

Organizacja

- Egzamin ustny
- <https://openstax.org/details/books/astronomy> – przydatna i darmowa książka
- Marcin Kubika – „Gwiazdy i materia międzygwiazdowa”.

1 Wykład 1

Doba nie jest równa obrotowi Ziemi o 360° , a o ok. 361° ponieważ składają się ze sobą dwa ruchy **obiegowy** i **obrotowy** Ziemi. Na niebie można dostrzec księżyc, słońce, gwiazdy i planety. Te ostatnie od gwiazd odróżniają się tym, że przemieszczają się po niebie. Obserwacje astronomiczne dały ludziom możliwość precyzyjnego pomiaru czasu. Dalej obserwując gwiazdy można orientować się w terenie (gwiazda polarna, krzyż południa).

Gwiazdozbiory to umownie połączone ze sobą w grupy gwiazdy, w celu łatwego zidentyfikowania ich na niebie. Dokładniej jest to pewien obszar o ściśle określonych granicach. Nie wszystkie gwiazdozbiory widać z jednego punktu na Ziemi. Są takie, które widać zawsze. Inne widać okresowo (w niektórych porach roku). Jeszcze innych nigdy nie widać (widać je tylko z drugiej półkuli). Obecnie wyróżnia się 88 gwiazdozbiorów.

Nazwy gwiazd – niektóre gwiazdy mają swoje nazwy gwiazdy. Inną metodą jest oznaczanie gwiazd w gwiazdozbiorze kolejnymi literami greckimi lub liczbami (ze względu na położenie lub jasność). Obserwowane gwiazdy mają różne wielkości. Skala wielkości gwiazd nazywane jest **magnitudo**. Nie należy wiązać obserwowaną wielkość gwiazd z ich rzeczywistymi rozmiarami, a ich jasnością. Rzeczywiście gwiazdy są punktami. Związek pomiędzy magnitudo a jasnością wyraża **wzór Pogsona**:

$$m_A - m_B = -2.5 \log \frac{F_A}{F_B} \quad (1.1)$$

Do stosowania powyższego wzoru wymaga zdefiniowania pewnego standardu, względem którego wyznacza się jasność innych gwiazd. Obecnym standardem jest **Wega** (α Lyr). Oprócz tego istnieje więcej rozsianych po niebie standardów, aby łatwo określać wielkość gwiazdową na dowolnym punkcie nieba. Różnica 5 magnitudo to różnica dwóch rzędów wielkości jasności gwiazdy.

Bardzo długo nie umiano określać odległości do gwiazd. Co prawda obserwacja **paralaksy** umożliwiała oszacowanie odległości, ale do tego potrzebne były dobre teleskopy oraz technika fotografii, ponieważ jest to efekt subtelny. Zasięg obserwowania paralaksy z Ziemi to 100 parseków. Jeden **parsek** jest to odległość z jakiej jednostka astronomiczna jest obserwowana jako jedna sekunda łuku. Natomiast z orbity 1000 pc (Hipparcos) aż do 10000 pc (GAIA).

2 Wykład 2

2.1 Paralaksa

Obserwując jeden obiekt (np. gwiazdę) z dwóch różnych perspektyw można zaobserwować zmianę jego położenia względem bardziej odległego tła. Jeśli nakreślimy trójkąt pomiędzy początkowym położeniem, końcowym położeniem oraz obserwowanym obiektem i oznaczymy π^0 kąt przy obserwowanym obiekcie to odległość od tego punktu do przeciwnego boku jest określona wzorem:

$$D = b \frac{57.3^\circ}{\pi^0} 2.1 \quad (2.1)$$

gdzie b to długość łuku pomiędzy dwoma punktami obserwacji (w przypadku pomiarów astronomicznych z Ziemi, to ten łuk jest w przybliżeniu prostą łączącą dwa położenia Ziemi).

W pomiarach astronomicznych kąt π^0 jest zwykle bardzo mały. Stopień jest w tym przypadku zbyt dużą jednostką, więc stosuje się miarę sekund łuku. Ponadto do określania b używa się jednostek astronomicznych. Wówczas wzór

$$D[AU] = \frac{206.65''}{\pi^0} \quad (2.2)$$

Jeśli natomiast wynik miałby być otrzymany w **parsekach** to powyższy wzór przybiera postać:

$$D[pc] = \frac{1}{\pi^0} \quad (2.3)$$

Bierze się to z definicji parseka – odległość dla której kąt paralaksy jest równy jednej sekundzie łuku. Pojedyncze pomiary paralaksy mają mały sens ze względu na dużą niepewność pomiarów. Dodatkowym utrudnieniem jest ruch własny obserwowanych gwiazd względem układu słonecznego. Jedynie duża ilość tych pomiarów ma sens. Pierwsze pomiary paralaksy to rok 1838, ponieważ dopiero wtedy sprzęt obserwacyjny był wystarczająco dobry.

2.2

Znając odległość gwiazdową można było szacować ich jasności. W rezultacie odkryto, że w sąsiedztwie naszego układu gwiezdnego znajdują się głównie gwiazdy słabo świecące, zatem można się spodziewać, że wszędzie indziej sytuacja może być podobna.

2.3 Jasność absolutna

Oprócz jasności obserwowej (m) definiuje się też jasność absolutną (M) (opisywaną także w skali magnitudo). Jest to jasność obserwowana gwiazdy w odległości 10pc . Różnica między jasnościami dana jest wzorem:

$$m - M = 5 \log D[\text{pc}] - 5 \quad (2.4)$$

2.4 Nośniki informacji

Nośnikami informacji z kosmosu mogą być: **fale elektromagnetyczne, cząstki, neutrina** oraz **fale grawitacyjne**. Cząstki oddziałują z polami sił (gravitacja i elektromagnetyzm), więc mogą być silnie odginane. Szczególnie biorąc pod uwagę fakt istnienia wewnętrz galaktyk a nawet międzygalaktycznych pól elektromagnetycznych. Neutrina bardzo słabo oddziałują co przekłada się na to, że są bardzo przenikliwe. Np. słońce jest silnie nieprzepuszczalne dla światła, ale już dla neutrin nie. W związku z tym mierząc neutrina można uzyskiwać informacje na temat wydarzeń wewnętrz jąder gwiazd. Natomiast nie wszędzie można z nich korzystać. Fale grawitacyjne zostały odkryte najpóźniej i ze względu na trudność pomiaru używane są do pomiarów zjawisk na ogromną skalę – takich jak łączenia czarnych dziur lub gwiazd neutronowych.

2.4.1 Fale elektromagnetyczne

W astronomii korzysta się z fal elektromagnetycznych z niemal całego spektrum. Fotony te różnią się nawet o kilkanaście rzędów wielkości jeśli chodzi o energię. Najpierw obserwowane były jedynie fale w spektrum widzialnym. Następnie technika fotografii poszerzyła to spektrum (głównie podczerwone). Dalej człowiek nauczył się rejestrować fale radiowe. Ze względu na to, że pozostałe zakresy są odbijane lub pochłaniane przez atmosferę ziemi, zaczęły być one rejestrowane dopiero w epoce kosmicznej. Część promieniowania pochłaniane jest przez parę wodną zawartą w atmosferze – dlatego obserwatoria astronomiczne najlepiej lokować w suchych obszarach.

Możliwa jest też pośrednia obserwacja wysokoenergetycznych kwantów γ . Taki foton wpadając w atmosferę i reagując z materią tworzy efekt kaskadowy (**pęk atmosferyczny**). Część cząstek obdarzonych energią przez taką cząstkę może poruszać z prędkością większą niż prędkość światła w atmosferze. W związku z tym następuje efekt Czerenkowa w zakresie niskiego nadfioletu. I takie światło można już obserwować.

3 Wykład 3

Temperaturę gwiazd można zmierzyć na kilka sposobów. Robi się to badając promieniowanie elektromagnetyczne z nich pochodzące. Pierwsze dwa sposoby korzystają z modelu ciała doskonale czarnego, natomiast trzeci z widm absorbcyjnych gwiazd:

1. **Prawo przesunięć Wiena** – ciało doskonale czarne emisję najwięcej promieniowania o długości określonej przez wzór:

$$\lambda_{\max} \cdot T = 2.898 \cdot 10^{-3} \text{mK} \quad (3.1)$$

2. **Prawo Stefana-Boltzmannia** – całkowite promieniowanie wyemitowane przez ciało doskonale czarne określa wzór:

$$F_{\text{em}} = \sigma \cdot T^4 \quad (3.2)$$

gdzie $\sigma = 5.67 \cdot 10^{-8} \text{Wm}^{-2}\text{K}^{-4}$

3. Pierwiastki zawarte w atmosferze gwiazd pochłaniają konkretne długości fal zgodnie z prawami przejścia kwantowych. Skutkiem tego jest widmo liniowe absorbcyjne – widmo ciągłe pozbawione niektórych części. Badając te częstotliwości można dowiedzieć się jakie pierwiastki budują gwiazdę i na podstawie tego zaklasyfikować ją do konkretnego typu gwiazdowego. Gwiazdy danego typu mają podobne temperatury, więc jest to także pomiar temperatury.

3.1 Gwiazda jako ciało doskonale czarne

Gwiazdy są w przybliżeniu ciałami doskonale czarnymi. Jednak w widmie gwiazd można dostrzec mnóstwo linii widmowych, których nie ma w rozkładzie Plancka co wskazuje, że jest to tylko przybliżenie. W celu zrobienia użytku z formalizmu ciała doskonale czarnego wprowadzono termin **temperatury efektywnej** – temperatury, którą miałaby powierzchnia gwiazdy (bezpośrednio emitująca część gwiazdy – **fotosfera**), gdyby promieniowała jak ciało doskonale czarne. Gwiazdy mają różne kolory. Zgodnie z prawem przesunięć Wiena im cieplejsza gwiazd tym dla krótszej fali przypada maksimum. Zatem gwiazdy białe są cieplejsze od czerwonych, a niebieskie od białych. Mierząc długość, której przypada największe natężenie promieniowania można otrzymać temperaturę efektywną. Innym sposobem pomiaru temperatury efektywnej jest skorzystanie z prawa Stefan-Boltzmanna (3.2). Z ziemi można zmierzyć jedynie bolometryczny strumień promieniowania F_{obs} . Wiąże się on z temperaturą efektywną wzorem:

$$4\pi R^2 \sigma T_{\text{eff}}^4 = 4\pi D^2 F_{\text{obs}} \quad (3.3)$$

co można przekształcić do:

$$T_{\text{eff}}^4 = \frac{1}{\sigma} \left(\frac{D}{R} \right)^2 F_{\text{obs}} \quad (3.4)$$

gdzie D to odległość od gwiazdy, a R to promień gwiazdy. Niestety dla wielu gwiazd nie potrafimy dokładnie zmierzyć ich promieni ani ich odległości. Aby dokonać pomiarów temperatury takich gwiazd stosuje się **system fotometryczny Johnsona-Cousinsa**.

3.1.1 System fotometryczny Johnsona-Cousinsa

Badanie widma polega na rejestracji jasności gwiazdy za pomocą wybranych dwóch filtrów np. B i V. Różnica tych pomiarów wyrażona w skali magnitudo informuje o ilorazie strumieni promieniowania w dwóch zakresach (przepuszczanych przez filtry). Zgodnie z wzorem Pogsona:

$$\frac{F_B}{F_V} = 10^{-0.4(B-V)} \quad (3.5)$$

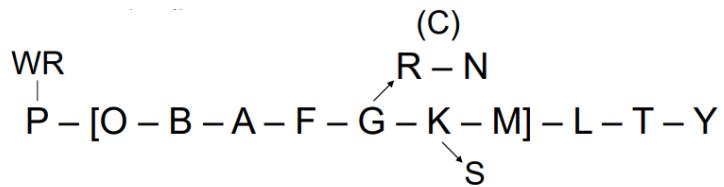
Znając ten stosunek można korzystać z tabel (stworzonych na podstawie gwiazdy, których temperatury zmierzono inaczej) wyznaczyć temperaturę gwiazdy. Metoda ta nie wymaga znajomości odległości od gwiazdy ani jej rozmiaru. Nie jest też potrzebna rejestracja widma. Niestety ze względu na obecność materii międzygwiazdowej część promieniowania nie dociera do obserwatora. To zjawisko nazywa się **ekstynkcją międzygwiazdową**. Ekstynkcja działa selektywnie – pochłania silniej promieniowanie o jednej częstotliwości niż pewnej innej częstotliwości. Głównie pochłaniane są krótsze fale – stąd inna nazwa efektu – **poczerwienienie międzygwiazdowe**.

3.2 Linie widmowe

Ekstynkcja nie likwiduje linii widmowych, więc można korzystać z ich istnienia. Każda linia widmowa jest efektem przejścia atomu z jednego stanu energetycznego do innego. Każdy pierwiastek i jego jon dysponuje pewnym unikatowym zestawem linii, które można wykorzystać do zidentyfikowania jego obecności w widmie gwiazdy. Jak za pomocą linii widmowych można uzyskać informacje na temat temperatury gwiazdy? Pierwiastki w różnych przedziałach temperatury są bardziej lub mniej zjonizowane. W pewnych przedziałach mogą nawet tworzyć związki chemiczne, a te charakteryzują się jeszcze innymi liniami niż budujące je atomy. Przykładowo zjonizowany hel występuje w przedziale od 10000 K do 30000 K. Przedział wydaje się szeroki, ale badając różne pierwiastki dostajemy więcej takich przedziałów, których przecięcia są już znacznie węższe. Temperatura ma też wpływ na to, które z możliwych linii charakterystycznych dla danego jona mogą powstawać. Kolejne pokolenia spektroskopistów stworzyły obszerne i dokładne opisy widm różnych pierwiastków i jonów, dzięki czemu można w obserwowanym świetle doszukiwać się wystąpień poszczególnych linii widmowych.

