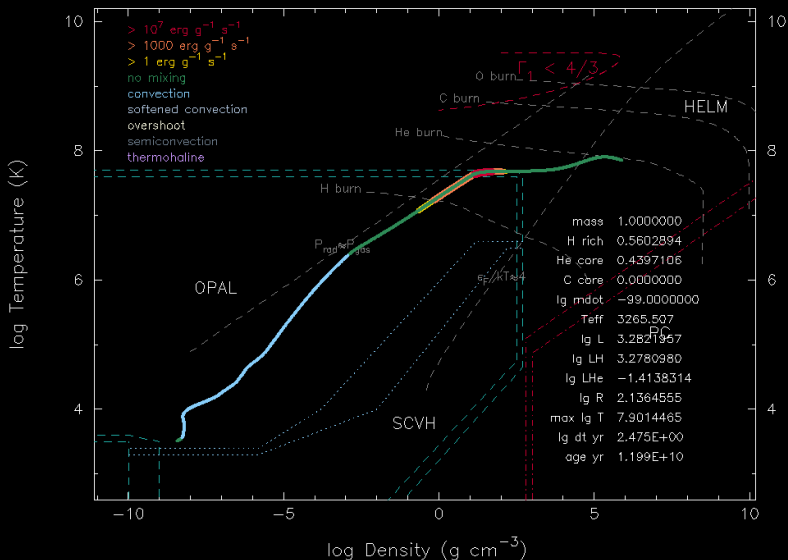


Profil gwiazdy

age 1.199015e10 yrs

TRrho_Profile

model 14480



Animacja ewolucji

Wersja 2023:

<https://youtu.be/DndTbq7spPY>

Wersja 2022:

<https://youtu.be/nMSzuHLpwp8?t=4079>

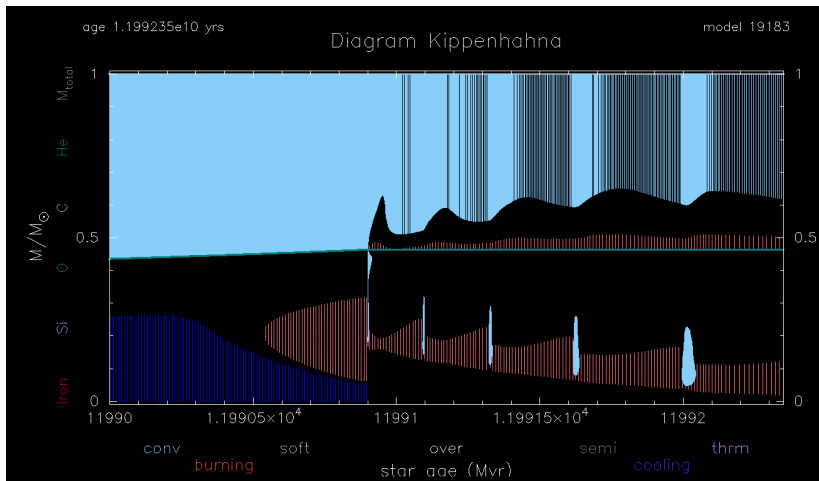
Wersja 2018:

https://youtu.be/itBC_7wW5v0

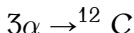
Wersja 2016:

<https://www.youtube.com/watch?v=UxR7lzafdTI>

Impulsy spalania He w shell-u



Jeżeli temperatura i gęstość są dostatecznie wysokie, to rozpoczyna się proces spalania helu:

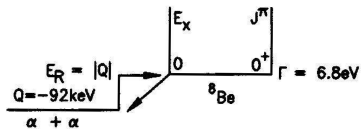


Reakcja ta zachodzi w nietrywialny sposób:

