

Elementy Astronomii i Astrofizyki
- skrót z wykładu XIV

Krzysztof Radziszewski
Instytut Astronomiczny UWr

Wykład XIV - Wrocław, 28 maja 2026 r.

Skale czasu

Skala dynamiczna $\Rightarrow \tau_{dyn}$

- to czas w jakim obiekt (np. gwiazda, obłok molekularny, galaktyka) reaguje na zakłócenie równowagi sił grawitacji i ciśnienia.

Dla gwiazdy jako całości jest to czas swobodnego spadku, czyli czas, w którym gwiazda zapadłaby się całkowicie pod wpływem własnej grawitacji, gdyby nagle zniknęło ciśnienie wewnętrzne, które normalnie utrzymuje gwiazdę w dynamicznej równowadze.

$$\tau_{dyn} \approx \sqrt{\frac{R^3}{GM}} \approx \frac{1}{\sqrt{G\rho}}$$

Skala dynamiczna zależy tylko od średniej gęstości ρ badanego obiektu (nie od jego masy czy promienia).

Lokalnie dynamiczna skala czasowa jest dana przez: $\tau_{dyn} = \frac{H}{c}$

gdzie H jest charakterystyczną skalą długości.

Jest to czas jaki potrzebuje gwiazda, aby odejść od równowagi hydrodynamicznej na tyle, aby stan układu zmienił się znacząco.

Skale czasu

Skala dynamiczna $\Rightarrow \tau_{\text{dyn}}$

Typowe wartości τ_{dyn} w różnych typach obiektów:

GWIAZDA	ρ [g/cm ³]	$\tau_{\text{dyn}} \sim 1/\sqrt{G\rho}$
gwiazda neutronowa	10^{15}	0.06 ms
Biały karzeł	10^6	2 s
Słońce	1,41	26 min
Czerwony nadolbrym	10^{-9}	2 lata

Skale czasu

Skala termiczna (Kelvina-Helmholtza) => τ_{th}

- to czas, jaki zajęłoby gwiazdzie wypromieniowanie całej swojej energii cieplnej i grawitacyjnej (kurczenia grawitacyjnego) przy jej obecnej jasności, gdyby nie zachodziły w niej reakcje termojądrowe. Dla Słońca: $\tau_{th} \approx 30\,000\,000\, lat$.

$$\tau_{th} \approx \frac{GM^2}{LR}$$

Lokalnie termiczna skala czasowa τ_{th} jest tempem zmian entropii powodowanych odejściem od stanu równowagi termicznej.

Procesy termiczne są bardzo wolne w porównaniu z dynamicznymi.

Równowaga termodynamiczna – istnieje jedna wartość temperatury określająca takie wielkości jak obsadzenie stanów energetycznych, rozkład prędkości cząstek, stan jonizacji, widmowy rozkład emisji termicznej. Jest to stan o maksymalnym prawdopodobieństwie.

Entropia – miara liczby sposobów podziału energii wewnętrznej między poszczególne elementy i poszczególne rodzaje ruchów. Im większa różnorodność (tj. nieuporządkowanie) tym większa entropia.

Skale czasu

Skala nuklearna => τ_{nuc}

- jest związana z reakcjami termojądrowymi - zużywając swoje paliwo (wodór).
Określa tempo ewolucji gwiazdy (czas przebywania) na Ciągu Głównym.

$$\tau_{nuc} \approx \frac{\alpha M c^2}{L}$$

α - wydajność reakcji

Dla Słońca $\tau_{nuc} \approx 10\,000\,000\,000$ lat.

Należy zapamiętać zależność pomiędzy skalami czasu:

$$\tau_{dyn} \ll \tau_{th} \ll \tau_{nuc}$$

Wielkie obłoki molekularne:

- Temperatura $\approx 10\text{-}30\text{ K}$
- Koncentracja cząstek $\sim 10^2\text{-}10^6\text{ cm}^{-3}$
- Gęstość $\sim 10^{-15}\text{-}10^{-18}\text{ g cm}^{-3}$
- Średnica $\sim 10^1\text{-}10^2\text{ pc}$
- Masa $\sim 10^4\text{-}10^6\text{ M}_\odot$
- Czas życia $\sim 10^7\text{ lat}$
- Efektywność procesów gwiazdotwórczych - od kilku do kilkunastu procent masy obłoku zostaje gwiazdami

2 atomy	3 atomy	4 atomy	5 atomów	6 atomów	7 atomów	8 atomów	9 atomów	10 atomów	11 atomów	12 atomów	>12 atomów
H ₂	C ₂	c-C ₂ H	C ₃	C ₃ H	C ₃ H	CH ₂ C ₂ N	CH ₂ C ₂ H	CH ₂ C ₂ N	HC ₂ N	c-C ₂ H ₂	HC ₂ N ?
AlF	C ₂ H	I-C ₂ H	C ₃ H	I-H ₂ C ₂	CH ₂ CHCN	HC(O)OCH ₂	CH ₂ CH ₂ CN	(CH ₂) ₂ CO	CH ₂ C ₂ H	n-C ₂ H ₂ CN	C ₂₀
AlCl	C ₂ O	C ₂ N	C ₃ Si	C ₂ H ₂	CH ₂ C ₂ H	CH ₂ COOH	(CH ₂) ₂ O	(CH ₂ OH) ₂	C ₂ H ₂ OCHO	I-C ₂ H ₂ CN	C ₂₀
C ₂	C ₂ S	C ₂ O	I-C ₂ H ₂	CH ₂ CN	HC ₂ N	C ₂ H	CH ₂ CH ₂ OH	CH ₂ CH ₂ CHO	CH ₂ OC(O)CH ₂	C ₂ H ₂ OCH ₂ ?	C ₂₆
CH	CH ₂	C ₂ S	c-C ₂ H ₂	CH ₂ NC	CH ₂ CHO	C ₂ H ₂	HC ₂ N	CH ₂ CHCH ₂ O			
CH ⁺	HCN	C ₂ H ₂	H ₂ CCN	CH ₂ OH	CH ₂ NH ₂	CH ₂ OHCHO	C ₂ H				
CN	HCO	NH ₂	CH ₂	CH ₂ SH	c-C ₂ H ₂ O	I-HC ₂ H	CH ₂ C(O)NH ₂				
CO	HCO ⁺	HCCN	HC ₂ N	HC ₂ NH ⁺	H ₂ CCHOH	CH ₂ CH ₂ CHO(?)	C ₂ H ⁺				
CO ⁺	HCS ⁺	HCNH ⁺	HC ₂ NC	HC ₂ CHO	C ₂ H ⁺	CH ₂ CCHCN	C ₂ H ₂				
CP	HOC ⁺	HNCO	HCOOH	NH ₂ CHO	CH ₂ NCO	2015	H ₂ NCH ₂ CN	CH ₂ CH ₂ SH(?)			
SiC	H ₂ O	HNCS	H ₂ CNH	C ₂ N			CH ₂ CHNH				
HCl	H ₂ S	HOCO ⁺	H ₂ C ₂ O	I-HC ₂ H							
KCl	HNC	H ₂ CO	H ₂ NCN	I-HC ₂ N							
NH	HNO	H ₂ CN	HNC ₂	c-H ₂ C ₂ O							
NO	MgCN	H ₂ CS	SiH ₂	H ₂ CCNH(?)							
NS	MgNC	H ₂ O ⁺	H ₂ COH ⁺	C ₂ N ⁺							
NaCl	N ₂ H ⁺	c-SiC ₂	C ₂ H ⁺	HNCHCN							
OH	N ₂ O	CH ₂	HC(O)CN								
PN	NaCN	C ₂ N ⁺	HNCNH								
SO	OCS	PH ₂	CH ₂ O								
SO ⁺	SO ₂	HCNO	NH ₂ ⁺								
SIN	c-SiC ₂	HOCN	H ₂ NCO ⁺ (?)								
SiO	CO ₂	HSCN	NCCNH ⁺ 2015								
SiS	NH ₂	H ₂ O ₂									
CS	H ₂ ⁺	C ₂ H ⁺									
HF	SiCN	HMgNC									
HD	AlNC	HCCO	2015								
FeO ?	SiNC										
O ₂	HCP										
CF ⁺	CCP										
SiH ?	AlOH										
PO	H ₂ O ⁺										
AlO	H ₂ Cl ⁺										
OH ⁺	KCN										
CN ⁺	FeCN										
SH ⁺	HO ₂										
SH	TiO ₂										
HCl ⁺	C ₂ N										
TiO	Si ₂ C										
ArH ⁺											
N ₂											
NO ⁺ ?											