Na podstawie występowania charakterystycznych linii w widmach gwiazd dokonano ich klasyfikacji, definiując tzw. **typ widmowy** gwiazdy. Oznacza się je wielkimi literami alfabetu łacińskiego. Dla większej precyzji wprowadzono pojęcie **podtypu widmowego**, oznaczanego cyfrą arabską zapisaną po literze np. B0 i B9. Aby przypisać gwiazdę do typu podtypu widmowego porównuje się jej widmo ze zestawem wzorców. Klasyfikowana

gwiazda trafia do typu, którego wzorzec jej widmo przypomina najbardziej. Poniżej ukazane są najważniejsze typy widmowe uporządkowane według malejącej temperatury. Boczne gałęzie oznaczają typy widmowe wyodrębnione na podstawie nietypowej nadobfitości występowania niektórych pierwiastków.



Zapamiętanie 7 najważniejszych typów widmowych ułatwia wierszyk *Oh Be A Fine Girl, Kiss Me!*. Typ gwiazdowy słońca to G2.

4 Wykład 4

4.1 Klasa jasności

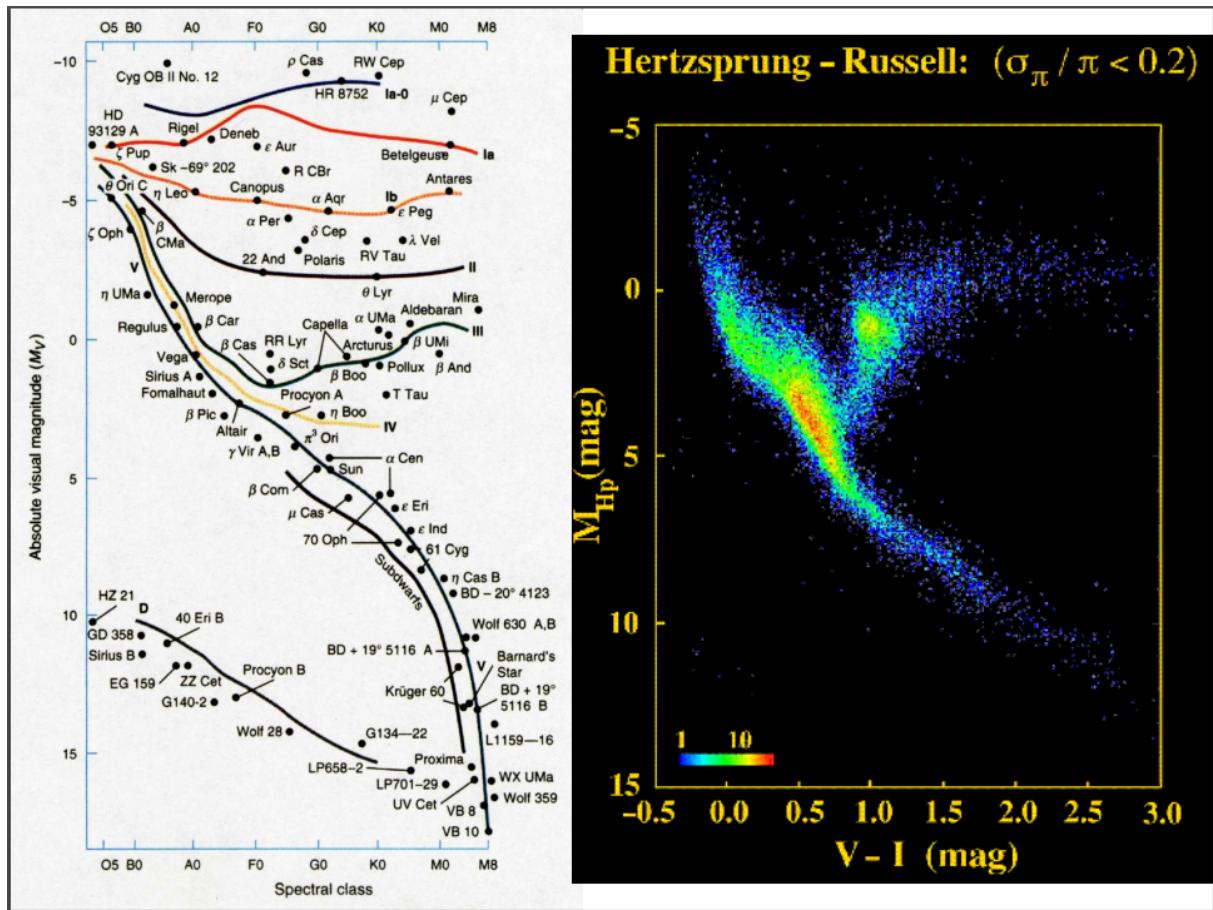
Widma tego samego typu mogą mieć różnej szerokości linie widmowe. Szerokość linii zależy od ciśnienia panującego w fotosferach gwiazd. Im większe ciśnienie tym większe rozmycie linii widmowych. Te różnice w rozmyciach linii widmowych spowodowały wprowadzenia drugiego parametru w klasyfikacji widmowej – **klasy jasności**. Najważniejszych klas jasności jest 8, są one oznaczane kolejnymi liczbami rzymskimi i posiadają swoje nazwy:

- Hiperolbrzym (0).
- Nadolbrzym (I).
- Jasny olbrzym (II).
- Olbrzym (III).
- Podolbrzym (IV).
- Karzeł = gwiazda ciągu głównego (V).
- Podkarzeł (VI).
- Biały karzeł (VII).

Najczęściej spotykanymi klasami jasności są karły (szczególnie zimne czerwone karły). Pełna **klasyfikacja widmowa słońca to G2V**.

4.2 Diagram Hertzsprunga-Russella

Pierwotnie był to diagram, który na osi OX umieszczony miał typ widmowy od O do M, a na osi OY jasność absolutną (klasę jasności). Później pojawiły się inne warianty, w których zamiast typu widmowego umieszczony jest wskaźnik barwy albo logarytm T_{eff} , a substytutem jasności absolutnej logarytm moc promieniowania gwiazdy L . Poniżej przedstawione są dwa warianty tego wykresu. Na lewym diagramie ciągle linie tyczą się jednej klasy jasności, a ich przebieg określa średnie położenie gwiazd danego typu. W górnej części diagramu grupują się hiperolbrzymy i nadolbrzymy. Na przekątnej występują karły, tzw. gwiazdy **ciągu głównego**. Od ciągu głównego odbiega **gałąź olbrzymów**. Na prawym wykresie widać głównie gwiazdy ciągu głównego i gałąź olbrzymów. Jak widać nie wszystkie kombinacje temperatury efektywnej i mocy promieniowania są możliwe.

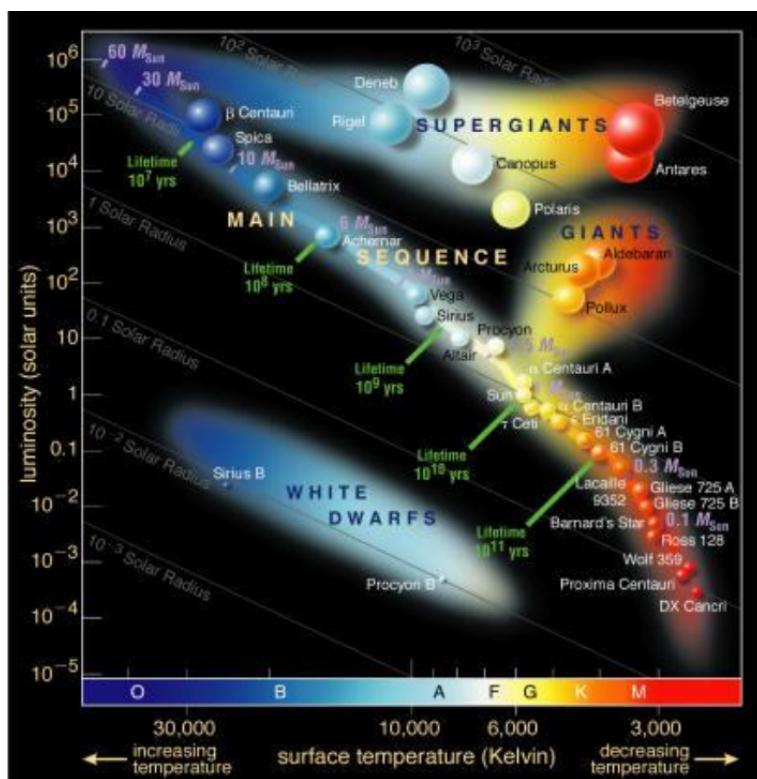


Główną zaletą diagramu H-R jest możliwość wnioskowania na podstawie położenia gwiazdy o jej innych, nieznanych bezpośrednio parametrach.

Korzystając z zależności:

$$L = 4\pi R^2 \sigma T_{\text{eff}}^4 \quad (4.1)$$

można nanieść na wykres linie jednakowego promienia i zauważyc, że największe gwiazdy znajdują się w prawym górnym rogu, a najmniejsze w lewym dolnym:



Ścisłe przypisanie każdej klasy jasności do jakiegoś fragmentu diagramu H-R pozwala na skorzystanie ze wzoru 2.4:

$$m - M = 5 \log D[pc] - 5 \quad (2.4)$$

w celu określenia odległości. Wyznaczona w ten sposób odległość nazywana się **paralaksą spektralną**.

Położenie na diagramie konkretnej gwiazdy nie jest stałe. Gwiazdy w trakcie swojego życia ewoluują zmieniając swoje parametry i klasę jasności.

4.3 Masa gwiazdowa

Masa jest najważniejszym parametrem charakteryzującym gwiazdę. Najłatwiej jest ją ocenić obserwując skutki jej oddziaływanego grawitacyjnego. W tym kontekście najwięcej oferują układy podwójne gwiazd. Ze względu na to w jaki sposób dowiadujemy się, że mamy do czynienia z układem podwójnym dzielimy je na **wizualne, spektroskopowe i zaćmieniowe**.

4.3.1 Układy wizualne

W procesie mierzenia masy układów podwójnych korzysta się z **uogólnionego III prawa Keplera**:

$$\frac{P^2}{a^3}(M_A + M_B) = \frac{4\pi^2}{G} \quad (4.2)$$

gdzie P to okres obiegu, a to długość dłuższej półosi elipsy, a G stała grawitacji. Przyrównując w ten sposób układ ziemia-słońce z układem podwójnym otrzymuje się wzór:

$$\frac{P^2}{a^3}(M_A + M_B) = \frac{P_0^2}{a_0^3}(M_S + M_Z) \quad (4.3)$$

a z tego:

$$(M_A + M_B)[M_S] = \frac{a^3[AU]}{P^2[\text{lata ziemskie}]} \quad (4.4)$$

Obserwując jedynie ruch względny w układzie można zebrać pomiary sumy mas gwiazd. Żeby otrzymać informacje o ich stosunku należy zmierzyć ruch względem środka masy i skorzystać ze wzoru:

$$m_A r_A = m_B r_B \quad (4.5)$$

W tego typu trudno zmierzyć układy podwójne o okresach krótszych niż rok i dłuższych niż 1000 lat. Te pierwsze ze względu na bardzo małe odległości między nimi (nie da się ich odróżnić nawet najlepszymi teleskopami), a tu drugie ze względu na bardzo powolny ruch względny.

Ważną cechą układów wizualnie podwójnych jest to, że można je umieścić w przestrzeni trójwymiarowej, mimo tego, że obserwujemy jedynie rzut na płaszczyznę nieba (oszczędzając tutaj tej konstrukcji).

4.3.2 Układy spektroskopowe

Tutaj o układzie dowiadujemy się na podstawie okresowych zmian w widmie związań **przesunięciami dopplerowskimi**. Skupiając się na widmach można zaobserwować cykliczną zmianę długości fali linii widma. Znając λ_0 tzn. laboratoryjna długość fali danej linii widmowej można określić radialną składową ruchu gwiazdy w układzie podwójnym ze wzoru:

$$\frac{v_r}{c} = \frac{\lambda - \lambda_0}{\lambda_0} \quad (4.6)$$

Zmiana wartości $v_r(t)$ w czasie określa *ruchliwość* gwiazdy i jest dobrym substytutem odległości od środka masy układu. Zdolność pomiaru takiego efektu jest jednak ograniczona – dla okresów dłuższych niż kilkanaście lat ruch wewnętrz układa jest tak niewielki, że przesunięcia dopplerowskie przestają być widoczne.

Korzystając z tej metody można obserwować układy o bardzo krótkich okresach nawet krótszych niż doba ziemska. W przypadku takich można zaobserwować głównie orbity o ekscentryczności równej 0 (tzn. idealne okręgi). Uważa się to za dowód intensywnego oddziaływanego grawitacyjnego pomiędzy gwiazdami w układzie.