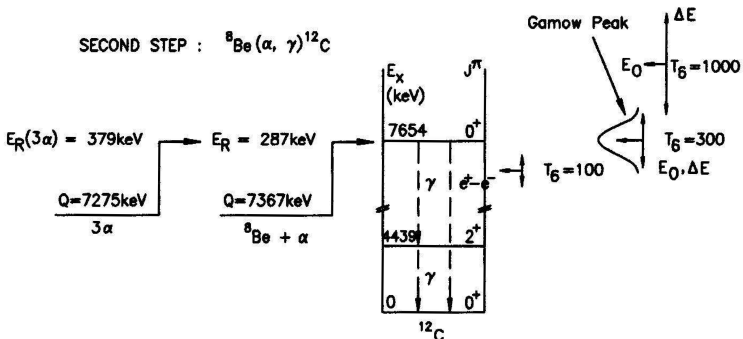
- 1 reakcja $\alpha + \alpha \rightarrow {}^8\text{Be}^*$ produkuje niewielką równowagową ilość ${}^8\text{Be}$
- 2 zachodzi rezonansowa reakcja $\alpha + {}^8\text{Be} \rightarrow {}^{12}\text{C}^*$
- 3 deekscytacja ${}^{12}\text{C}^* \rightarrow {}^{12}\text{C} + \gamma$
- 4 brak podobnych reakcji prowadzących do ${}^{16}\text{O}$ i dalej

Tempo reakcji trójciałowej jest proporcjonalne do ρ^2 .

FIRST STEP : $\alpha + \alpha \rightleftharpoons {}^8\text{Be}$



SECOND STEP : ${}^8\text{Be}(\alpha, \gamma){}^{12}\text{C}$



- skutkiem termojądrowego spalania H (wodoru) w jądrze gwiazdy jest ostatecznie całkowita zamiana na He (hel)
- hel gromadzi się w centrum, ale temperatura jest zbyt mała aby zapoczątkować kolejne reakcje
- jądro kurczy się do rozmiaru kilkudziesięciu tysięcy km
- elektrony stają się zdegenerowane

$$f(E) = \frac{1}{1 + e^{\frac{E-\mu}{kT}}}, \quad \mu \gg 4kT$$

Spalanie w powłoce (shell burning)

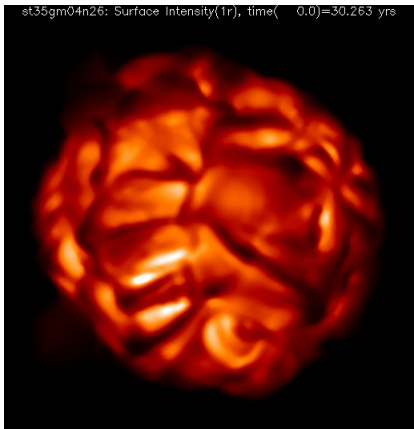
- w jądrze He nie zachodzą reakcje termojądrowe
- na jego powierzchni temperatura i gęstość pozwalają na spalanie wodoru
- spalanie zachodzi w bardzo cienkiej (zarówno w sensie promienia jak i całkowitej masy) powłoce sferycznej na brzegu jądra He
- proces ten określamy jako *shell burning*, co można tłumaczyć jako „spalanie w powłoce [sferycznej]”
- zużyty wodór zbiera się na powierzchni jądra He, co prowadzi do systematycznego zwiększania jego masy

- spalanie wodoru w powłoce jest bardzo wydajne, zachodzi na ogół w cyklu CNO
- moc promieniowania całej gwiazdy wzrasta o kilka rzędów wielkości
- jedynie transport konwektywny jest w stanie odprowadzić energię
- gwiazda zamienia się w obiekt będący połączeniem praktycznie punktowego źródła energii oraz rozległej otoczki wodorowej o promieniu setki razy większym od gwiazdy ciągu głównego
- równocześnie temperatura spada
- gwiazdę w tym stanie określamy jako *czerwony olbrzym*

Dredge-up

Sytuację, w której strefa konwektywna dosięgnęła jądra He określamy jako *dredge-up*. W efekcie produkty spalania docierają na powierzchnię i możemy obserwować ich widmo.

st35gm04n26: Surface Intensity(1r), time(0.0)=30.263 yrs



The Sun



5800 K

Smallest Kepler
red giant



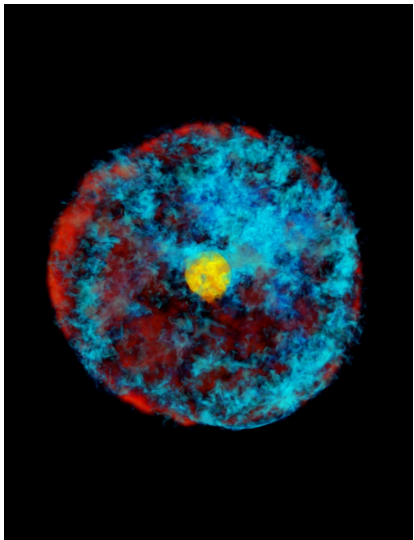
5000 K

Largest Kepler red giant



4500 K

Daniel Huber, University of Sydney



Chłodzenie neutrinowe: rozpad plazmonu

W dostatecznie gęstych jądrach helowych po raz pierwszy w historii życia gwiazdy pojawia się *chłodzenie neutrinowe* nie związane z reakcjami jądrowymi.