- Liczba obłoków w całej Galaktyce ~ 4000

- Najbliższy obłok - Taurus (140 pc)

Etap I

Formowanie się gwiazdy (kontrakcja na Ciąg Główny)

- Nie każdy wielki obłok molekularny może stać się zaczątkiem nowych gwiazd. Aby tak się stało, musi zostać przekroczona pewna krytyczna wartość masy, zwana masą Jeansa.
- Można ją obliczyć na podstawie twierdzenia o wiriale, korzystając z podanych wcześniej zależności na energię grawitacyjną i energię kinetyczną.
- Należy zauważyć, że z punktu widzenia możliwości tworzenia się gwiazd, ważne jest aby masa Jeansa była mała - daje to szansę jej przekroczenia dla dużej liczby obłoków. Widzimy więc, że gęstość powinna być możliwie duża, a temperatura - mała. Pomaga w tym również większa obfitość metali.
- Wydaje się, że w większości przypadków obłokom nieco brakuje do masy Jeansa, a jej przekroczenie spowodowane jest głównie wzrostem gęstości wywołanym przejściem fali uderzeniowej związanej z pobliskim wybuchem gwiazdy supernowej.

Etap I

Formowanie się gwiazdy (kontrakcja na Ciąg Główny)

$$\Omega \text{ (energia grawitacyjna)} = -0.6 G M^2/R$$

$$U \text{ (energia kinetyczna)} = 1.5 (k_B/\mu m_u)MT$$

Twierdzenie o wiriale: $2U = |\Omega|$

[*zależność: $2U = |\Omega|$ obowiązuje dla układów związanych grawitacyjnie
- np. dla gwiazd*]

$$M_J \sim \text{const. } T^{3/2} \mu^{-3/2} \rho^{-1/2} \quad \text{- masa Jeansa}$$

$M > M_J$ - obłok ulegnie grawitacyjnemu kolapsowi

$M < M_J$ - obłok w dłuższej skali czasowej zacznie się rozpraszać w znacznie rzadszej przestrzeni międzygwiazdowej

μ - średnia masa cząsteczkowa (dla Słońca wynosi ona około 0.6)

m_u - jednostka masy atomowej

Etap I

Formowanie się gwiazdy (kontrakcja na Ciąg Główny)

- Efektem przejścia fali/fal uderzeniowej są tzw. filary stworzenia (poniżej).

- Kiedy gęstość tworzących się zalążków gwiazd wzrasta na tyle, że stają się one nieprzeźroczyste dla emitowanego promieniowania, prowadzi to do wzrostu temperatury.

- Stopniowo zaczyna się kształtować równowaga hydrostatyczna, której ważnym elementem jest gradient temperatury, gęstości i ciśnienia.

- Kiedy proces jonizacji nie jest jeszcze zaawansowany, energię odprowadza konwekcja, po osiągnięciu wyższej temperatury - pojawia się transport promienisty.



Etap I

Formowanie się gwiazdy (kontrakcja na Ciąg Główny)

- Kolaps izotermiczny (materia obłoku przezroczysta dla emitowanego promieniowania: $T \sim \text{const}$, $\rho \uparrow \Rightarrow M_J \downarrow$: fragmentacja obłoku!, ewolucja odbywa się w skali czasowej τ_{dyn}).

- Kolaps adiabatyczny ($\rho \sim 10^{-13} \text{ g cm}^{-3} \Rightarrow$ w wyniku wzrostu nieprzeźroczystości obłoku: $T \uparrow$, $\rho \uparrow \Rightarrow M_J \uparrow$: koniec fragmentacji, zaczyna kształtować się gradient T , P , ρ ; ewolucja odbywa się w skali czasowej τ_{KH} , za wyjątkiem fazy dysocjacji H_2 oraz jonizacji H i $\text{He} \Rightarrow$ powrót do τ_{dyn}).

Protogwiazda!

- Równowaga hydrostatyczna (konwekcja) - gwiazdy typu T Tauri.

- Równowaga hydrostatyczna (promienista).

Etap I

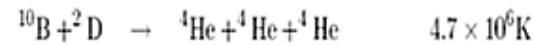
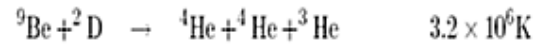
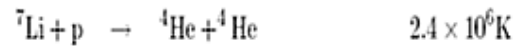
Formowanie się gwiazdy (kontrakcja na Ciąg Główny)

- Procesy te można prześledzić na diagramie H-R.
- Tak długo jak formująca się gwiazda jest w całości konwektywna, ewolucja przebiega pionowo w dół po tzw. ścieżce Hayasiego. Kiedy zmniejszająca się absorpcja w części centralnej (efekt wzrostu T) doprowadza do włączenia się transportu promienistego, ścieżka zakręca na diagramie H-R w lewo.
- Przez cały czas gwiazda się kurczy i proces ten ulega zatrzymaniu dopiero wtedy, gdy tempo „spalania” wodoru wystarcza do pokrycia całości strat energetycznych => gwiazda osiąga wtedy Ciąg Główny.
- Czas potrzebny do osiągnięcia tego stadium ewolucji zależy od masy gwiazdy i zawiera się w przedziale od 10 tys do 100 mln lat, odpowiednio dla najbardziej masywnych i najmniej masywnych gwiazd.
- Gwiazda o ustalonej masie i składzie chemicznym trafia w ściśle określony punkt na Ciągu Głównym. Mówi o tym twierdzenie Vogta-Russella.

Etap I

Formowanie się gwiazdy (kontrakcja na Ciąg Główny)

- Reakcje termojądrowe jakie zachodzą w jądrze gwiazdy jeszcze przed osiągnięciem Ciągu Głównego (poniżej). Tego rodzaju paliwa gwiazda ma mało, więc dopiero wysoka temperatura umożliwia „spalanie” wodoru otwiera olbrzymi rezerwuuar energii.

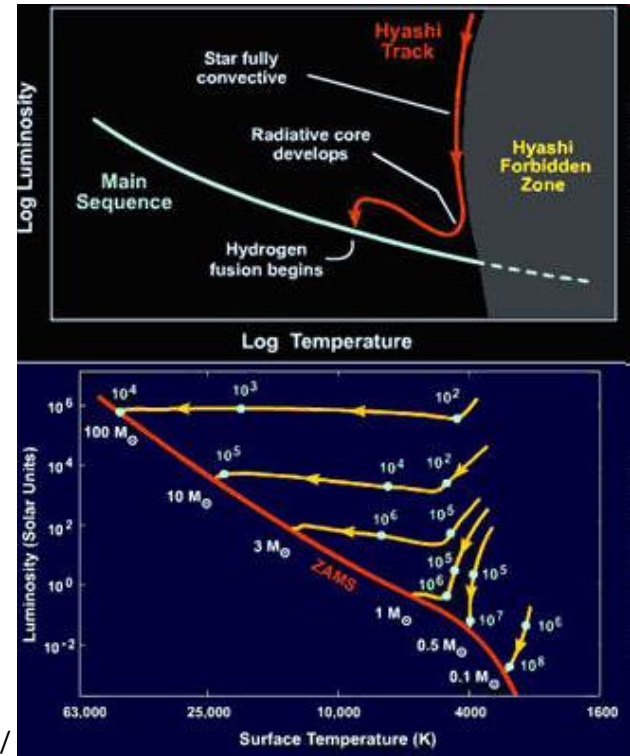


Twierdzenie Vogta-Russell'a:

<http://www.pa.uky.edu/>

Każdej konfiguracji o danym składzie chemicznym i danej masie odpowiada jeden ściśle określony punkt na diagramie H-R, przy czym różnym masom odpowiadają różne punkty.

Z materii o danej masie i ustalonym składzie chemicznym można zbudować tylko jedną trwałą gwiazdę.
(- nie zawsze jest to spełnione)



Etap II

Gwiazda świeci na koszt energii nuklearnej

- Ciąg Główny to faza ewolucji, na której gwiazda stabilizuje się na długi czas, jeśli to porównać z etapem formowania lub świecenia na koszt paliwa jądrowego innego niż wodór.

- Najistotniejsze zmiany zachodzą w jądrze gwiazdy i wiążą się ze stopniową zmianą składu chemicznego. W miarę ubytku wodoru, zaczyna przybywać helu.

- Na wykresie obok są profile zmian obfitości wodoru (X) w obrębie jądra wyrażone w funkcji znormalizowanej masy gwiazdy dla kilku wybranych momentów czasu.

- Należy zauważyć uderzającą różnicę spowodowaną obecnością konwekcji, w przypadku gwiazdy bardziej masywnej (dolny wykres), w porównaniu do braku konwekcji w gwiazdzie o mniejszej masie (wykres górny).

- Nie ulega wątpliwości, że konwekcja sprzyja bardziej efektywnemu wykorzystywaniu dostępnego paliwa jądrowego, co skutkuje większym tempem wydzielania energii.