4.3.3 Układy zaćmieniowe

W tym przypadku można zaobserwować cykliczne spadki jasności. Znajdujemy się niemal dokładnie w płaszczyźnie orbity gwiazd tworzących ten układ. Kiedy słabiej świecąca gwiazda zakrywa tę jaśniejszą, mamy **zaćmienie główne**, a gdy odwrotnie **zaćmienie wtórnym**. Dzięki analizie zmian jasności można także dowiedzieć się o składnikach tworzących taki układ, np. określić rozmiar, kształt każdej z gwiazd oraz szczegóły rozkładu jasności na ich powierzchniach. Dalsza analiza pozwala też określić kąt i – kąt między płaszczyzną układu, a płaszczyzną ekliptyki.

4.3.4 Gwiazdy ciągu głównego

Dla gwiazd ciągu głównego spełniona jest zależność masa-jasność. To znaczy, że dla każdej takiej gwiazdy możemy określić jej masę na podstawie przynależność określonego podtypu widmowego (lokalizacji na wykresie H-R).

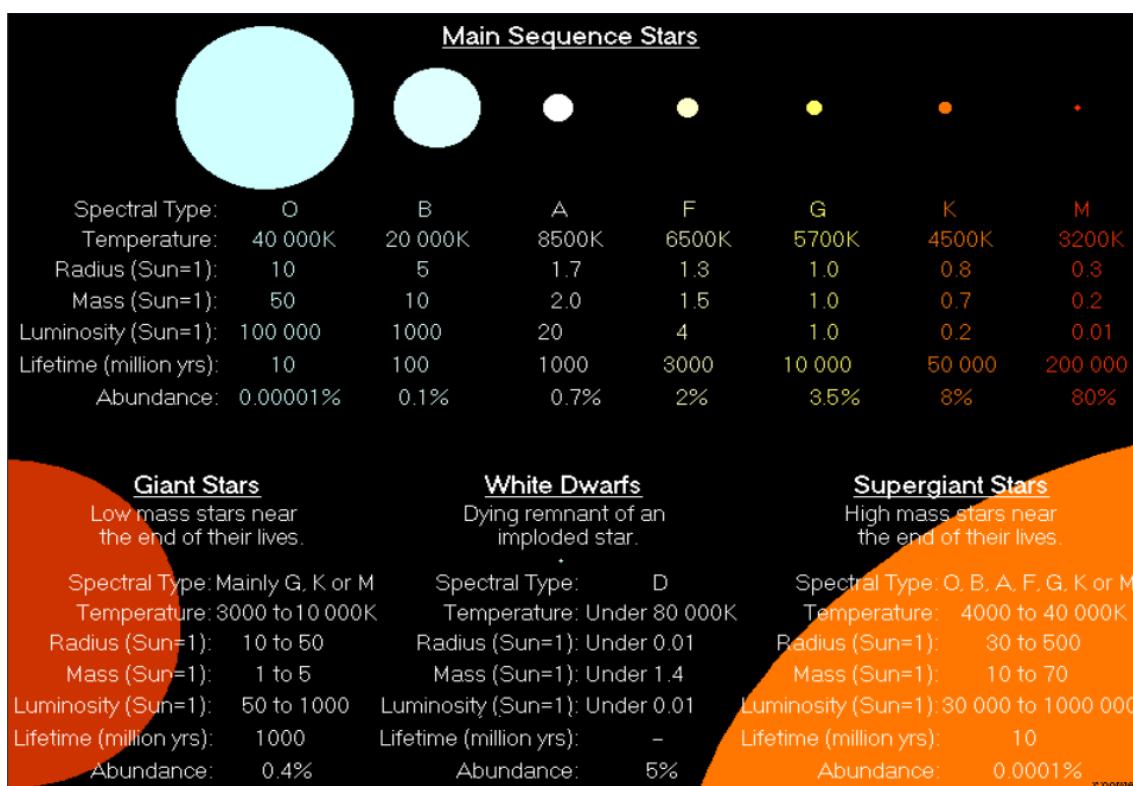
4.3.5 Pozostałe informacje o masie

Dolny zakres możliwych mas gwiazd to $0.08M_S$ – to dolna granica dla której może zachodzić fuzja jądrowa. Obiekty mniej masywne nazywamy **brązowymi karłami**. Górnny zakres możliwych mas jest trudniejszy do zdefiniowania ze względu na duże uzależnienie od składu chemicznego.

5 Wykład

5.1 Zróżnicowanie gwiazd

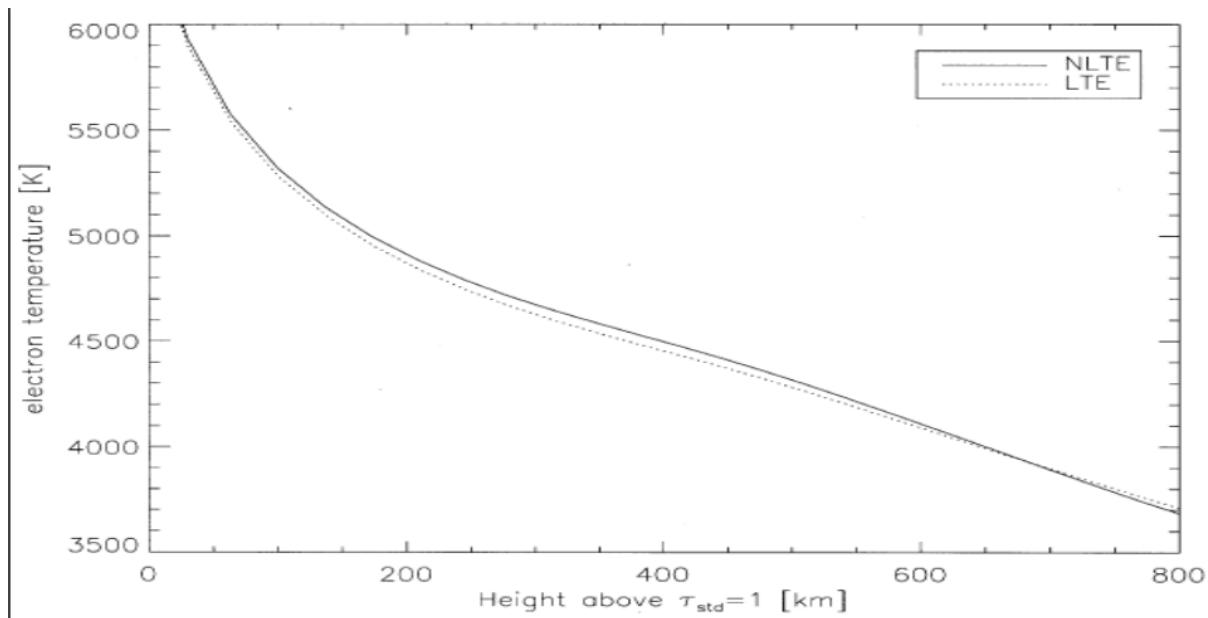
Gwiazdy mogą się różnić od siebie całkiem znacznie. W obrębie jednego typu gwiazdowego ich parametry są zbliżone, natomiast różnice pomiędzy typami bywają znaczne. Poniższa grafika prezentuje uśrednione wartości (lub przedziały wartości) dla różnych typów gwiazd:



Oprócz znanych parametrów takich jak temperatura, promień masa i jasność wprowadzono także pojęcia **czasu życia** (czasu przez jaki gwiazda pozostaje w tej postaci) i **obfitości występowania**. Dokładniejsze dane obejmujące także brązowe karły można znaleźć na wykładzie.

5.2 Temperatura fotosfery

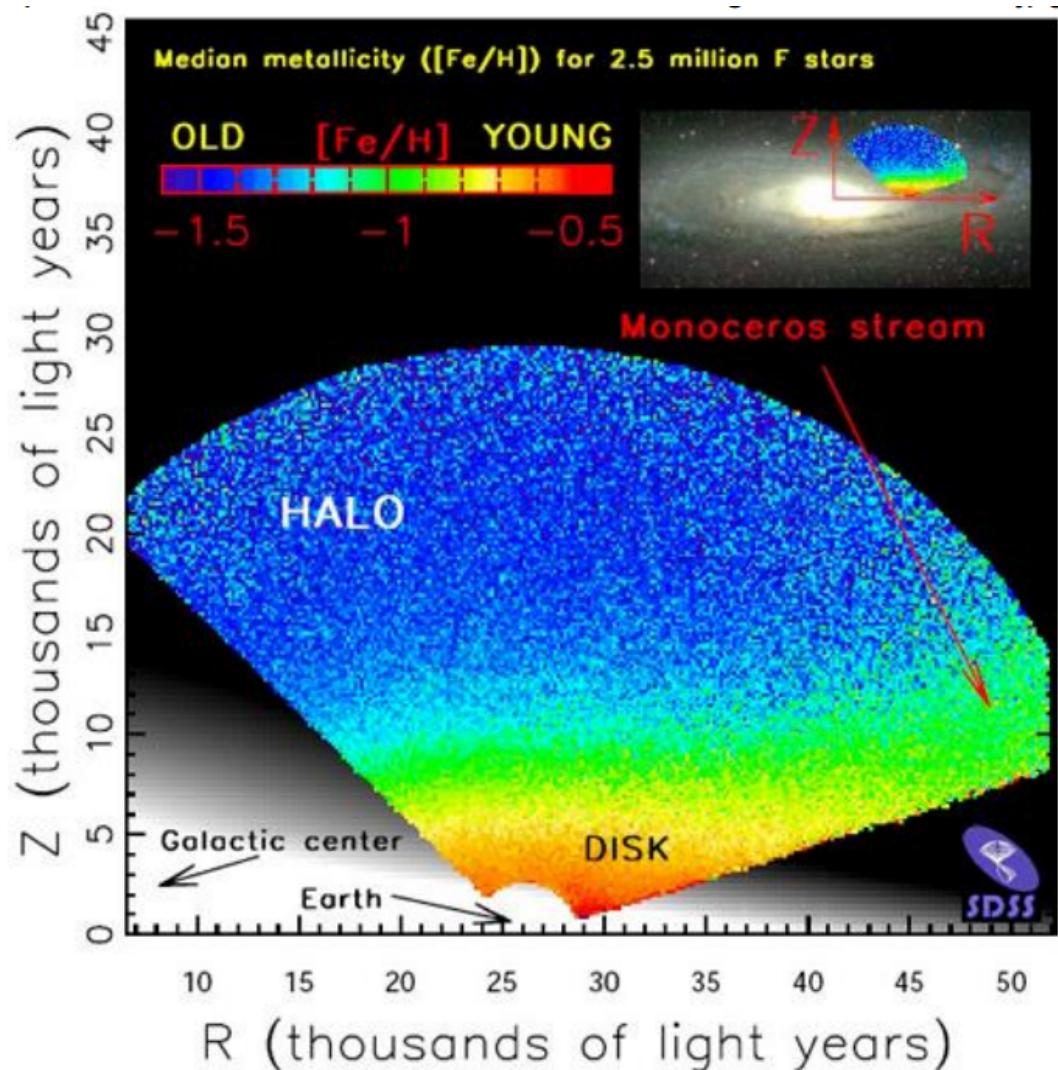
Do tej pory korzystaliśmy z pojęcia temperatury efektywnej T_{eff} , która była pewną średnią temperaturą pewnej warstwy atmosfery gwiazdy (tej z której dociera do nas światło). Oczywiście temperatura fotosfery ma pewien rozkład, który można zmierzyć. W przypadku słońca można skorzystać z metody pomiaru **pociemnienia brzegowego** – zmierzyć temperatury (zgodnie z prawem Stefana-Boltzmann) centrum tarczy słońca oraz jej brzegów i na podstawie różnic wyciągać wnioski o rozkładzie temperatury. Poniższy wykres ilustruje spadek temperatury wraz z wysokością względem umownego poziomu zerowego – poziomu poniżej którego atmosfera staje się nieprzezroczysta:



W bardziej ogólnym przypadku aby znaleźć rozkład temperatury musimy skorzystać z **modelu fotosfery** – zestawu najważniejszych parametrów mających wpływ na powstanie widma: temperatura, ciśnienie, gęstość, skład chemiczny i inne. Ponieważ z zarejestrowanego widma nie jesteśmy w stanie odtworzyć fotosfery to problem rozwiązuje się od końca, najpierw tworząc komputerowo **widmo syntetyczne** tzn. generuje się widmo na podstawie pewnych parametrów. Dalej porównuje się otrzymane widmo z faktycznie zaobserwowanym i koryguje parametry tak, żeby w końcu widmo syntetyczne było wystarczająco bliskie realnemu. Wówczas wprowadzone parametry są bliskie realnym parametrom gwiazdy i na ich podstawie można już opisać fotosferę.