- procesy te polegają na emisji pary $\nu - \bar{\nu}$ (neutrino-antyneutrino)
- produkowane są wszystkie typy neutrin: ν_e, ν_μ, ν_τ
- procesem dominującym w gęstej, zdegenerowanej materii jest *neutrinowy rozpad plazmonu* („masywnego fotonu”):

$$\gamma^* \rightarrow \nu + \bar{\nu}$$

- skutkiem tego procesu zwykle jest **dodatni** gradient temperatury w jądrze: temperatura w centrum jest niższa!
- neutrina mają niskie energie, rzędu keV, uważa się je za niewykrywalne

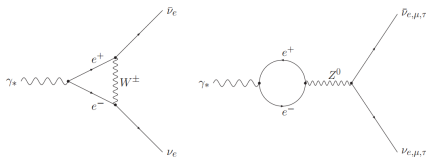
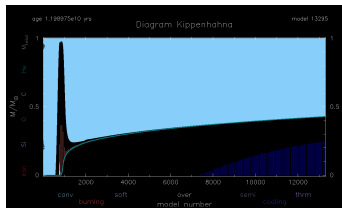


Fig. 3. Feynman diagrams for plasmon decay.

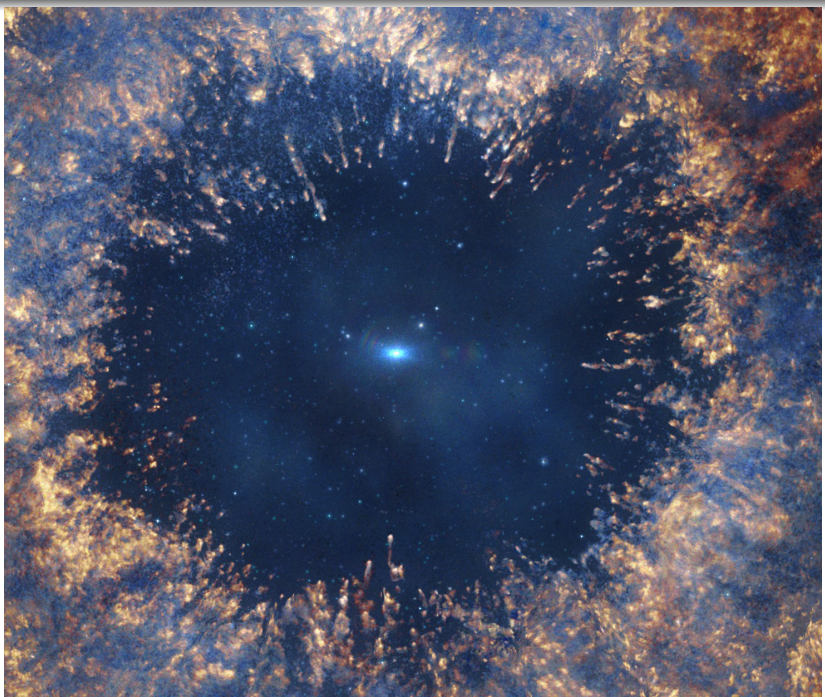


Końcowe stadia ewolucji gwiazdy typu Słońca

- 1 spalanie H w powłoce; wzrost masy jądra He
- 2 degeneracja i chłodzenie neutrinowe jądra He
- 3 błysk(i) helowy(e), spalanie He w shell-u/ niecentralny zapłon He
- 4 zniesienie degeneracji jądra He
- 5 spalanie He w jądrze
- 6 utworzenie jądra C/O
- 7 impulsy termiczne (spalanie w 2 powłokach: $H \rightarrow He$ oraz $He \rightarrow C/O$)
- 8 odrzucenie otoczki/mgławica planetarna
- 9 biały karzeł
- 10 czarny karzeł (w przyszłości?)