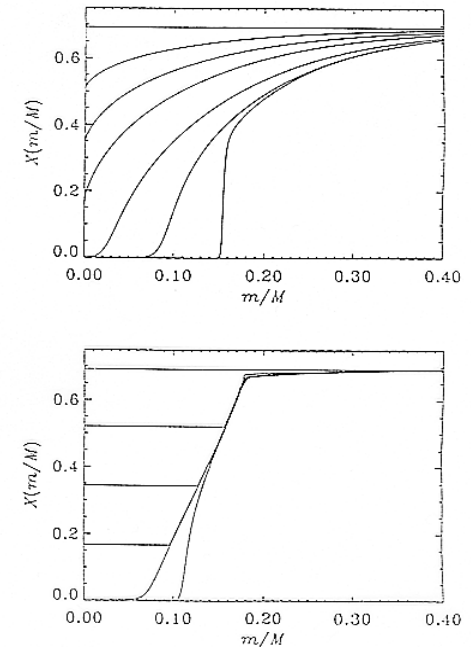


Figure 4. Evolution in the hydrogen abundance X by mass, as a function of time, against the fractional mass m/M in the star. The homogeneous initial models had $X = 0.692$. Top panel: $1M_{\odot}$, at ages 0, 2.47 Gyr, 4.53 Gyr, 6.49 Gyr, 9.29 Gyr, 10.81 Gyr and 11.62 Gyr. Lower panel: $2.5M_{\odot}$, at ages 0, 174 Myr, 306 Myr, 400 Myr, 462 Myr and 487 Myr.

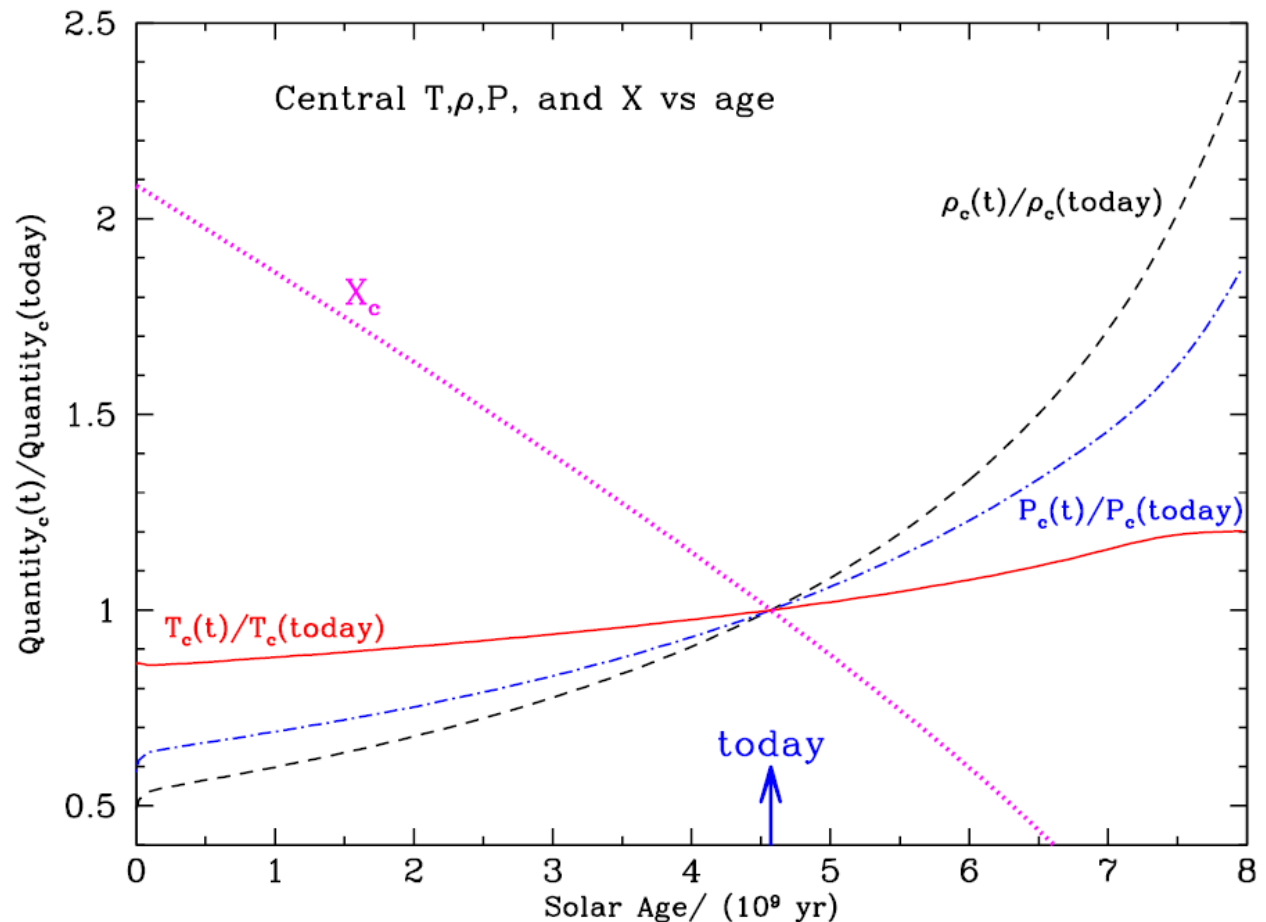
Etap II

Gwiazda świeci na koszt energii nuklearnej

Wykres poniżej pokazuje na przykładzie Słońca, jaki jest długofalowy skutek stopniowej zmiany składu chemicznego jądra.

W miarę upływu czasu, odmierzanego spadkiem obfitości wodoru, rośnie gęstość, ciśnienie i temperatura w centrum naszej gwiazdy.

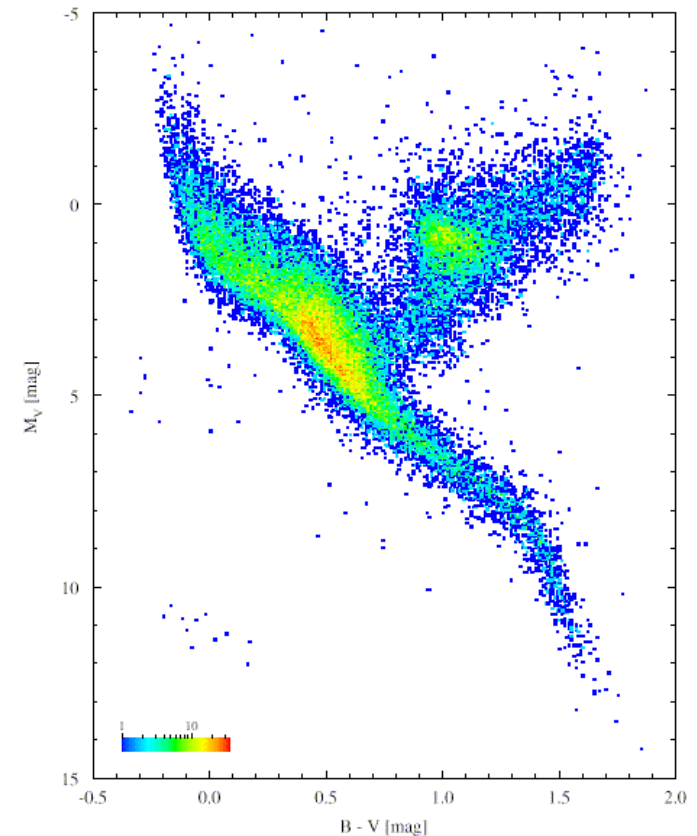
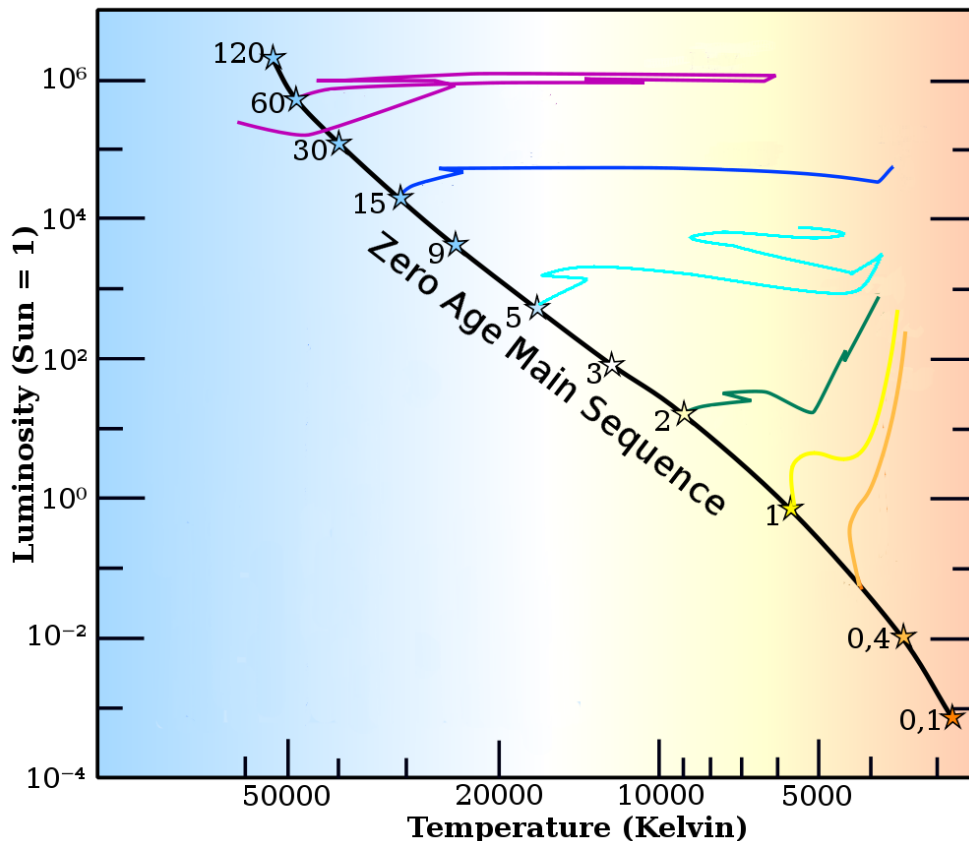
Jądro Słońca kurczy się reagując w ten sposób na zmianę składu chemicznego, która wymusza korektę rozkładu wartości parametrów w warunkach równowagi hydrostatycznej.