5.3 Skład chemiczny gwiazd

Dokładna znajomość chemicznego pełni niebagatelną funkcję w modelowaniu fotosfery. **Metale** w astronomii to wszystkie pierwiastki nie będące wodorem ani helem. Stosunek ilości tych trzech informuje o tym z jakiej materii uformowała się gwiazda, a dokładanie z jak starej materii. Im więcej metali tym gwiazda zbudowana z materii młodszej. Jest tak dlatego, że nie znam innego sposobu na naturalne tworzenie się ciężkich pierwiastków niż reakcja syntezy jądrowej. Także każdy ciężki pierwiastek (jako że wnętrza gwiazdy i fotosfera się nie mieszają) znajdujący się w fotosferze musiał powstać we wnętrzu jakiejś innej, starszej gwiazdy. Gwiazdy obfite w metale, takie jak słońce tworzą **dysk galaktyczny**, natomiast te o mniejszej zawartości metali tworzą **halo galaktyczne**:



Ostatnio odkryto gwiazdy, w których procentowa zawartość metali jest mniejsza milion razy niż w naszym słońcu. Nazwano je **First Stars**.

6 Wykład 6

6.1 Wnętrze gwiazdy

6.1.1 Ciśnienie, temperatura, gęstość

Wnętrze gwiazdy zaczyna się u podstawy fotosfery – miejsca gdzie ośrodek staje się nieprzezroczysty dla promieniowania. Do tego punktu światło dociera z wnętrza poprzez wielokrotne procesy absorpcji i emisji. O warunkach panujących we wnętrzu gwiazdy można dowiedzieć się na podstawie ogólnych praw opisujących budowę gwiazdy. Jednym z nich jest **równanie równowagi termodynamicznej** – w każdym punkcie gwiazdy ciśnienie (głównie termiczne) i siła grawitacji równoważą się:

$$\frac{dp}{dr} = -\rho g \quad (6.1)$$

gdzie ρ – gęstość, p – ciśnienie a $g = G \frac{M_r}{r^2}$ to przyspieszenie grawitacyjne. Powyższe wyrażenie jest prawidłowe przy założeniu idealnej kulistości gwiazdy. Wszystkie parametry zmieniają się wraz z r . Gdyby gwiazdy nie podlegały równowadze hydrodynamicznej to wówczas zapadałyby się w bardzo krótkim czasie (dynamiczna skala czasowa ewolucji gwiazdy):

$$t_{\text{dyn}} = \sqrt{\frac{2}{G}} R^{1.5} M^{-0.5} \quad (6.2)$$

Dla słońca t_{dyn} wynosi około pół godziny. Na podstawie równania równowagi termodynamicznej można oszacować ciśnienie wewnątrz słońca. Zmieniając różniczkę na różnicę ciśnień na powierzchni i wewnątrz gwiazdy

oraz wstawiając po prawej stronie uśrednioną gęstość i przyspieszenie grawitacyjne na panujące na powierzchni słońca otrzymuje się wzór:

$$p_c \sim \frac{GM^2}{\frac{4}{3}\pi R^4} \sim 10^{15} \text{ Pa} \quad (6.3)$$

Otrzymany wynik jest ponad dwudziestokrotnie niższy od rzeczywistego, ale daje pojęcie o rzędzie wielkości. W podobny sposób, korzystając z **równania gazu doskonałego**:

$$p = \frac{k_B}{\mu m_u} \rho T \quad (6.4)$$

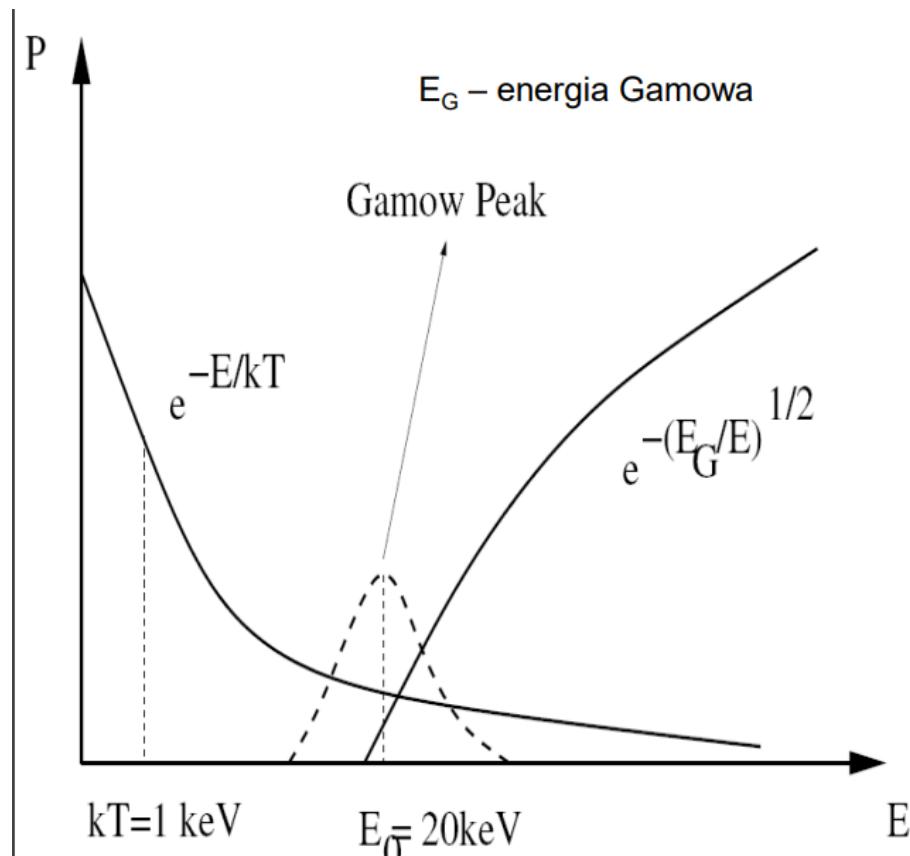
gdzie μ – średni ciężar cząsteczkowy w atomowych jednostkach masy. Po przekształceniu wzoru i wykorzystaniu wzoru 6.3 otrzymuje się:

$$T_c = \mu_c \frac{m_u}{k_B} G \frac{M}{R} = 1.9 \cdot 10^7 \text{ K} \quad (6.5)$$

Powyższy wynik jest znów zawyżony o $3.5 \cdot 10^6 \text{ K}$. Idąc dalej można wyznaczyć gęstość $\rho_c = 60000 \frac{\text{kg}}{\text{m}^3}$ i to ponownie 2.5 raza zaniżony wynik względem dokładniejszych modeli.

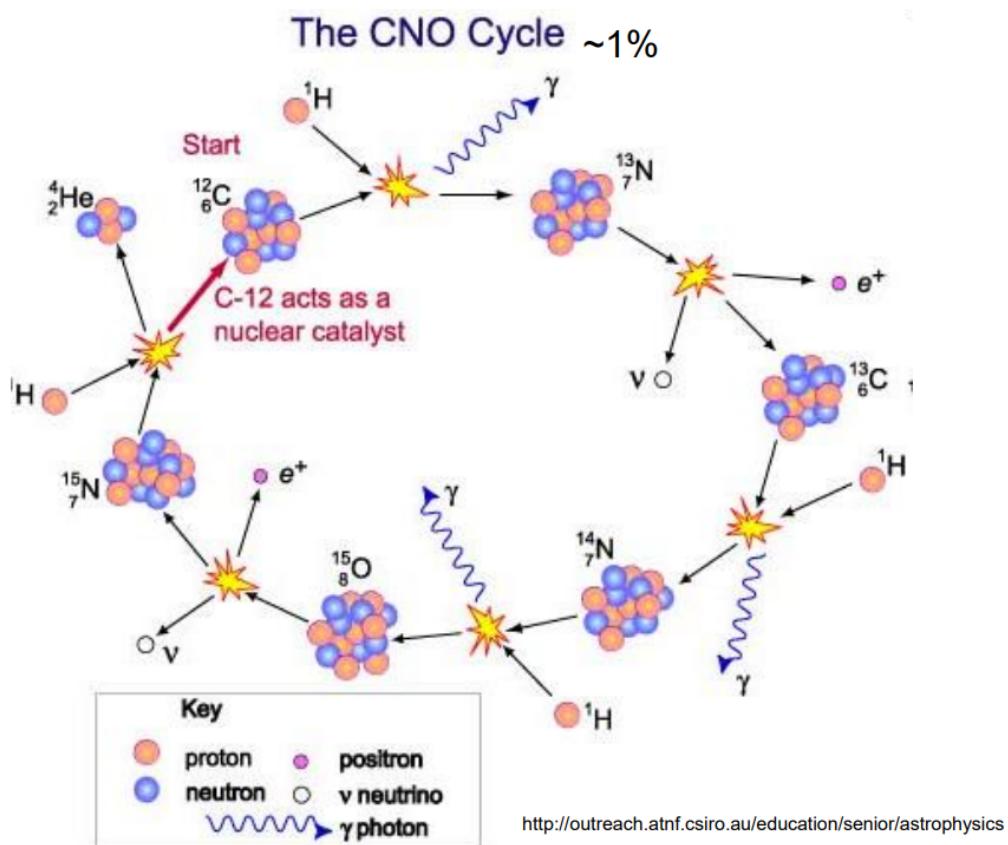
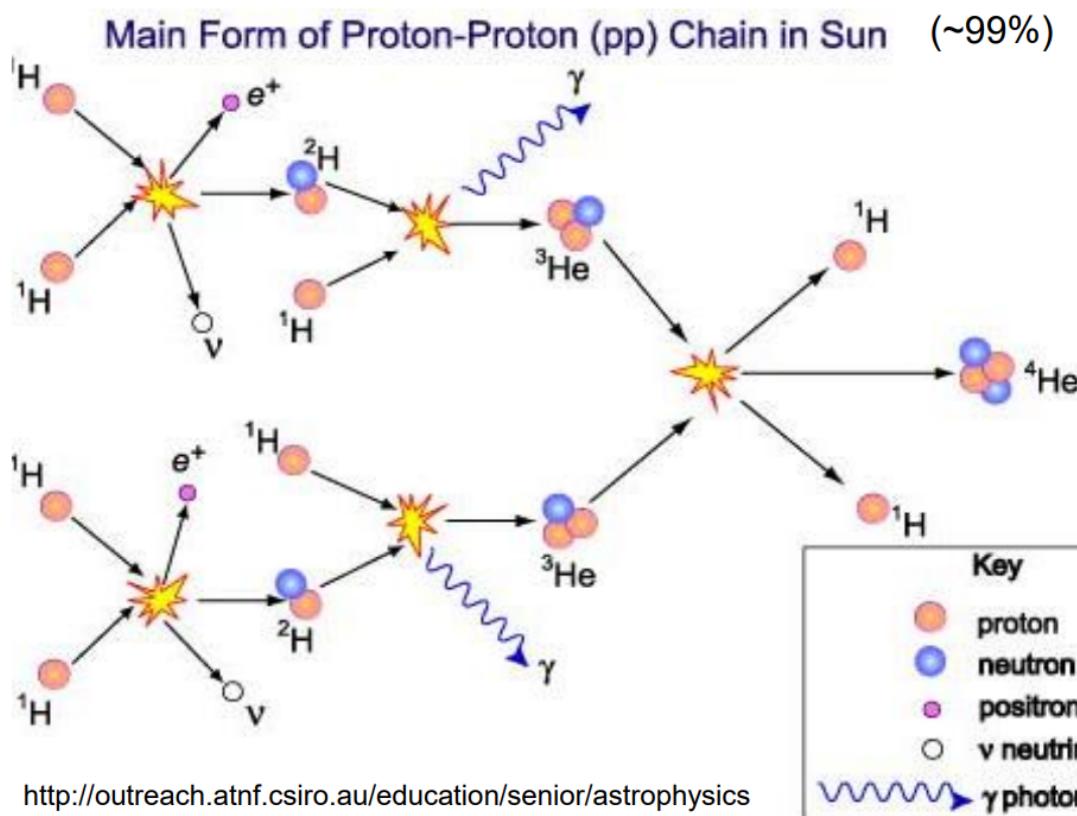
6.1.2 Źródło energii

Źródłem energii gwiazdy jest fuzja termojądrowa zachodzące w jego wnętrzu. Można by się spodziewać, że tak ekstremalne warunki jak wyliczone powyżej pozwalają pokonać siły odpychające od siebie cząstki i łączenie się ich (synteza jądrowa). Energia wydzielona w takim procesie związana jest z **defektem masy** – różnicą pomiędzy masą produktów i substratów (ta różnica to właśnie energia syntezy). Synteza zachodzi dla jąder lekkich (lżejszych niż żelazo). Energia potrzebna do zbliżenia do siebie dwóch protonów to 1 MeV , natomiast w temperaturze 15 MK średnia temperatura (rozkład Maxwella-Boltzmanna) wynosi 1 keV . Zgodnie z tym samym rozkładem cząstek praktycznie nie ma w słońcu cząstek, które przekraczają megaelektronowolt. Jednak protonu, jako obiekty kwantowe, mogą przez barierę oddziaływanego elektrostatycznego tunelować. Największe znaczenie w fuzji jądrowej mają protony z takiego przedziału energii, że rozkład Maxwella-Boltzmanna i rozkład prawdopodobieństwa przetunelowania splatają się



Obszar ten nosi miano **piku Gamowa**.