Biały karzeł to stygnący obiekt o rozmiarach rzędu promienia Ziemi, masie rzędu masy Słońca, wysokiej temperaturze i małej jasności absolutnej. Hipotetyczny przyszły stan białego karła o niskiej temperaturze określamy mianem *czarnego karła*.





Wprowadzenie do gwiazd innych niż Słońce

Klasyfikacja widmowa

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

Gir1

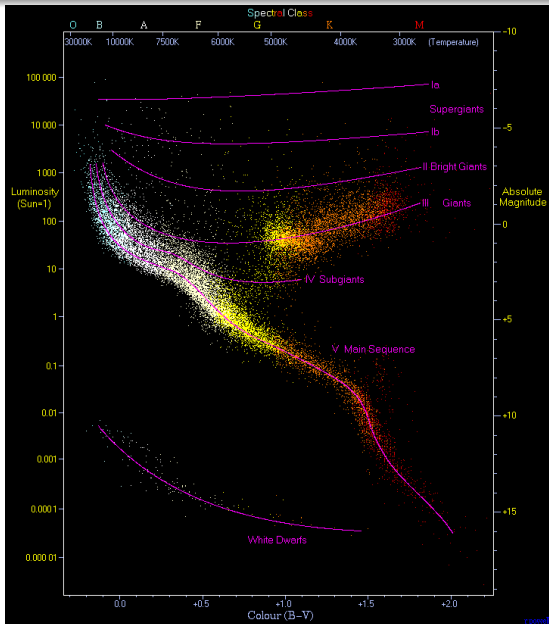
Kiss

Me

Table 6.1. Relationship between spectral class and surface temperature (T_{ef}) 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, Ciąg główny



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 pływowe 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

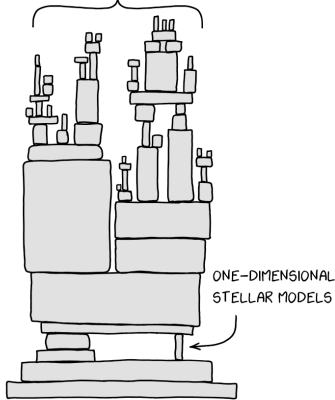
Obserwujemy liczne gwiazdy zmieniające jasność w sposób okresowy. Przyczyny tego mogą być:

- 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.

MOST OF ASTRONOMY



Modelowanie sferycznie symetrycznych gwiazd pojedynczych

Czynniki decydujące o ewolucji gwiazdy, w kolejności od najważniejszych:

- 1 masa ZAMS
 - 1 jasność $L \propto M^3$
 - 2 czas życia $t \propto 1/M^2$
 - 3 produkt końcowy: biały karzeł He lub CO, gwiazda neutronowa, czarna dziura lub NIC
- 2 metaliczność
 - 1 wiatr gwiazdowy !
- 3 rotacja lub/i oddziaływania w układzie podwójnym

Metaliczność i populacje gwiazd

Metaliczność inna niż Słońce zmienia:

- nieprzeźroczystość materii, czyli jasność Eddingtona
 - tempo utraty masy \dot{M}
- 1 Gwiazdy podobne do Słońca określamy jako Populację I.
 - 2 Gwiazdy o mniejszej metaliczności określamy jako Populację II
 - 3 Gwiazdy w ogóle pozbawione metali nazywamy Populacją III

Pop I to gwiazdy młode, nadal powstające. Pop II to obiekty (halo, GC) pochodzące z odległej przeszłości. Rozważa się ewolucję III populacji, o składzie pierwotnym, w ogóle nie zawierającej metali. Uważa się je za obiekty „wymarłe”, które istniały krótko po Wielkim Wybuchu. W takich gwiazdach m.in. niemożliwy był cykl CNO, a ich masy $M \gg 100 M_{\odot}$.

Masywna gwiazda Pop. III.1

Prawdopodobnie już pojedyncza eksplozja supermasywnej ($M \gg 100 M_{\odot}$) gwiazdy (z pierwszej po Wielkim Wybuchu populacji) wystarcza, aby „skazić” ośrodek „międzygwiazdowy” metalami. Kolejne to już Pop. III.2 lub Pop. II.