Etap II

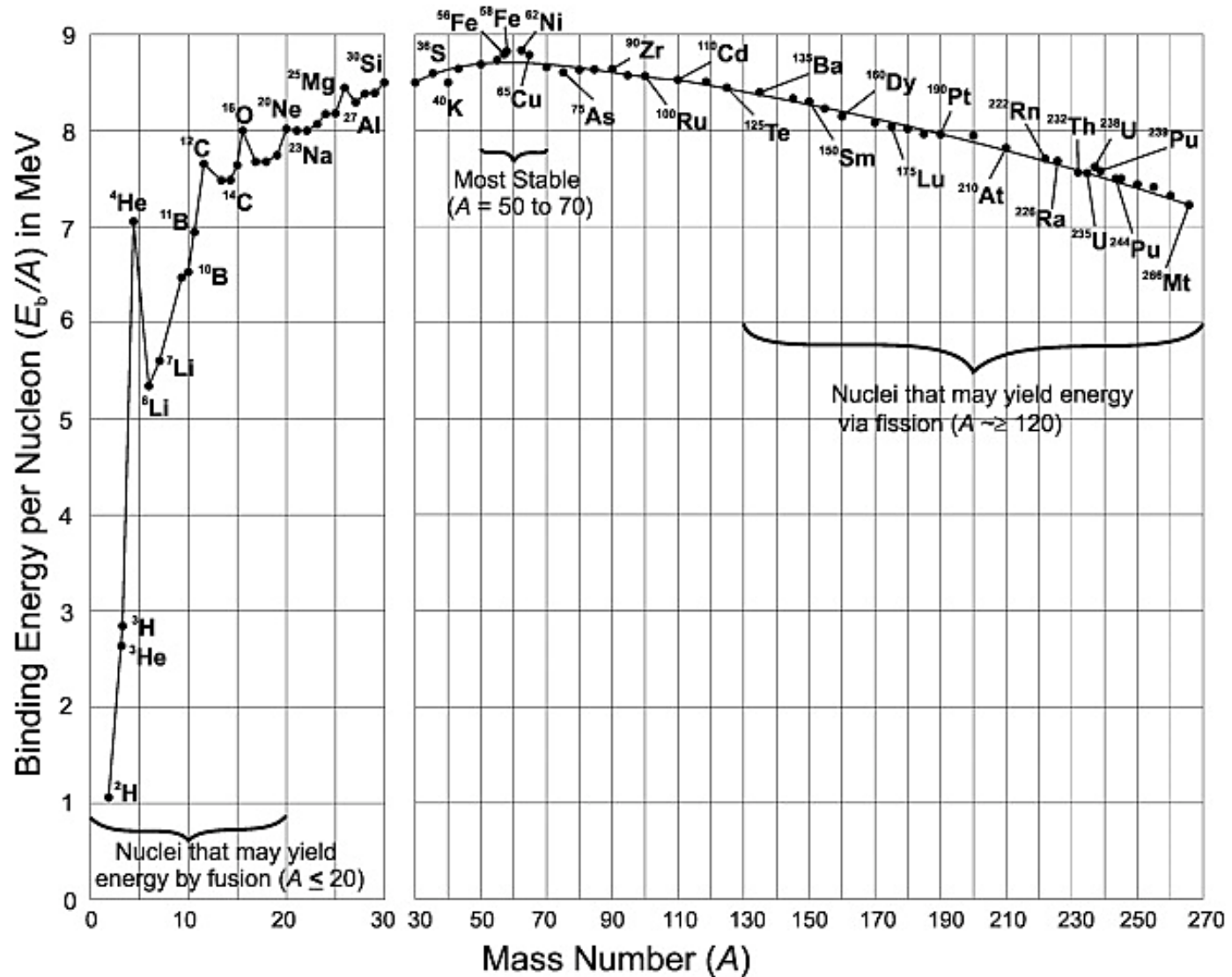
Gwiazda świeci na koszt energii nuklearnej

Te dosyć subtelne zmiany ewolucyjne powodują, że Ciąg Główny tworzy na diagramie H-R pas o określonej grubości. Im gwiazda znajduje się bliżej jego lewej, dolnej krawędzi, tym bliższa jest definicji ZAMS. Położenie w pobliżu prawej, górnej krawędzi sugeruje bliskie wyczerpanie paliwa wodorowego w jądrze.



Etap II

Gwiazda świeci na koszt energii nuklearnej



A - liczba masowa (neutrony + protony)

Etap II

Gwiazda świeci na koszt energii nuklearnej

- Kiedy zaczyna brakować paliwa wodorowego, gwiazda może zainicjować w swoim jądrze kolejne cykle przemian termojądrowych związanych z łączeniem cięższych jąder. Należy pamiętać jednak o kilku rzeczach:
- Spalanie helu i kolejnych pierwiastków wiąże się z mniejszym zyskiem energetycznym niż to było w przypadku przemiany wodoru w hel (wykres poniżej).

Taką samą podaż energii gwiazda może osiągnąć poprzez zwiększenie tempa zachodzenia tych reakcji. A to oznacza, że danego rodzaju paliwa wystarczy jej na krócej.

- Zainicjowanie nowych reakcji wymaga bardzo istotnego wzrostu temperatury. Tylko pod tym warunkiem rozkład Maxwella-Boltzmannna może „zazębić” się z rozkładem zawierającym energię Gamowa dla jąder o większym ładunku elektrycznym. Już w przypadku helu wymaga to $T \sim 150-250 \times 10^6 \text{ K}$.

Energia Gamowa (energia rezonansowa lub efektywna) oznacza konkretną, najbardziej prawdopodobną energię, przy której zachodzą reakcje fuzji termojądrowej (np. łączenie się jąder wodoru) wewnątrz gwiazd.

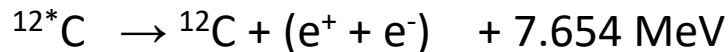
Etap II

Gwiazda świeci na koszt energii nuklearnej

łańcuch reakcji prowadzący do powstawania jąder węgla (cykl 3 α), a po przyłączeniu jeszcze jednego jądra helu, również jąder tłenu.



lub



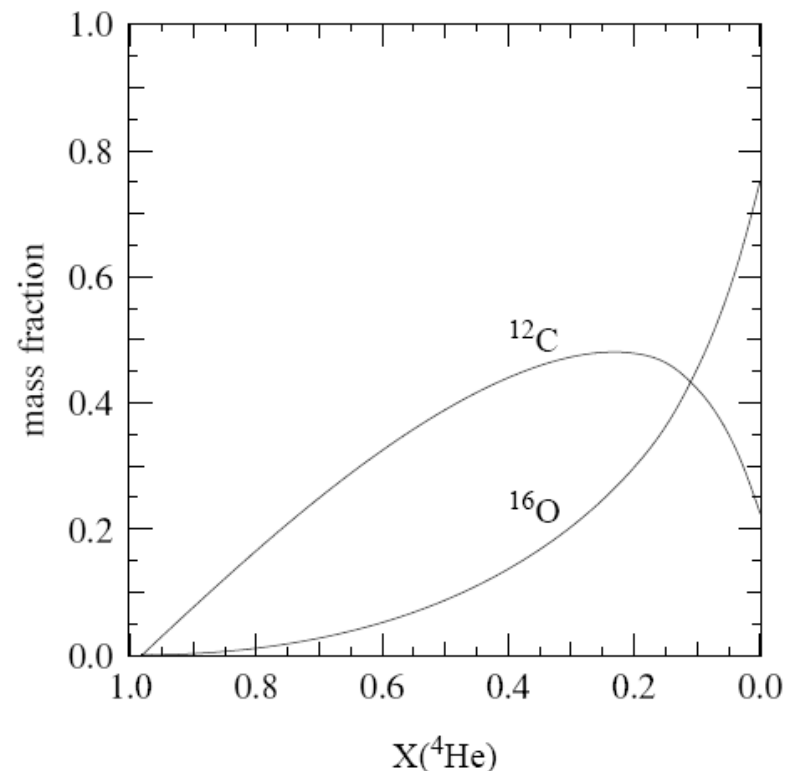
czyli w skrócie: $3 {}^4\text{He} \rightarrow {}^{12}\text{C} + 2\gamma$

a bilans energetyczny wynosi:

$$7.654 \text{ MeV} - 0.287 \text{ MeV} - 0.092 \text{ MeV} = \mathbf{+7.275 \text{ MeV}}$$



Ewolucja obfitości pierwiastków podczas procesu 3 α (czyli „spalania” helu) we wnętrzu gwiazdy.