Do powstania jądra helu potrzeba czterech protonów, lecz jest bardzo mało prawdopodobne, żeby cztery protony z piku Gamowa jednocześnie się zetknęły. Jednak zachodzą reakcje pośrednie. Rozróżniamy dwa możliwe łańcuchy reakcji pp (protonproton) i **CNO** (węglowo-azotowo-tlenowy):

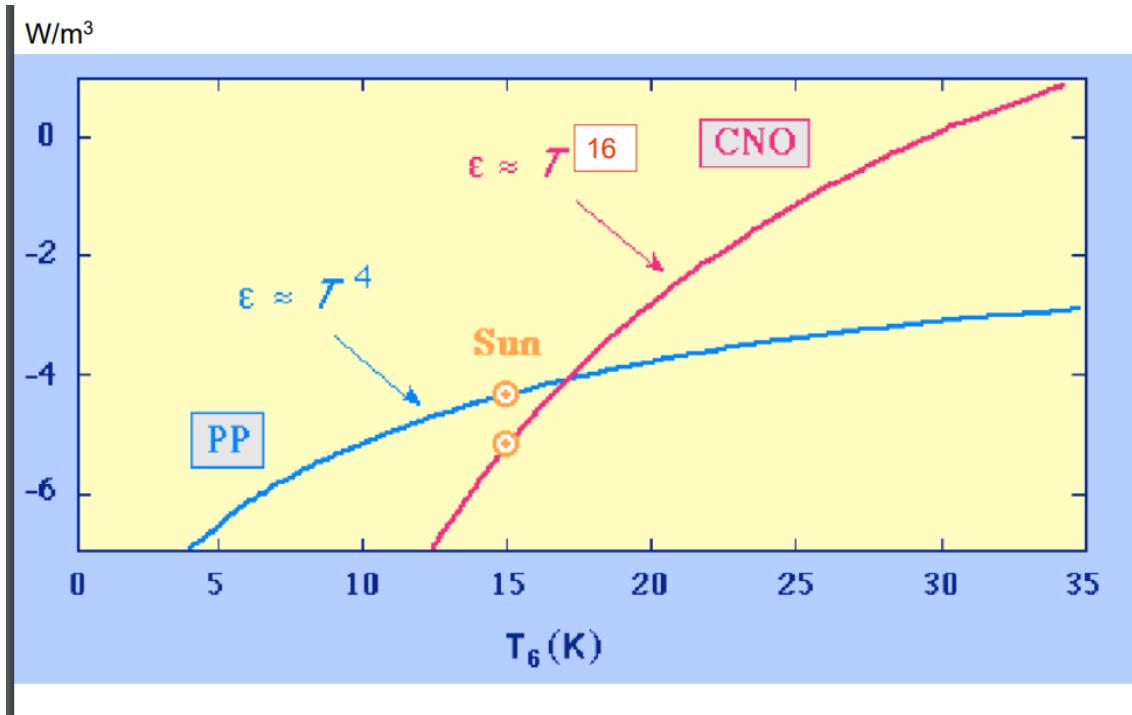


Energia wydzielona w reakcjach syntezy unoszona jest przez produkty reakcji i (z wyjątkiem neutrina) przekazywana jest ośrodkowi. Energia zależy od rodzaju reakcji, a dokładniej od wielkości defektu masy. Tempo zachodzenia reakcji zależy od warunków panujących wewnątrz jądra gwiazdy. Poniżej wzory pozwalające je obliczyć:

$$\varepsilon_{pp} \approx 120 \left(\frac{X_H}{0.5} \right)^2 \left(\frac{\rho}{10^5 \text{ m}^{-3}} \right) \left(\frac{T}{15 \cdot 10^6 \text{ K}} \right)^4 \text{ W m}^{-3} \quad (6.6)$$

$$\varepsilon_{\text{CN}} \approx 2 \left(\frac{X_H}{0.5} \right) \left(\frac{X_{N14}}{0.006} \right) \left(\frac{\rho}{10^5 \text{ m}^{-3}} \right) \left(\frac{T}{15 \cdot 10^6 \text{ K}} \right)^{16} \text{ W m}^{-3} \quad (6.7)$$

gdzie X_H i X_{N14} określają obfitość występowania wodoru i azotu czternaście. W przypadku słońca 99% energii dostarcza cykl pp a 1% cykl CNO. Ten stosunek zależy od temperatury:



Jako że tempo reakcji termojądrowych wpływa na parametry gwiazdy, to w gwiazdach ustala się stan równowagi – taki, że produkowana energia może być odprowadzona w takim tempie, żeby nie zmieniać warunków. Jeśli jednak zabraknie gwiazdzie paliwa, to wówczas żeby móc wykorzystywać inne paliwo zmieniają się warunki panujące w gwiazdzie (punkt równowagi przesuwa się).

To na ile wystarcza gwiazdzie paliwa wodorowego określa **nuklearna skala czasowa**. Dla gwiazd ciągu głównego opisywana jest wzorem:

$$\tau_{\text{nuc}} \approx 10^{10} \text{ lat} \cdot \frac{M}{M_{\odot}} \cdot \frac{L_{\odot}}{L} = 10^{10} \text{ lat} \cdot \left(\frac{M}{M_{\odot}} \right)^{-2.8} \quad (6.8)$$

Dla słońca ten czas wynosi około 10 miliardów lat. Ze wzoru wynika, że gwiazdy masywne przebywają na ciągu głównym znacznie krócej niż gwiazdy mało masywne (np. czerwone karły).

6.2 Transport energii w gwiazdach

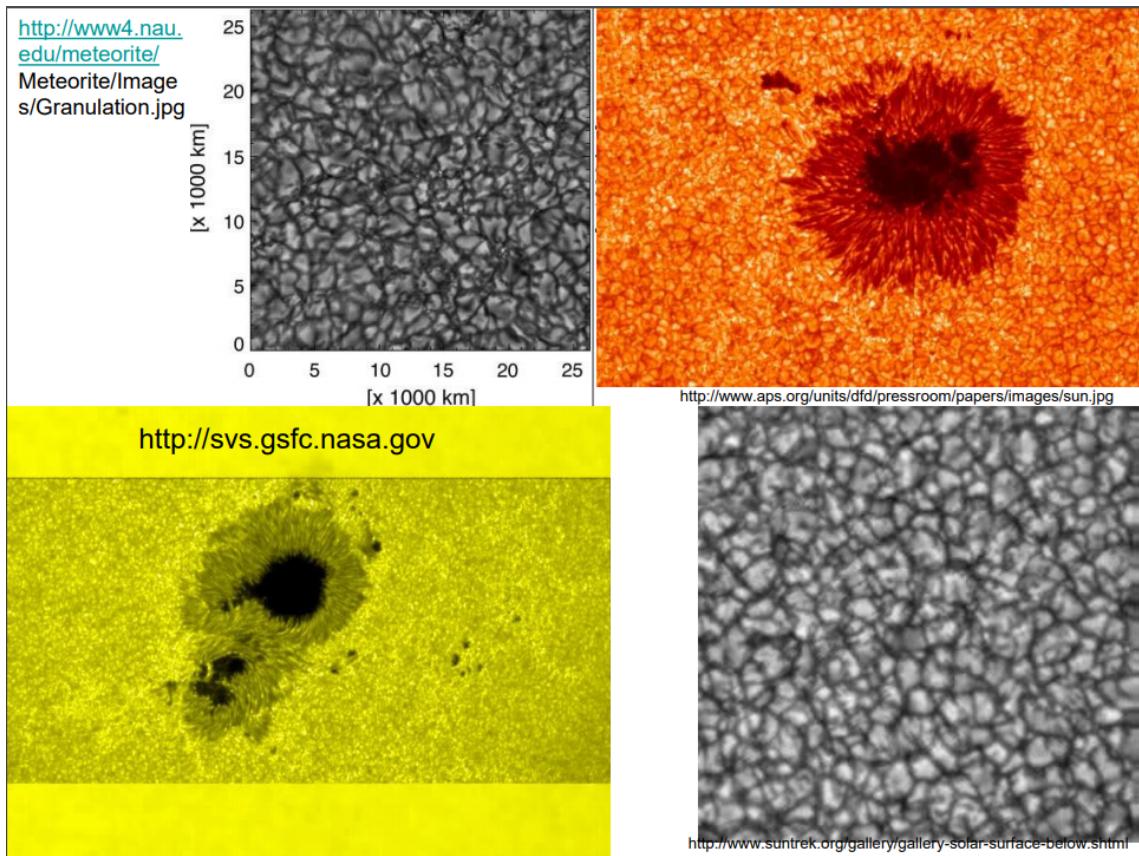
Transport energii z wnętrza gwiazd na jego powierzchnie może zachodzić na kilka sposobów jednak najważniejsze to **transport promienisty** i **konwekcja**.

6.2.1 Transport promienisty

Za ten rodzaj transportu odpowiedzialne są wielokrotnie pochłaniane i ponownie emitowane fotony. Czas jaki zajmuje fotonowi dotarcie na powierzchnię w przypadku Słońca to kilka milionów lat. Przez ten okres foton jest pochłaniany i emitowany $\sim 10^{22}$ razy. W rezultacie foton opuszczający gwiazdę są 4-6 rzędów wielkości mniej energetyczne niż te wyemitowane w wyniku syntezy jądrowej. Przepływ energii traktuje się jako proces dyfuzyjny i korzystając z m. in. **prawa Ficka**.

6.2.2 Konwekcja

Konwekcja polega na turbulentnych ruchach materii, konsekwencją których jest odprowadzenie energii z obszaru, w którym jest jej za dużo. Konwekcja, w odróżnieniu od transportu promienistego pozwala odprowadzić dowolnie dużą nadwyżkę energii – jest więc głównym mechanizmem transportu energii w gwiazdach, gdy konieczne jest odprowadzenie dużej ilości energii. Konwekcja likwiduje dysproporcje w składzie chemicznym. Jest także odpowiedzialna za zjawisko **granulacji** – widocznych na powierzchni komórek konwekcji odprowadzających energię z wnętrza słońca:



7 Wykład

7.1 Konstruowanie modelu gwiazdy

Metoda konstruowania modelu wnętrza gwiazdy bazuje na równaniach zachowania: masy, energii i pędu. Na ich podstawie oraz założenie, że gwiazda jest zbiorem koncentrycznych powłok sferycznych o grubości dr konstruuje się pięć równań różniczkowych:

$$\frac{dP(r)}{dr} = -\rho(r)G\frac{M(r)}{r^2} \quad \text{— zasada zachowania pędu (równanie równowagi termodynamicznej)} \quad (7.1)$$

$$\frac{dM(r)}{dr} = 4\pi r^2 \rho(r) \quad \text{— zasada zachowania masy} \quad (7.2)$$

$$\frac{dL(r)}{dr} = 4\pi r^2 \rho(r) \varepsilon(\rho, T) \quad \text{— zasada zachowania energii} \quad (7.3)$$

$$\frac{dT(r)}{dr} = -\frac{3}{16\pi} \frac{\kappa}{\sigma_B T^3} \frac{L(r)}{r^2} \quad \text{— zasada zachowania energii (transport promienisty)} \quad (7.4)$$

$$\frac{dT(r)}{dr} = -\frac{\mu m_u}{\kappa} \left(1 - \frac{1}{\gamma(\rho, T)}\right) G \frac{M(R)}{r^2} \quad \text{— zasada zachowania energii (transport konwektywny)} \quad (7.5)$$

gdzie ρ — gęstość, ε — ilość energii wydzielonej w reakcjach termojądrowych w jednostce czasu na jednostkę objętości, κ — współczynnik absorpcji ośrodka, μ — średni ciężar cząsteczkowy, m_u — atomowa jednostka masy. Czwarte i piąte równanie stosuje się zamiennie w zależności od tego jaki typ transportu energii dominuje — promieniowanie czy konwekcja. Warunkami brzegowymi są wartości parametrów na powierzchni gwiazdy (możliwe do zaobserwowania bezpośrednio):

$$T(R) = T_{\text{eff}}$$

$$P(R) = P_s$$

$$L(R) = L$$

$$M(R) = M$$

W praktyce tworzenie modelu polega na wyliczaniu kolejnych wartości każdego z parametrów na kolejnych powłokach (dr skończenie małe?).