Na potrzeby wykładu obliczyłem w kodzie MESA ewolucję gwiazd o masach będących potęgami liczby 2.

(kliknij masę aby wyświetlić animację)

- $0.013 M_{\odot}$ – minimalna masa brązowego karła (spalanie D)
- $0.0625 M_{\odot}$
- $0.08 M_{\odot}$ – minimalna masa gwiazdy (spalanie H)
- $0.125 M_{\odot}$
- $0.25 M_{\odot}$
- $0.5 M_{\odot}$
- $0.8 M_{\odot}$ – błysk He (początek)
- $1 M_{\odot}$ – Słońce!
- $2 M_{\odot}$
- $2.25 M_{\odot}$ – błysk He (koniec)
- $4 M_{\odot}$
- $8 M_{\odot}$ – masywna gwiazda
- $16 M_{\odot}$ – presupernowa
- $32 M_{\odot}$
- $64 M_{\odot}$
- $128 M_{\odot}$

Użyteczna jednostka: $0.001 M_{\odot} \simeq 1 M_{\text{J}}$

Animacja ewolucji

<https://youtu.be/Yfx4JuVNsdY>

Wnioski

- 1 nowa tendencja: otoczka wodorowa podczas spalania H w powłoce jest coraz mniej masywna w porównaniu do masy jądra He
- 2 chłodzenie neutrinowe centralnego obszaru poprzez rozpad plazmonu
- 3 wiatr gwiazdowy powoduje całkowite rozproszenie otoczki wodorowej
- 4 po 140 mld lat pozostanie biały karzeł He o masie $0.4 M_{\odot}$

Animacja ewolucji

<https://youtu.be/PT2bdTMfZxo>

Wnioski

- 1 ewolucja jest podobna do gwiazdy $0.5M_{\odot}$, ale 4x wolniejsza
- 2 podczas spalania wodoru w powłoce pojawia się otoczka konwektywna o dużym promieniu, gwiazda staje się tzw. **czerwonym olbrzymem** (ang. *red giant*)
- 3 podczas spalania wodoru w powłoce pojawiają się **pulsy termiczne**, które zwykle prowadzą do odrzucenia otoczki i powstania **mgławicy planetarnej**
- 4 przewidywany czas życia gwiazdy to ok. 700 mld lat

Animacja ewolucji

<https://youtu.be/-gDAd3P1gDk>

Wnioski

- 1 masa jest wystarczająca aby uruchomić syntezę termojądrową H w centrum
- 2 niewielka ilość deuteru jest błyskawicznie zużyta i nie wpływa na dalszą ewolucję
- 3 po wejściu na ciąg główny (zapłonie H w centrum) ustala się równowagowa ilość ${}^3\text{He}$
- 4 gwiazda na ciągu głównym jest w 100% konwektywna - jednorodny skład izotopowy
- 5 po wyczerpaniu wodoru powstaje radiacyjne jądro He w którym dopalają się resztki wodoru
- 6 na powierzchni jądra pojawia się spalanie H w powłoce (ang. *shell burning*)
- 7 produkty spalania H przyłączane są do jądra He, którego masa powoli rośnie
- 8 ewolucja kończy się wygaśnięciem spalania w powłoce i powolnym stygnięciem jądra ze śladową otoczką wodorową
- 9 finał to **biały karzeł** (ang. *white dwarf*) He o masie $0.11 M_{\odot}$ (1.8×10^{12} lat !)

Animacja ewolucji

https://youtu.be/Q_FIRhtKXYs

Wnioski

- 1 masa jest zbyt mała aby zainicjować regularną syntezę termojądrową wodoru w centrum
- 2 niewielka ilość deuteru nie wystarcza na zatrzymanie kolapsu
- 3 końcowym produktem ewolucji jest **brązowy karzeł** - obiekt pośredni pomiędzy planetami typu Jowisza a gwiazdami

Zasadnicze różnice w stosunku do Słońca

- krótszy czas na ciągu głównym ($T \propto 1/M^2$)
- zapłon He w centrum w warunkach braku degeneracji ($M > 2.25M_{\odot}$)
- bardziej „spokojny” przebieg spalania w 2 shell-ach H i He
- końcowym produktem ewolucji gwiazdy o masie mniejszej niż 8 M_{\odot} jest biały karzeł CO lub ONeMg.