Etap II

Gwiazda świeci na koszt energii nuklearnej

Wymogowi wytworzenia odpowiednio wysokiej temperatury są w stanie sprostać jedynie wystarczająco masywne gwiazdy (uściślimy to w przyszłości).

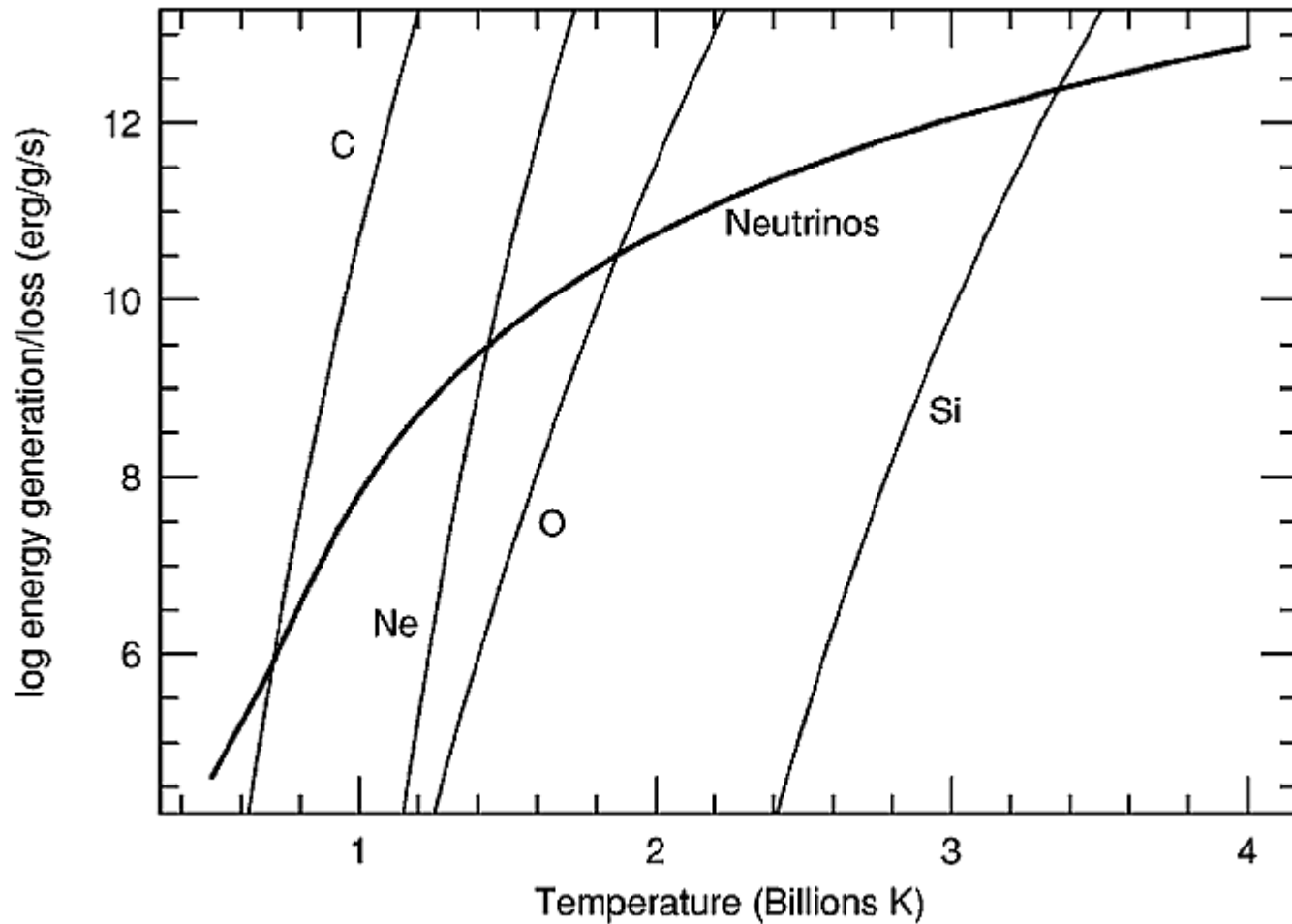
Kolejny problem zaczyna się pojawiać, kiedy jedynym dostępnym paliwem stają się pierwiastki takie jak węgiel lub cięższe. W temperaturze niezbędnej do zachodzenia tych typów reakcji syntezy, coraz większy procent wydzielanej energii unoszą ze sobą neutrino powstające w wyniku spontanicznie zachodzących rozpadów β .

Oznacza to, że tylko malejący procent wydzielonej energii jest w stanie wpływać na lokalne warunki termodynamiczne, które stanowią kluczowy element dla zachowania stanu globalnej równowagi hydrostatycznej.

Etap II

Gwiazda świeci na koszt energii nuklearnej

Energia unoszona przez neutrina powstające w wyniku rozpadów β



Nukleosynteza

Nukleosynteza - czyli powstawanie pierwiastków.

Omówione łańcuchy reakcji pokazują, że w jądrach gwiazd wytwarzane są pierwiastki, z których zbudowane są m.in. Planety grupy ziemskiej.

Gwiazdy wytwarzają również pierwiastki cięższe od żelaza, chociaż nie zyskują w ten sposób energii. Kluczowym rodzajem reakcji jądrowej, w której może powstać dowolny pierwiastek jest wychwyty neutronu (szczegóły na jednym z kolejnych slajdów). Są to w znacznej większości reakcje endotermiczne, dlatego nie były wspomniane podczas omawiania źródeł energii gwiazd.

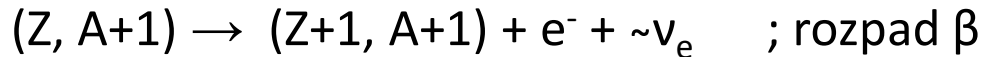
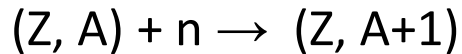
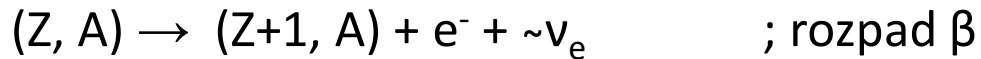
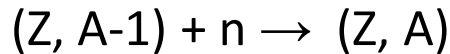
Relacja pomiędzy wychwytem neutronu i rozpadem promieniotwórczym β określa możliwości gwiazdy jeśli chodzi o nukleosyntezę.

Proces s, zachodzący przy małym strumieniu swobodnych neutronów, nie pozwala na przekroczenie obszaru nietrwałości izotopów powyżej bizmutu.

Proces r, zachodzący przy dużej podaży swobodnych neutronów, nie ma takich ograniczeń.