7.2 Części Słońca

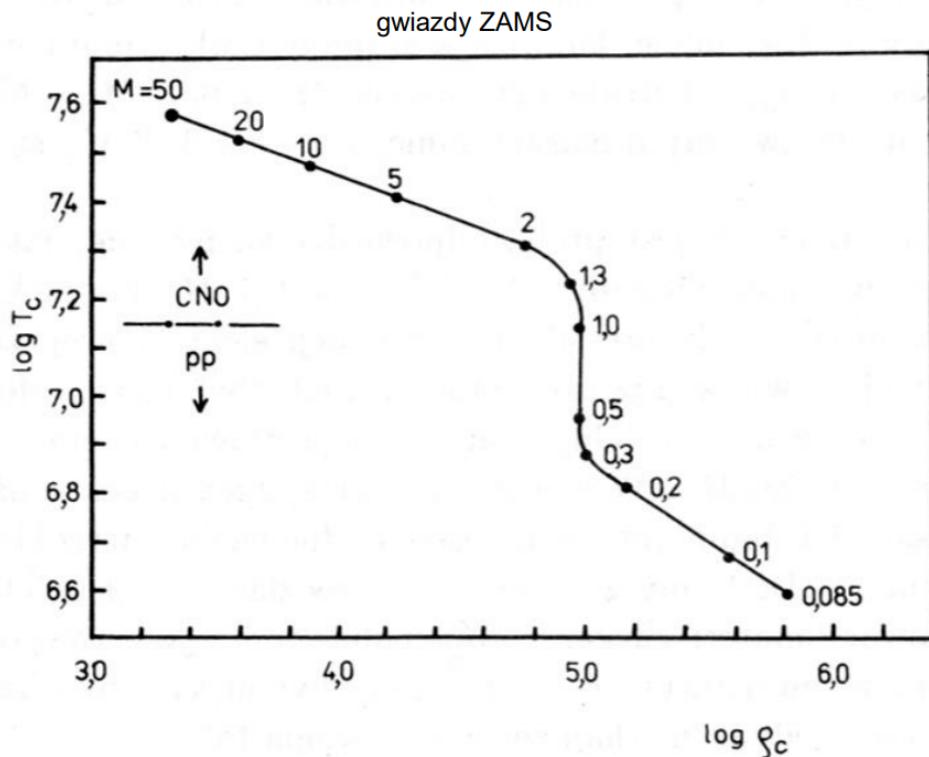
Na podstawie przeprowadzonych modelowań, we wnętrzu Słońca wyróżnia się trzy zasadnicze części:

1. **Jądro** – dla $r \leq 0.3R_{\odot}$. Temperatura przekraczająca 7 milionów kelwinów umożliwia zachodzenie reakcji termojądrowych syntezy helu. Skład chemiczny jądra znacznie różni się od składu fotosfery – to wynik procesów termojądrowych, które obniżają stężenie wodoru na rzecz helu.
2. **Otoczka promienista** – dla $r \in \{0.3R_{\odot}, 0.72R_{\odot}\}$. Nie zachodzą tu reakcje termojądrowe, a transport energii zachodzi w formie promienistej.
3. **Otoczka konwektywna** zajmuje zewnętrzna powłokę słońca. Stosunkowo niska temperatura (2 mln K) powoduje wzrost współczynnika absorbcji i blokuje większość transportu promienistego. Ta warstwa zawiera około 2% masy słońca i około $\frac{2}{3}$ jego objętości.

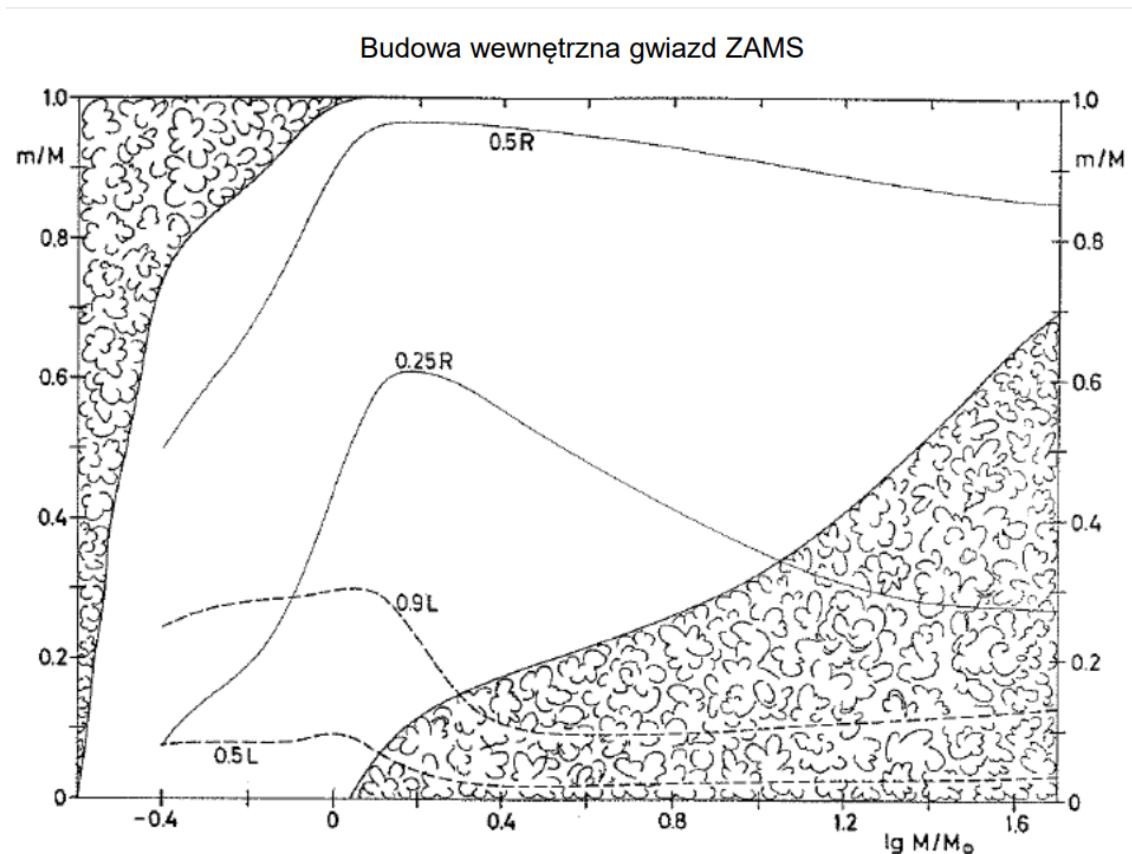
Oczywiście nie istnieje jeden właściwy model Słońca. Różne podejścia różnią się pewnymi szczegółami.

7.3 Zależność budowy gwiazdy od jej masy

W celu stworzenia modelu, który nie zaniedbuje zmiany składu chemicznego w wyniku starzenia się gwiazdy wprowadza się pojęcie **ZAMS** tzn. gwiazd ciągu głównego o zerowym wieku. Im gwiazda bardziej masywna tym cieplejsza i, oprócz wyjątków, mnie gęsta. Wyższa temperatura przekłada się na większe tempo zachodzenia reakcji termojądrowych. Gdy porówna się słońce z dziesięciokrotnie cięższą gwiazdą, to podaż energii w centralnej części tej drugiej jest kilka tysięcy razy większa. Zależność gęstości od temperatury obrazuje poniższy wykres:



Jak widać gęstość spada wraz ze wzrostem temperatury dla niemal wszystkich mas — jedynie te z przedziału od $0.3M_{\odot}$ do $1.4M_{\odot}$ nie zmieniają swojej gęstości wraz ze wzrostem temperatury. Wyjaśnienia tego efektu można doszukiwać się na poniższym wykresie:



Powyżej białe tło oznacza dominację transportu promienistego, a tło „kłaczkowate” dominację transportu konwektywnego. Na osi OX mamy stosunek masy gwiazdy do masy Słońca, a na osi OY takie położenia w gwiazdzie, że np. 0.5 oznacza, że „pod stopami” znajduje się 50% masy gwiazdy. Linie $0.5L$, $0.9L$ wyznaczają obszary, które generują odpowiednio 50% i 90% światłości gwiazdy, a $0.25R$ i $0.5R$ odpowiednio $\frac{1}{4}$ i $\frac{1}{2}$ promienia gwiazdy. Jak widać istnieją dwa obszary występowania transportu konwekcyjnego :

- w przypadku gwiazd masywnych $M > 1.4M_{\odot}$ konwekция obejmuje jądro, ponieważ transport promienisty nie jest w stanie odprowadzić całkowitej tworzącej się tam energii. Dla gwiazd o jeszcze większej masie konwekция obejmuje również fragment otoczki przylegającej do jądra.
- w przypadku gwiazd o mniejszych masach konwekция pojawia się w zewnętrznej części otoczki. Im mniejsza masa tym konwekция sięga coraz głębiej, aż dla $M < 0.3M_{\odot}$ gwiazda staje się całkowicie konwektywna. W tym przypadku konwekция wynika z wysokiej nieprzecroczości ośrodka.

Jak widać nietypowe zachowanie dotyczy gwiazd o masach z przedziału $0.3-1.4M_{\odot}$, a więc z transportem promienistym w obszarze jądra.

7.4 Mierzenie wewnętrz gwiazdowych

Mimo, że nieprzecroczone dla fotonów, wszystkie warstwy słońca są przezroczyste dla neutrin – słabo oddziałujących z materią cząstek elementarnych, które powstają w procesach termojądrowych. Na szczęście neutrina da się rejestrować różnorakimi detektorami. Zwykle wymagają one ogromnych przestrzeni (bo słabe oddziaływanie) i są umieszczone głęboko pod ziemią (żeby szумy z powierzchni Ziemi nie wpływały na pomiary – tylko neutrina dotrą tak głęboko). Jednak pierwsze pomiary neutrin bardzo mocno różniły się od przewidywań teoretycznych. Problem ten nazwano **deficytem neutrin słonecznych**. Jednakże do tych pomiarów użyto detektorów mogących mierzyć jedynie **neutrina elektronowe** (tylko takie powstawały w wyniku reakcji termojądrowych, więc wątpliwości były uzasadnione). Użycie detektorów oddziałujących także z neutrina **mionowymi i taonowymi** wykazywały zgodność z teoretycznymi wyliczeniami. Efekt ten wynika z faktu, że mimo tego, że wszystkie neutrina powstały w słońcu to neutrina elektronowe, to mogą one przekształcać się w pozostałe dwa typy. Zjawisko to nosi miano **oscylacji neutrin** i jest dowodem na masowość tychże.

7.5 Chromosfera

Innym testem na poprawność modeli wnętrz gwiazdowych są obserwacje wskazujące na obecność **chromosfery** tylko w przypadku niektórych typów gwiazd ciągu głównego. Chromosferę można zaobserwować bezpośrednio na Słońcu oraz dowiedzieć się o jej istnieniu na podstawie analizy widma. Chromosfera to obszar atmosfery słońca, w którym temperatury rośnie ze wzrostem odległości od powierzchni (zamiast maleć). Jej obecność jest słabo widoczna w widmie ze względu na znacznie niższą gęstość. Jednakże w zakresach promieniowania innych niż widzialne, nieprzezroczystość atmosfery słońca jest znacznie większa i promieniowanie wydostaje się swobodnie dopiero na poziomie chromosfery (co umożliwia jej obserwację). Chromosfera występuje jedynie dla gwiazd ciągu głównego o masie mniejsze niż $1.4M_{\odot}$. Gwiazdy te charakteryzuje obecność warstwy konwektywnej zlokalizowanej przy powierzchni gwiazdy. Ruchy materii towarzyszące konwekcji generują szerokie spektrum fal dźwiękowych. Niektóre z nich propagują się zewnętrz atmosfery i w ośrodku o malejącej gęstości deformują się w fale uderzeniowe, których energia przekształcana jest w temperaturę ośrodka.

8 Wykład

8.1 Alternatywne źródła energii gwiazd

Gwiazda oprócz energii jądrowej może wykorzystywać jeszcze dwa źródła energii: **energię grawitacyjną** i **energię wewnętrzną**.

8.1.1 Energia grawitacyjna

Energia grawitacyjna Ω to energia wiązań grawitacyjnych masy gwiazdy (równo z dokładnością do znaku do energii potrzebnej do odsunięcia od siebie wszystkich składników gwiazdy do nieskończoności). Dla jednorodnej gwiazdy o promieniu R i masie M wynosi:

$$\Omega = -0.6 \frac{GM^2}{R} \quad (8.1)$$

Gwiazda może korzystać z tej energii poprzez zmniejszanie swojego promienia – wówczas energia wiązań zmniejsza się (je wartość bezwzględna się zwiększa). Przy założeniu, że to jedyne źródło energii naszego Słońca, aby móc świecić z obecną jasnością, jego promień musiałby zmniejszać się o około 100 m rocznie. Dawniej myślano, że to jedyne źródło energii gwiazdy, ale gdyby tak było, to jej czas życia wynosiłby dziesięć milionów lat co obala tą teorię.

8.1.2 Energia wewnętrzna

Energia wewnętrzna U przy założeniu, że jest ona zbudowana z jednoatomowego gazu doskonałego, jest sumą energii kinetycznej wszystkich ruchów termicznych tworzących ją cząstek. Całkowitą energię gwiazdy można oszacować za pomocą **twierdzenia o wiriale** i wynosi ona około połowy energii grawitacyjnej.