UWAGA!

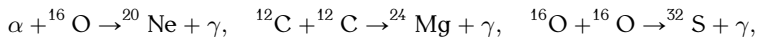
Nie jest znana gwiazda w której zachodzi spalanie C!

Przykłady ewolucji:

- $2M_{\odot}$
- $4M_{\odot}$
- $8M_{\odot}$
- $16M_{\odot}$

Łańcuch α (ang. *alpha chain*)

- Uproszczoną sieć reakcji termojądrowych, zawierającą wyłącznie jądra „różniące się” o wielokrotność jądra He, określamy jako α -chain.
- W jej skład wchodzi, kolejno: ${}^4\text{He}$, ${}^{12}\text{C}$, ${}^{16}\text{O}$, ${}^{20}\text{Ne}$, ${}^{24}\text{Mg}$, ${}^{28}\text{Si}$, ${}^{32}\text{S}$, ${}^{36}\text{Ar}$, ${}^{40}\text{Ar}$, ${}^{44}\text{Ti}$, ${}^{48}\text{Cr}$, ${}^{52}\text{Fe}$, ${}^{56}\text{Ni}$.
- wszystkie powyższe jądra mają identyczną liczbę protonów i neutronów
- pierwsza jest reakcja $3\alpha \rightarrow {}^{12}\text{C}$; następnie $\alpha + {}^{12}\text{C} \rightarrow {}^{16}\text{O} + \gamma$
- reakcje polegają na dodawaniu cząstek α lub zderzeniach „ciężkich jonów”, np:



- powyższe reakcje określamy jako spalanie C, O, [Ne?] lub Si (w zależności czego jest najwięcej), ale w rzeczywistości sieć reakcji jest znacznie bardziej złożona
- końcowy produkt to radioaktywny izotop ${}^{56}\text{Ni} \rightarrow (6\text{dni}) \rightarrow {}^{56}\text{Co} \rightarrow (77\text{dni}) \rightarrow {}^{56}\text{Fe}$

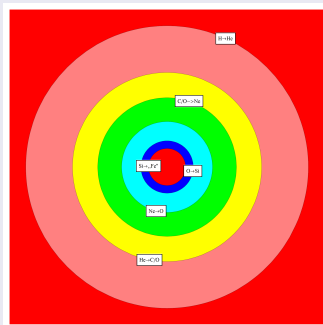
Cykle spalania i gwiazdna cebula

Cykle spalania

Start: kurczenie → podgrzanie → zapłon → konwektywne jądro → koniec paliwa → GOTO **Start**

Struktura „cebulowa”

- 1 $H \rightarrow {}^4He$ (ciąg główny, miliony lat)
- 2 ${}^4He \rightarrow {}^{12}C, {}^{16}O$ (spalanie helu, czerwony olbrzym, ~ 100 tys. lat)
- 3 ${}^{12}C \rightarrow {}^{16}O$ (spalanie C, setki lat)
- 4 ${}^{16}O \rightarrow {}^{28}Si$ (spalanie O, miesiące/lata)
- 5 ${}^{28}Si \rightarrow \text{„Fe”}$ (spalanie krzemu, dni/tygodnie)
- 6 koniec paliwa, kolaps (odroczone zwykle o kilka godzin spalaniem Si w powłoce otaczającej jądro)



Masywna gwiazda: definicja

- warunki w środku pozwalają na przejście przez wszystkie możliwe procesy spalania termojądrowego: He, C, Ne?, O i Si
- końcowym produktem spalania jest „żelazne” jądro (Fe core)
- po wyczerpaniu paliwa dochodzi do kolapsu grawitacyjnego i wybuchu supernowej
- stanem końcowym jest gwiazda neutronowa lub czarna dziura

Zgodnie z obecnym stanem wiedzy gwiazdę należy uznać za masywną, jeżeli jej masa ZAMS przekracza $7-11 M_{\odot}$ (?).