Nukleosynteza

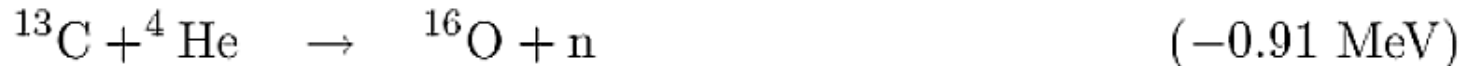
Wychwył neutronu (procesy s i r)



s - slow: mały strumień swobodnych neutronów \rightarrow skala czasowa rozpadu β jest krótsza

r - rapid: duży strumień swobodnych neutronów \rightarrow skala czasowa rozpadu β jest dłuższa

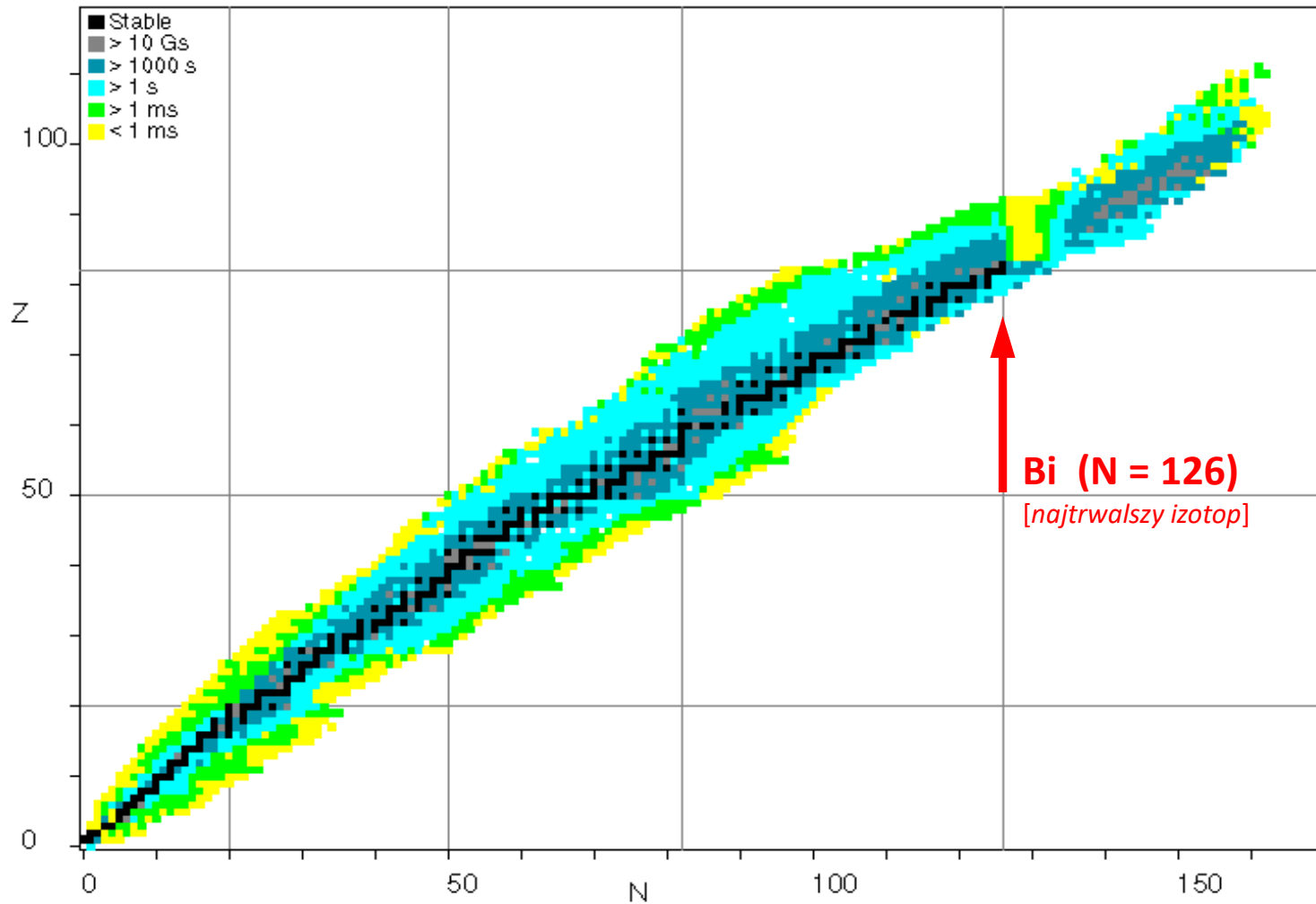
proces s, zachodzący na gałęzi asymptotycznej olbrzymów (AGB), daje możliwości syntezy wszystkich pierwiastków aż do bizmutu (Bi).



Proces r, zachodzący we wczesnym stadium wybuchu supernowej i w trakcie zlewania się gwiazd neutronowych, daje możliwość syntezy dowolnego pierwiastka.

Nukleosynteza

Stabilność izotopów w zależności od liczby neutronów (N) i liczby protonów (Z)

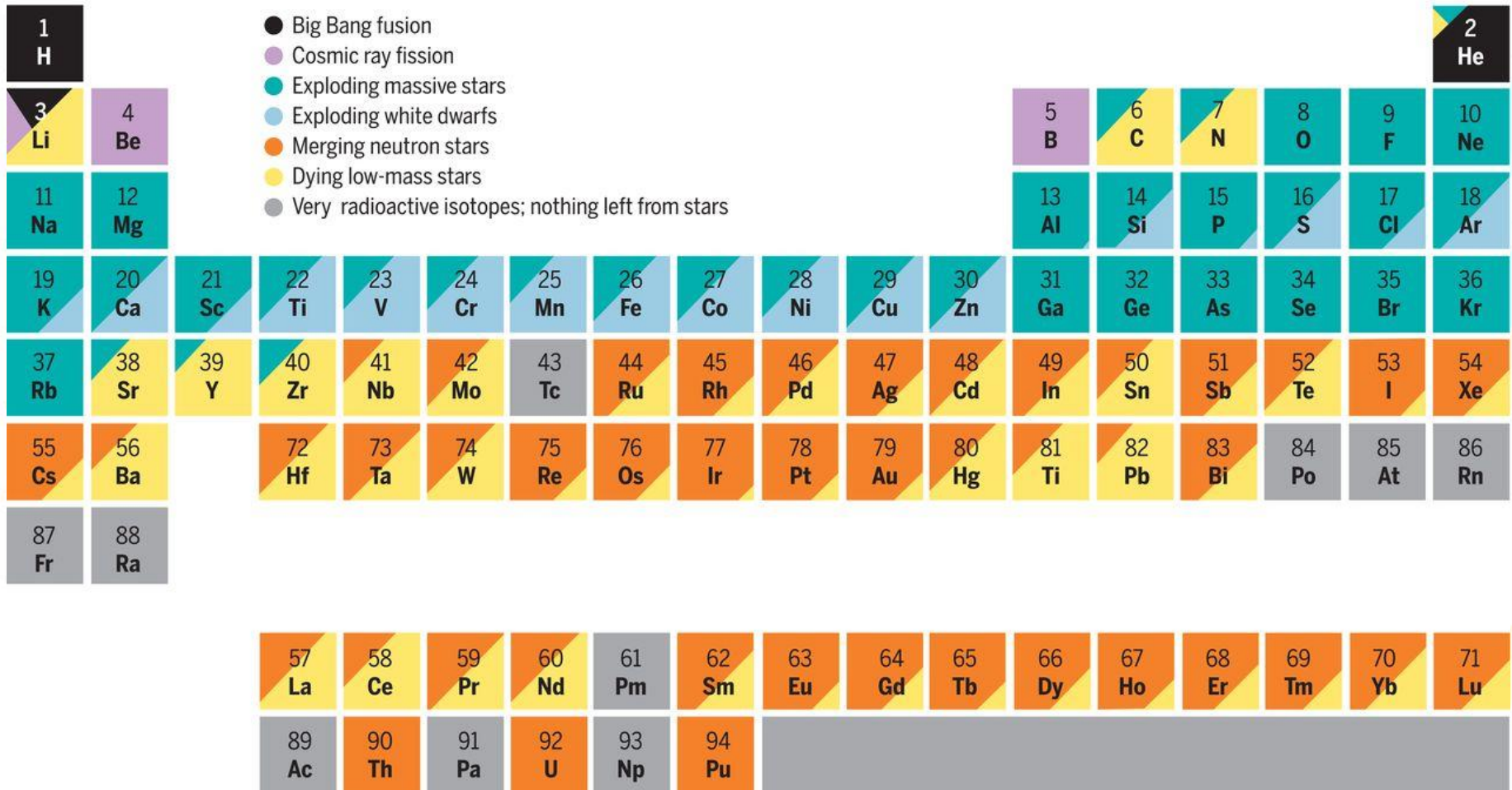


N - liczba neutronów

Z - liczba protonów

Nukleosynteza

The evolving composition of the Universe



Źródło: Jennifer A. Johnson / Science

Źródła nukleosyntezy pierwiastków w Układzie Słonecznym. Każdy pierwiastek w układzie okresowym został pokolorowany w sposób pokazujący źródła pierwiastków. Pokazano jedynie pierwiastki naturalnie występujące w Układzie Słonecznym, a pozostałe – wytworzone sztucznie lub na skutek radioaktywnego rozpadu długo żyjących jąder – pokazano na szaro

Uwaga => „low-mass stars” to gwiazdy do mas około $8 M_{\odot}$

Ewolucja gwiazd

W zależności od masy początkowej ewolucja gwiazdy może przebiegać w bardzo zróżnicowany sposób. Skutkuje to zarówno różnym czasem trwania całego procesu, jak również różnymi charakterystykami obiektów, na których ta ewolucja się kończy.