8.2 Etapy ewolucji gwiazd

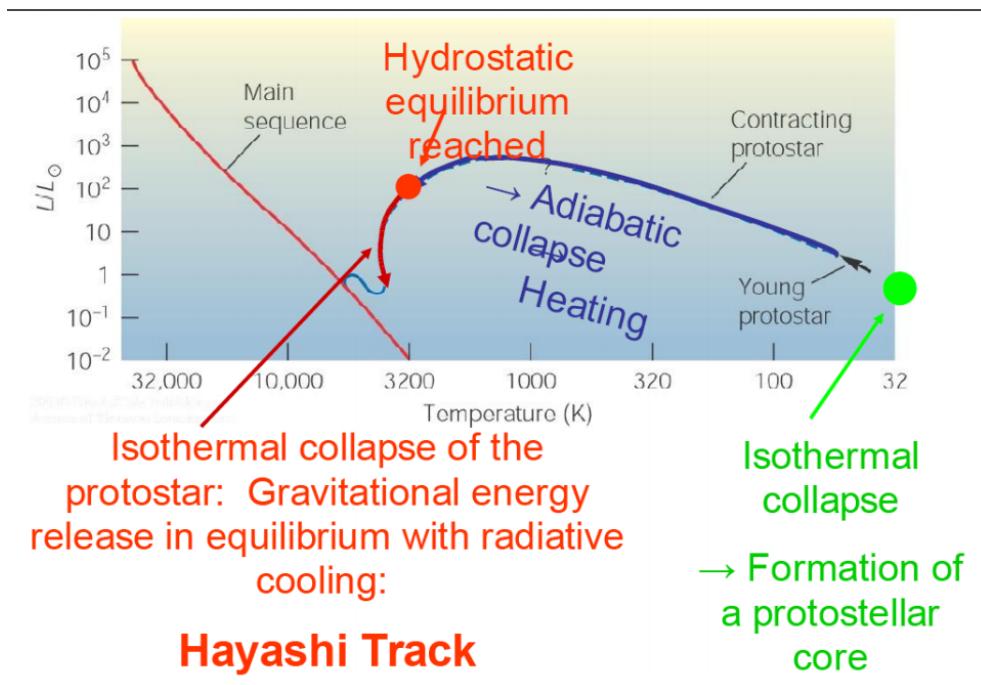
Upraszczając można ewolucję gwiazdy podzielić na trzy etapy:

1. Etap I. W wyniku postępującego kurczenia się gwiazdy, wydziela się energia grawitacyjna, której połowa wydatkowana jest na wzrost energii wewnętrznej, a druga jest wypromieniowana.
2. Etap II. Wzrost temperatury jądra umożliwia zachodzenie reakcji termojądrowych. Energię grawitacyjną i wewnętrzną nie ulegają istotnym zmianą – stan równowagi.
3. Etap III. Gwiazda wyczerpała zasoby paliwa jądrowego i nie może się bardziej skurczyć. Dalsze świecenie odbywa się kosztem energii wewnętrznej – gwiazda stygnie.

8.2.1 Etap I: formowanie się gwiazdy

W przestrzeni międzygwiazdnej znajdują się wielkie i rzadkie obłoki materii – **wielkie obłoki molekularne** (można je lokalizować korzystając z dalekiej podczerwieni). W ich wnętrzu mogą odbywać się procesy gwiazdotwórcze. Aby taki proces mógł zajść, musi zostać przekroczena **masa Jeansa** – masa krytyczna zależna od

m.in. gęstości (\uparrow) i temperatury (\downarrow). Większości obłoków nieco brakuje do tej masy – jej przekroczenie jest zwykle wywoływanie przejściem fali uderzeniowej związanej z pobliskim wybuchem supernowej (wzrost gęstości). Po przekroczeniu masy Jeansa obłok zaczyna się zapadać pod własnym ciężarem. Rosnąca gęstość umożliwia osiągnięcie masy Jeansa przez fluktuacje gęstości lokalnie występujące w obłoku (**kolaps izotermiczny**). Stają się one założkami przyszłych gwiazd – gwiazdy powstają gromadnie. Gdy gęstość założków wzrasta na tyle, że stają się nieprzeźroczyste dla emitowanego promieniowania, prowadzi to wzrostu temperatury (**kolaps adiabatyczny**). Stopniowo zaczyna kształtować się **równowaga hydrostatyczna**. Początkowo energię odprawadza konwekcja, a przy wyższych temperaturach pojawia się transport promieniowy. Proces ten można także prześledzić na wykresie H-R



Tak długo jak formując się gwiazda jest w całości konwektywna przebiega w dół po tzw. **ścieżce Hayasiego**. Kiedy włącza się transport promieniowy, ścieżka zakręca na diagramie w lewo, aż w końcu osiąga ciąg główny. Czas trwania tego procesu zawiera się w przedziale od 10 tys. do 100 mln. lat. Dodatkowo **twierdzenie Vogta-Russella** mówi o tym, że gwiazda o ustalonej masie i składzie chemicznym trafia w ścisłe określony punkt na ciągu głównym. W trakcie procesu formowania się gwiazdy wokół niej zwykle tworzy się **dysk protoplanetarny**, a wzduż osi rotacji wyrzucane są strumienie materii zwane **dżetami**.

8.2.2 Etap II: gwiazda świeci na koszt energii nuklearnej

W tej fazie gwiazda stabilizuje się na długi czas w porównaniu z procesem formowania się jej lub świecenia paliwem innym niż wodór. W jądrze stopniowo zmienia się skład chemiczny. W miarę spadku obfitości wodoru rośnie gęstość, ciśnienie i temperatura w centrum gwiazdy – jądro kurczy się reagując na zmianę składu chemicznego. W wyniku tych zmian gwiazda „wędruje” po wykresie H-R (nadal pozostając w ciągu głównym) – stąd wynika szerokość pasa ciągu głównego na tym wykresie. Im bardziej gwiazda do góry i na prawo pasa ciągu głównego tym bliżej jej do wyczerpania paliwa wodorowego. Gdy zaczyna brakować paliwa wodorowego, gwiazda może zainicjować w swoim jadrze zainicjować syntezę cięższych jąder. Jednak spalanie takich jąder wiąże się z mniejszym zyskiem energetycznym. Żeby utrzymać równowagę termodynamiczną takie paliwo jest spalane szybciej – wyczerpuje się szybciej. Co więcej wymagany jest istotny wzrost temperatury – tylko pod tym warunkiem zachodzić może reakcja – wymogowi temu mogą sprostać wystarczająco masywne gwiazdy. Kolejnym problemem jest to, że w przypadku gwiazd zasilanych węglem lub cięższymi jądrami, sporą część energii reakcji unoszą neutrina powstające w wyniku spontanicznych przemian β . Przy jeszcze cięższych jądrach kluczową rolę odgrywają cząstki α będące produktami reakcji fotodezintegracji jąder (foton gamma rozbijający jądro). Poniżej infografika ilustrująca jak zmieniają się parametry jąder gwiazd pod wpływem zmiany składu chemicznego:

Nuclear burning stages

(e.g., 20 solar mass star)

Fuel	Main Product	Secondary Product	T (10 ⁹ K)	Time (yr)	Main Reaction	ρ (g cm ⁻³)
H	He	¹⁴ N	0.02	10 ⁷	^{CNO} $4 \text{H} \rightarrow ^4\text{He}$	5.8
He	O, C	¹⁸ O, ²² Ne s-process	0.2	10 ⁶	$3 \text{He}^4 \rightarrow ^{12}\text{C}$ $^{12}\text{C}(\alpha, \gamma)^{16}\text{O}$	1.4 10 ³
C	Ne, Mg	Na	0.8	10 ³	$^{12}\text{C} + ^{12}\text{C}$	2.4 10 ⁵
Ne	O, Mg	Al, P	1.5	3	$^{20}\text{Ne}(\gamma, \alpha)^{16}\text{O}$ $^{20}\text{Ne}(\alpha, \gamma)^{24}\text{Mg}$	7.2 10 ⁶
O	Si, S	Cl, Ar, K, Ca	2.0	0.8	$^{16}\text{O} + ^{16}\text{O}$	6.7 10 ⁶
Si	Fe	Ti, V, Cr, Mn, Co, Ni	3.5	0.02	$^{28}\text{Si}(\gamma, \alpha)...$	4.3 10 ⁷

8.3 Nukleosynteza

Nukleosynteza to proces powstawania pierwiastków. Jak widać na powyższej tabeli większość pierwiastków wytwarzana jest wewnątrz gwiazd. Jednak jak to się dzieje, że powstają także jądra pierwiastków cięższych o żelaza, mimo że jest to proces endoenergetyczny? Kluczową reakcją jest **wychwyt neutronu** – jądro wyłapuje neutron. Innym ważnym procesem jest **rozpad β** – zwiększa ilość protonów o jeden kosztem neutronu. Relacja pomiędzy tymi procesami określa możliwości nukleosyntetyczne gwiazdy. W szczególności wyróżnia się

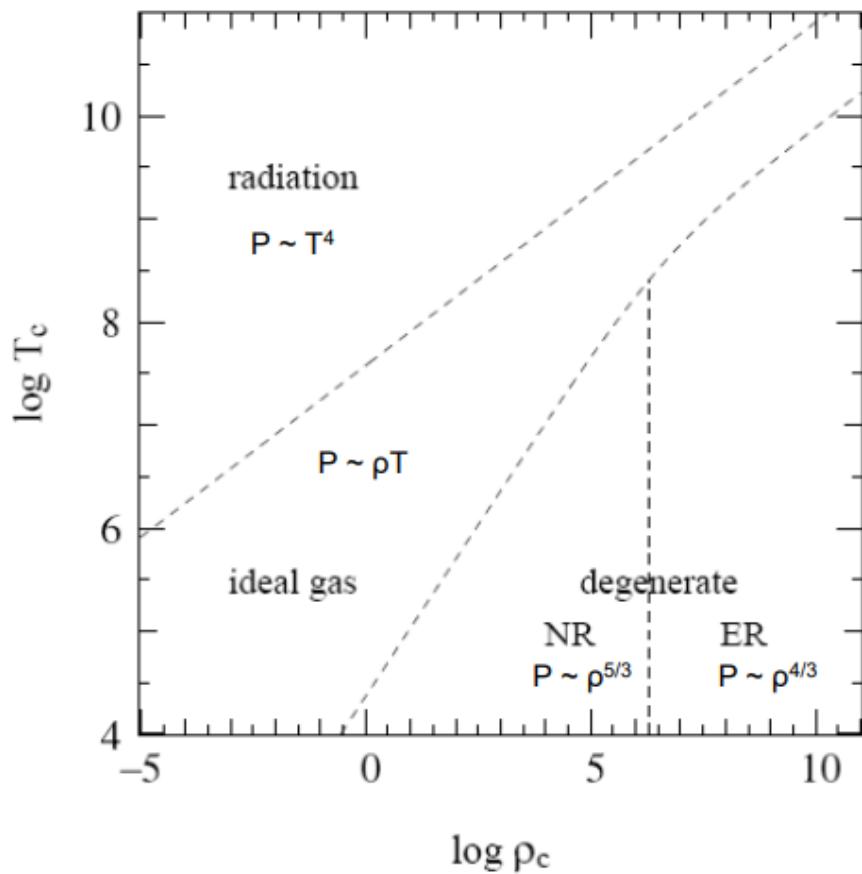
- **proces s** – mały strumień neutronów uniemożliwia tworzeniu się jąder cięższych niż bizmut.
- **proces r** – duży strumień neutronów pozwala na tworzeniu dowolnie ciężkich jader.

9 Wykład

W zależności od masy ewolucja gwiazdy może przebiegać w bardzo zróżnicowany sposób. Skutkuje to różnym czasem trwania procesu i różnymi charakterystykami obiektów, na których ten proces się kończy. Do śledzenia przebiegu ewolucji gwiazdy stosuje się kilka alternatywnych sposobów:

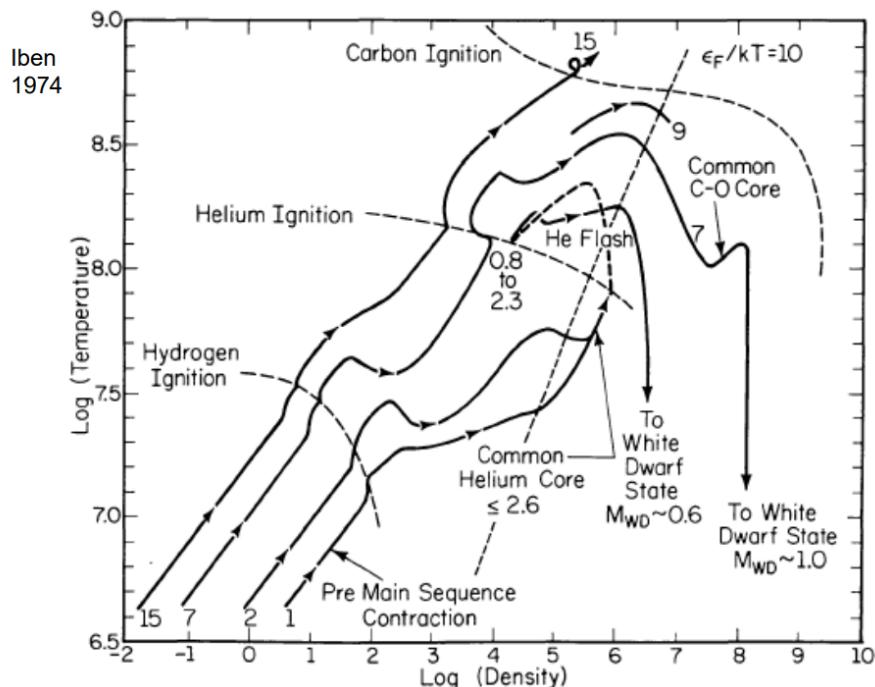
1. **Diagram** $\log \rho_c - \log T_c$ – obrazuje zmianę warunków panujących we wnętrzu gwiazdy pod wpływem zmiany składu chemicznego.
2. **Diagram H-R** – ilustruje zmiany gwiazdy, które można weryfikować bezpośrednią obserwacją.
3. **Diagram Kippenhahna** – przedstawia zmiany w całej strukturze gwiazdy w funkcji czasu.