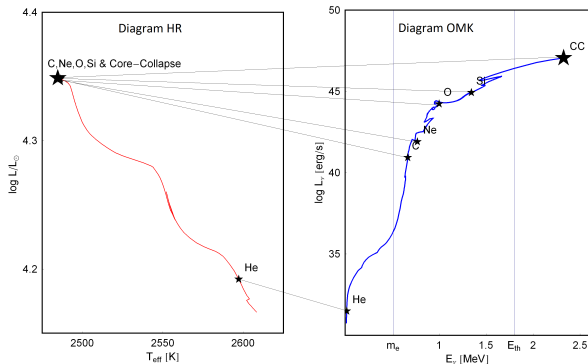
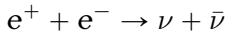
Konwergencja ewolucyjna:

$10 \dots 100 M_{\odot}$ (H) \rightarrow kilka M_{\odot} (He) \rightarrow $1 \dots 2 M_{\odot}$ („Fe”).

Obliczenia ewolucyjne w pobliżu dolnej granicy są niezwykle trudne. Jedną z możliwości jest kolaps jądra ONeMg przed spalaniem Si, tzw. *electron capture supernova*.

Gwiazda neutrinowa/presupernowa

Począwszy od spalania C, energia termiczna sięga istotnego ułamka energii spoczynkowej elektronu $kT > 0.1m_e c^2$.
Tworzy się równowagowa koncentracja par e^+e^- , co umożliwia proces:

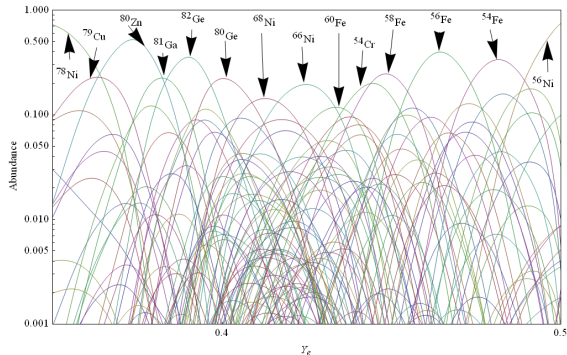


Jądro „Fe” jest podtrzymywane ciśnieniem zdegenerowanych elektronów o **masie Chandrasekhara**:

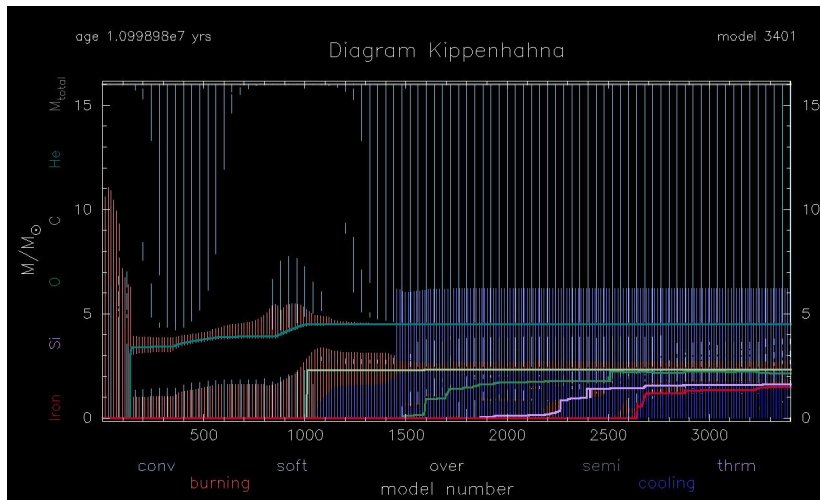
$$M_{Ch} = 1.44 M_{\odot} (2 Y_e)^2 \left[1 + \left(\frac{S_e}{\pi Y_e} \right)^2 \right] \left[1 - \frac{3}{5} \left(\frac{12}{11} \right)^{1/3} \alpha \bar{Z}^{2/3} + \frac{P_{rad}}{P_{mat}} \right]$$

$M_{Fe} = 1 \dots 2 M_{\odot}$. Określenie „żelazo” jest skrótem myślowym:

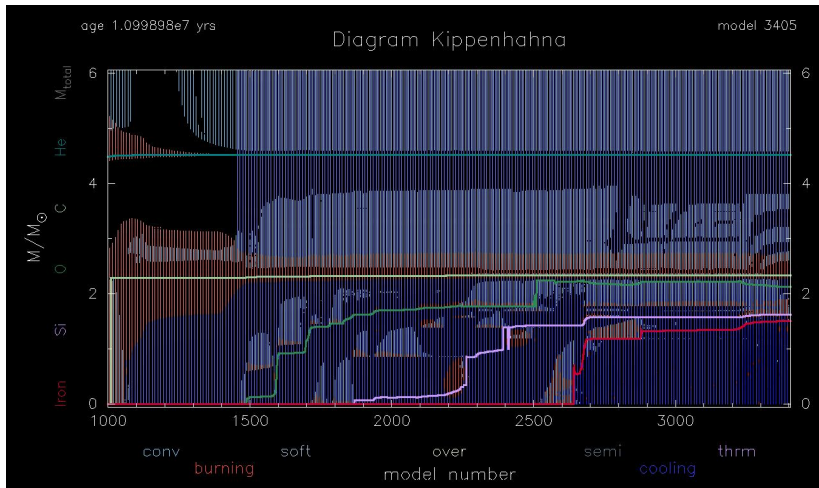
$kT=0.5 \text{ MeV}, \lg \rho=10 \text{ [g/cm}^3\text{]}$



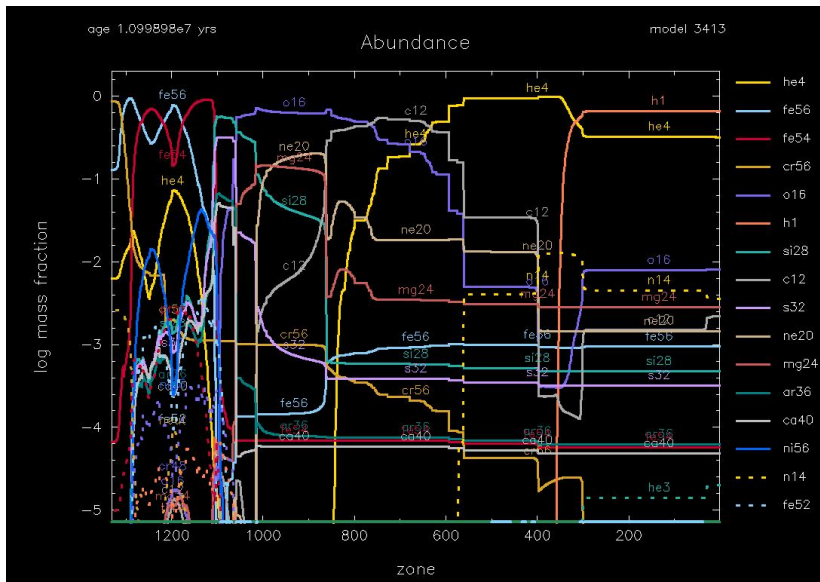
Ewolucja gwiazdy o masie $16 M_{\odot}$



Ewolucja gwiazdy o masie $16 M_{\odot}$



Ewolucja gwiazdy o masie $16 M_{\odot}$



Końcowe etapy ewolucji gwiazd

- 1 pojedyncze gwiazdy mało masywne kończą w postaci białego karła o masie $M \lesssim M_{\odot}$
 - składającego się z He dla $M \gtrsim 0.8M_{\odot}$
 - składającego się z mieszaniny C/O dla $0.8M_{\odot} \lesssim M \lesssim 8M_{\odot}$
 - zbudowanego z ONeMg dla $M \sim 8M_{\odot}$
- 2 jądro ONeMg gwiazdy o masie $\sim 8M_{\odot}$ może skolapsować
- 3 gwiazdy masywne z $M \gtrsim 10M_{\odot}$ wytwarzają w centrum jądro Fe o masie 1-2 M_{\odot}
- 4 gwiazdy najmasywniejsze ($M \gg 32M_{\odot}$) wytwarzają jądra C/O o dużych masach (kilkadziesiąt mas Słońca) – ich los jest niejasny, obserwacje LIGO sugerują kolaps, obserwacje PISN - wybuch termojądrowy

- Izolowany biały karzeł o masie $M < 1M_{\odot} \ll M_{Ch} \simeq 1.45M_{\odot}$ jest stabilny i bez czynników zewnętrznych stygnie aż stanie się w przyszłości czarnym karłem

Chcesz wiedzieć więcej?



Seminarium Astrofizyczne, każda środa 12:30, A-1-08 +
streaming przez Microsoft Teams