Sprawę dodatkowo komplikuje fakt, że gwiazdy w niektórych przypadkach znacząco zmieniają swoją masę.

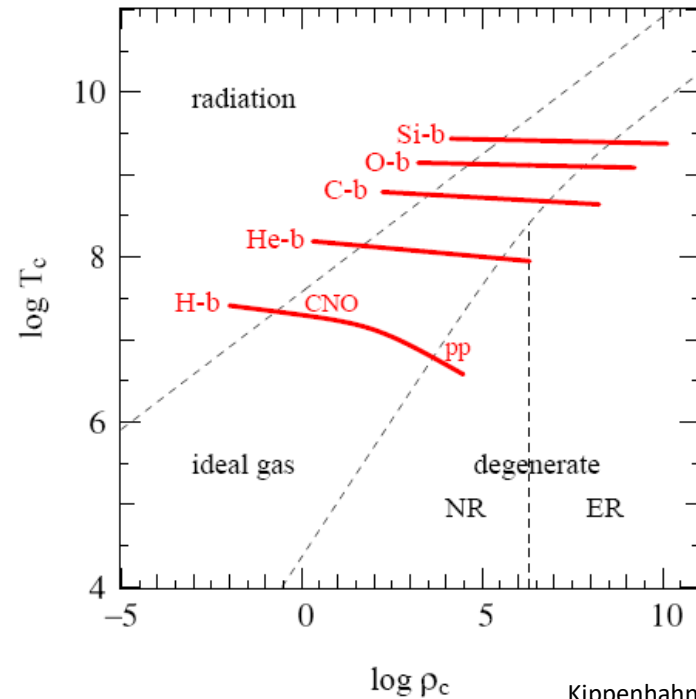
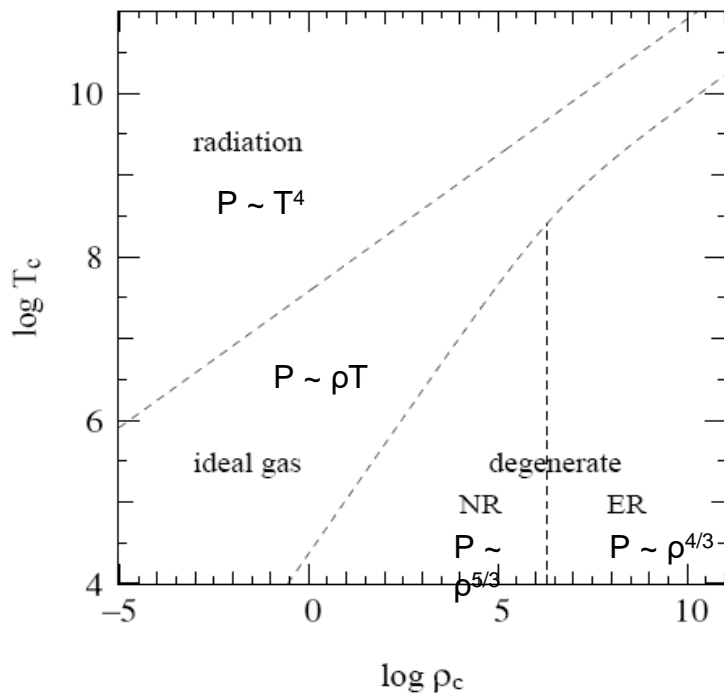
Aby możliwie precyzyjnie śledzić kolejne stadia ewolucji gwiazd, stosuje się kilka alternatywnych sposobów - są nimi:

- 1. Diagram $\log \rho_c - \log T_c$** , który obrazuje zmianę warunków panujących w centralnej części gwiazdy pod wpływem zmiany składu chemicznego.
- 2. Diagram H-R**, ilustrujący zmiany ewolucyjne gwiazdy, które możemy weryfikować metodami astrofizyki obserwacyjnej.
- 3. Diagram Kippenhahna**, który przedstawia zmiany w całej strukturze gwiazdy w funkcji czasu.

Ewolucja gwiazd

Diagram $\log \rho_c - \log T_c$. Zaznaczone zostały na nim granice pomiędzy obszarami, w których obowiązują różne równania stanu. Centralny korytarz zajmuje gaz doskonały, powyżej dominuje ciśnienie promieniowania, poniżej - gaz zdegenerowany opisywany formułą Fermiego-Diraca, w przybliżeniu nierelatywistycznym (po lewej) i relatywistycznym (po prawej).

5 czerwonych linii (po prawej) - po ich przekroczeniu możliwe staje się zainicjowanie reakcji termojądrowych z udziałem odpowiednio: wodoru, helu, węgla, tlenu i krzemu.

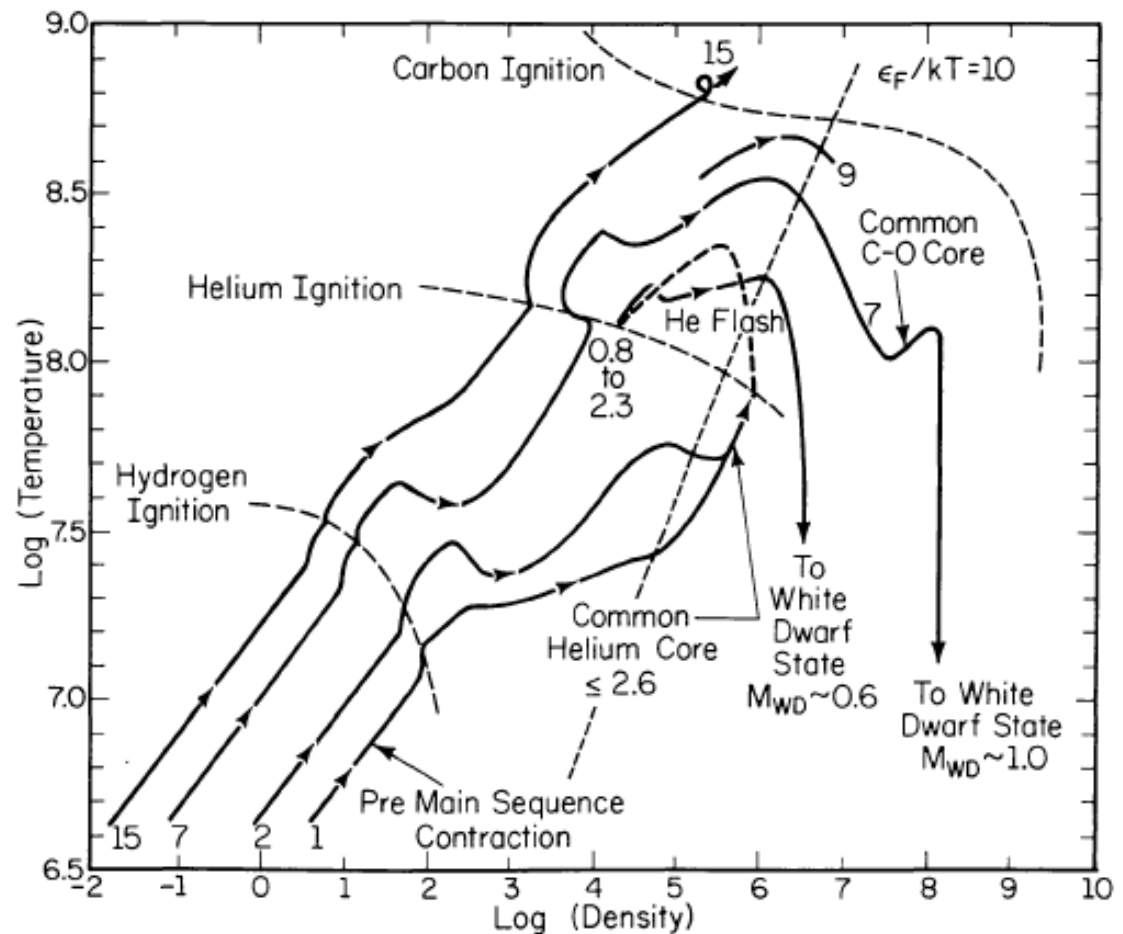


Ewolucja gwiazd

Ścieżki ewolucyjne dla gwiazd o masach początkowych: 1, 2, 7 i 15 M_{\odot} . Ścieżka najbardziej masywnej gwiazdy stale okupuje obszar gazu doskonałego i tylko ona przekracza linie oznaczającą „zapłon” węgla. Pozostałe natomiast skręcają w kierunku obszaru, gdzie mamy do czynienia z gazem zdegenerowanym (degeneracji ulegają jedynie elektrony.)

Gwiazdy o masach pomiędzy 0.8 i 2.3 masy Słońca inicjują „zapłon” helu w warunkach degeneracji. Proces ten określamy mianem błysku helowego.

Gwiazdy o mniejszej masie nie potrafią „zapalić” helu, a gwiazdy o większej masie, ale nie przekraczające 9 mas Słońca, zapalają hel, lecz nie potrafią zapalić węgla.

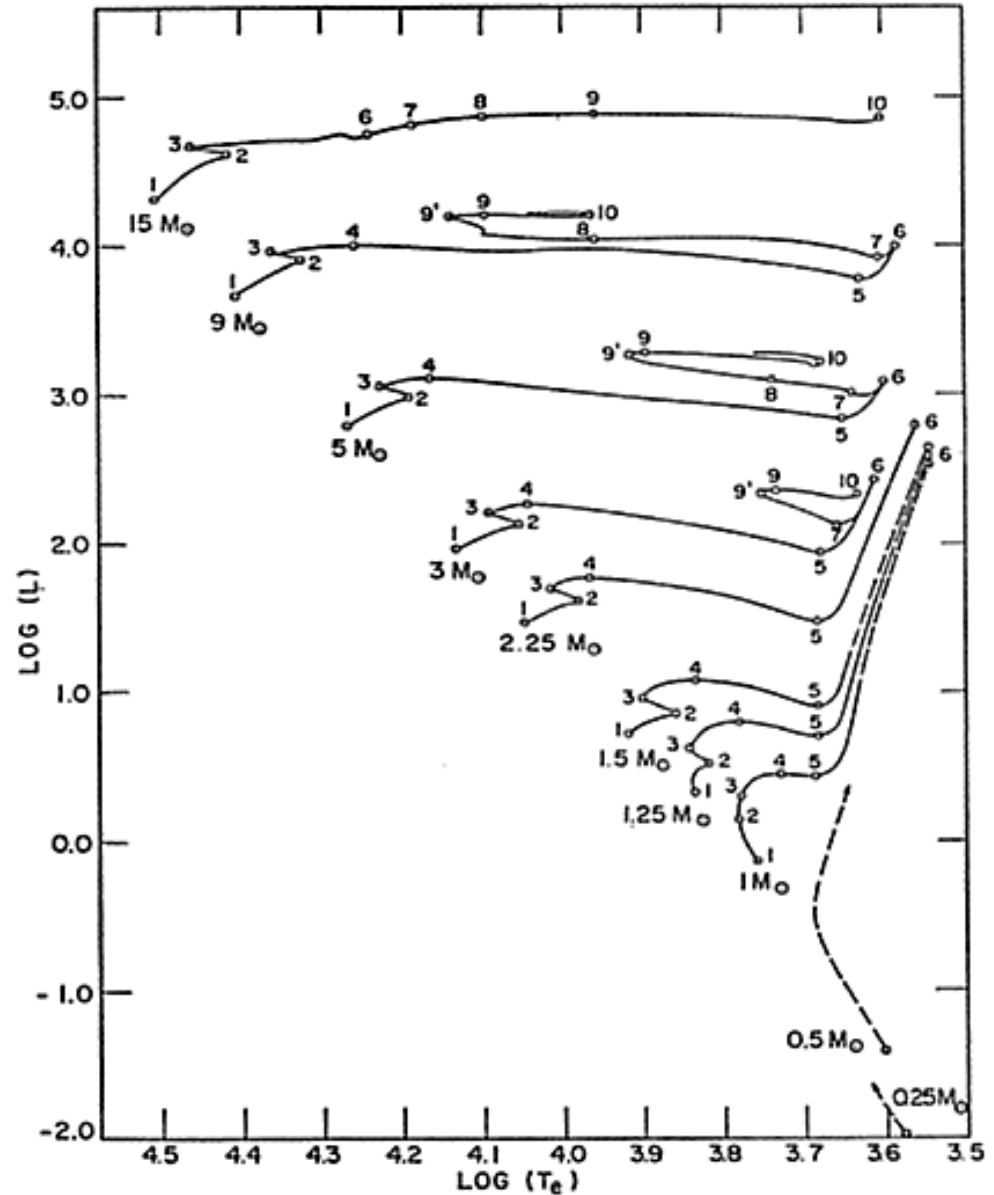


Ewolucja gwiazd

Przebieg przykładowych ścieżek ewolucyjnych na diagramie H-R.

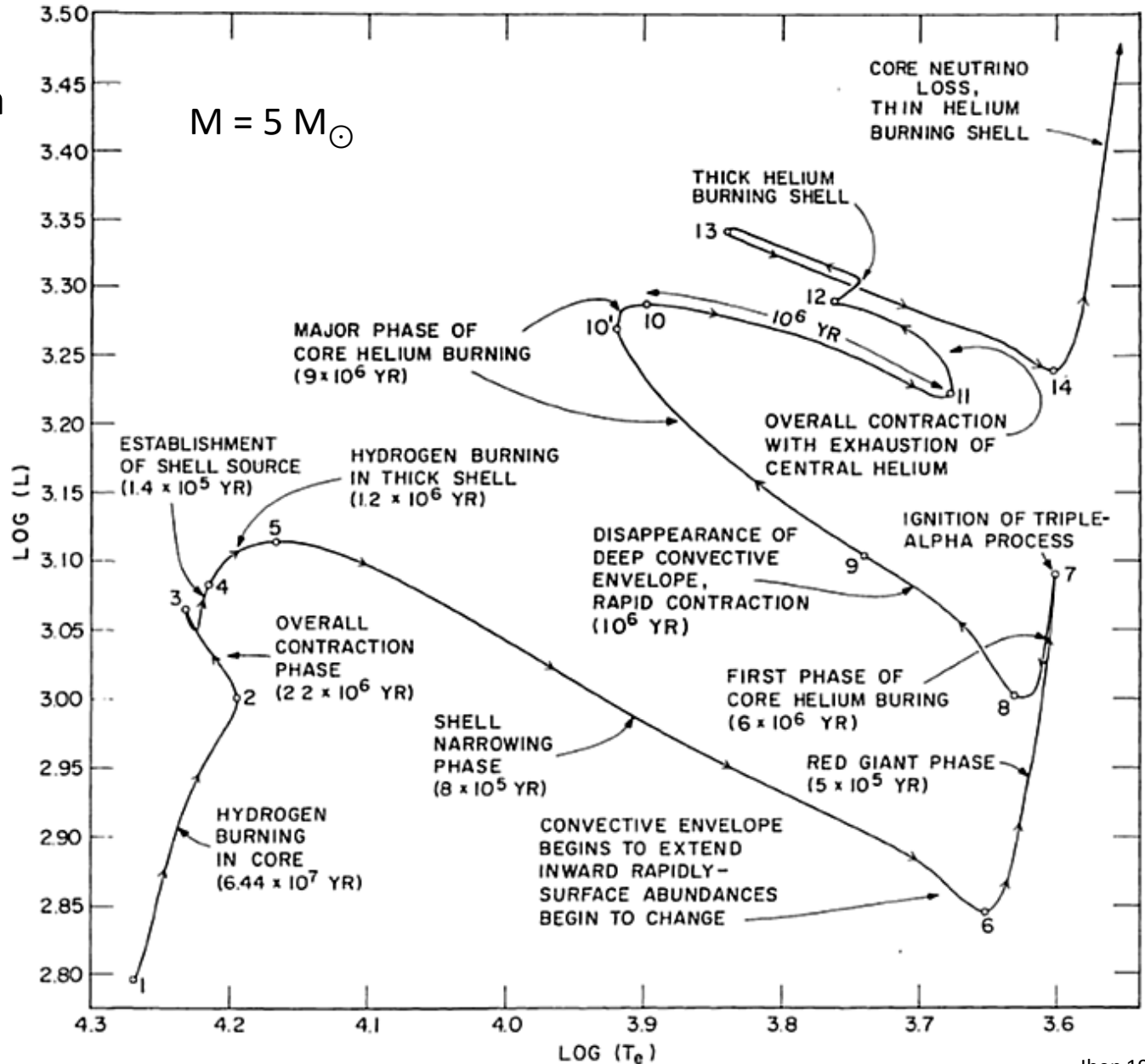
Liczby widoczne przy każdej ścieżce oznaczają takie samo zaawansowanie ewolucyjne gwiazdy. Na przykład 3 oznacza „wypalenie” wodoru w jądrze i opuszczenie Ciągu Głównego, a 6 zapoczątkowanie cyklu 3α w jądrze.

Nie należy tych liczb utożsamiać z wiekiem, bo ten jest różny w zależności od masy.



Ewolucja gwiazd

Bardziej szczegółowa ścieżka ewolucyjna (wraz z opisem) dla gwiazdy o $M = 5 M_{\odot}$



Ewolucja gwiazd

Oba sposoby prezentowania ewolucji - diagramy: H-R oraz $\log \rho_c - \log T_c$