Poniżej widać diagram $\log \rho_c - \log T_c$ z wyróżnionymi czterema obszarami, na których w jądrze panują inne równania stanu (od lewej: ciśnienie zależy od promieniowania, gaz doskonały, gaz fermiego nierelatywistyczny, gaz fermiego relatywistyczny):



9.1 Ewolucja gwiazd średnio masywnych

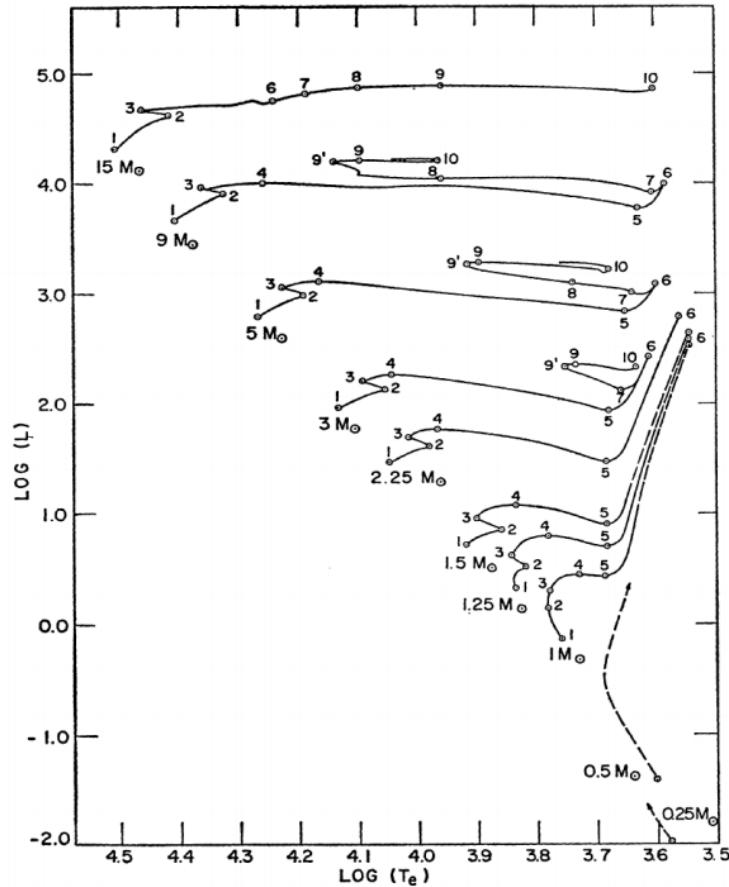
Poniżej widać ścieżki ewolucyjne gwiazd o masach 15, 7, 2 i 1 mas Słońca:



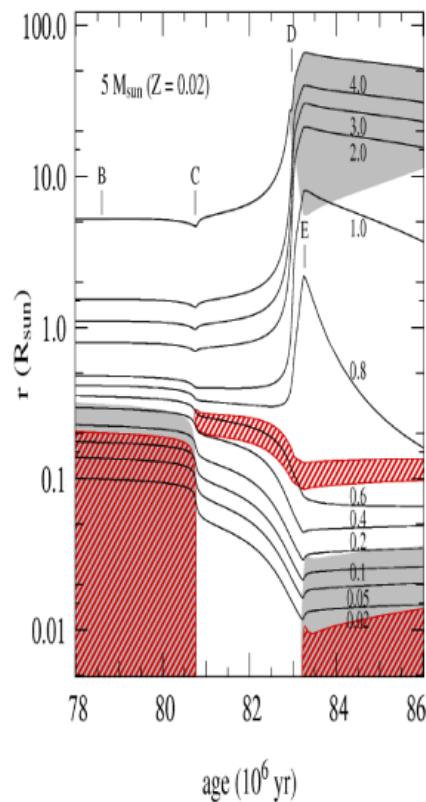
Jak widać najcięższa gwiazda w żadnym momencie nie opuszcza strefy gazu doskonałego i tylko one przekraczają linię oznaczającą zapłon węgla. Pozostałe ostatecznie skręcają w kierunku obszaru gazu zdegenerowanego, gdzie kończą jako białe karły. Gwiazdy o masach 0.8 – 2.3 mas Słońca inicjują zapłon helu w warunkach degeneracji. Dochodzi wówczas do **błysku helowego**(więcej o nim później). Gwiazdy o mniejszej masie nie

zapalają helu wcale.

Ilustracja poniżej pokazuje wędrówkę gwiazd po wykresie H-R w wyniku ich ewolucji:



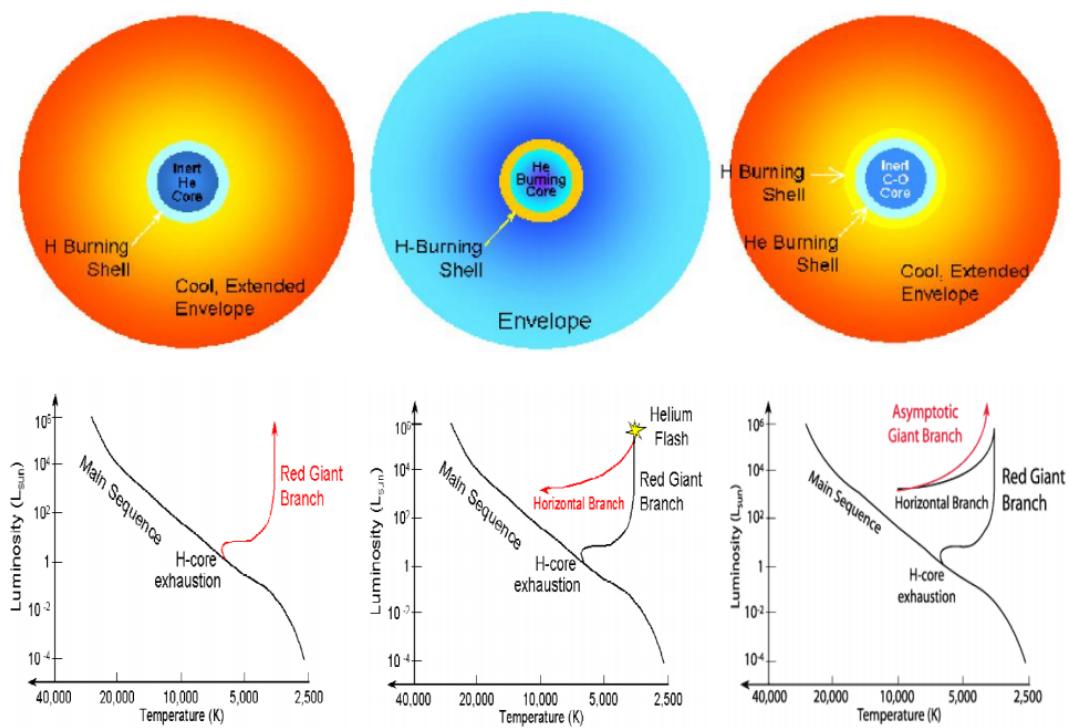
Liczby przy różnych krzywych odpowiadają tym samym etapom ewolucji (ale niekoniecznie temu samemu czasowi – ewolucje przebiegają w różnym tempie). Jak widać, mimo kurczenia się jądra (w celu syntezy ciężkich pierwiastków niż wodór) całkowity rozmiar gwiazdy zwiększa się (gwiazdy stają się **czerwonymi olbrzymami**). Otoczka reaguje lustrzanie do jądra – jeśli jądro się kurczy to otoczka się rozrasta i vice versa. Efekt ten spowodowany jest zmianami w energii grawitacyjnej jądra. Poniżej na wykresie Kippenhahna widać zobrazowanie tego procesu:



Czerwony obszary to te, w których zachodzą reakcje jądrowe, a szare to obszary konwekcji.

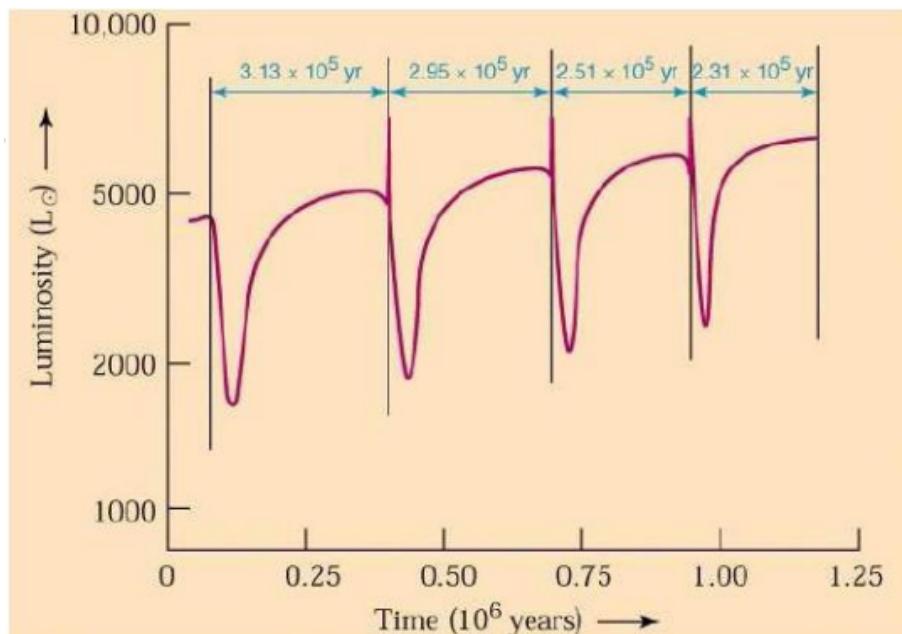
Do **błysku helowego** dochodzi, gdy podczas przechodzenia na spalanie helu, jądro gwiazdy jest w stanie zdegenerowanym. W przypadku degeneracji ciśnienie nie zależy od temperatury – nie działa mechanizm regulujący tempo reakcji (reakcja 3α). Wydzielana energia zwiększa temperaturę, co przyspiesza tempa zachodzenia tego procesu. Odpowiednio duży wzrost temperatury przy stałym ciśnieniu wywołuje zniesienie degeneracji i przejście gwiazdy w stan gazu doskonałego. W momencie błysku wydzielona jest energia 10 miliardów słońce, ale sama gwiazda przygasza, ponieważ większość tej energii konsumowana jest na likwidację degeneracji i zwiększanie rozmiarów jądra (regulacja tempa procesu).

Po przejściu na spalanie helu gwiazdy zajmują miejsce na **gałęzi horyzontalnej** wykresu H-R poruszając się w lewo, a po pewnym czasie skręcają w prawo i do góry – na tzw. **asymptotyczną gałąź olbrzymów**. W obrębie tych procesów budowa gwiazdy znacznie się zmienia:



Na asymptotycznej gałęzi olbrzymów można wyróżnić jądro węglowo-tlenowe powłokę, w której spalany jest hel i powłokę, w której spalany jest wodór oraz otoczkę (nawet po ustaniu procesu spalania helu czy wodoru w jądrze powstają wokół niego otoczki, w których te procesy nadal zachodzą, jednocześnie będąc źródłem paliwa dla niższych warstw). W zasadzie można wyróżnić dwa różne typy – malutkie (ok 4 x promień Ziemi) jądro i bardzo rozrzedzona chmura wodoru zajmująca kulę o promieniu kilkuset większym niż Słońce.

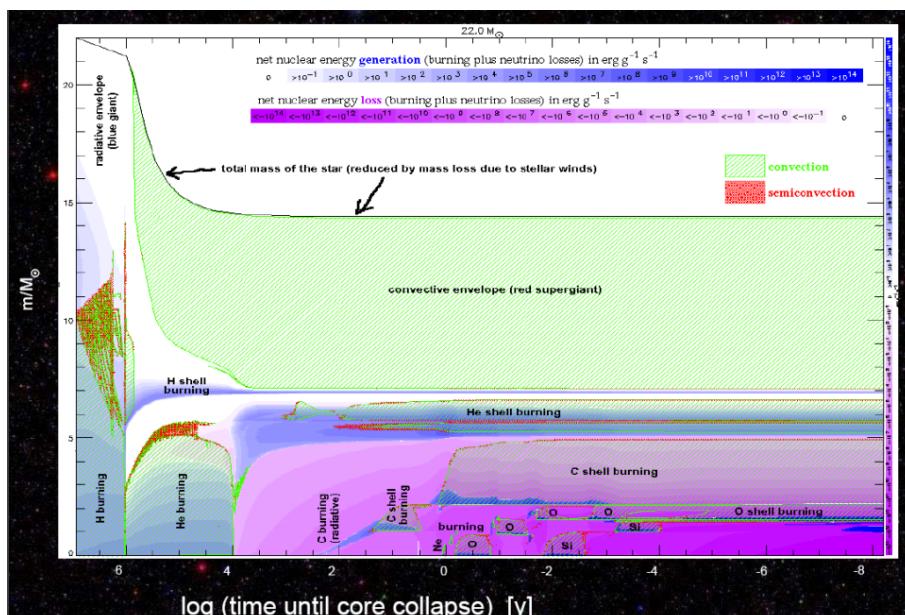
Tempo zachodzenia reakcji w obu powłokach podlega powtarzającym się zmianom. Krótkotrwalem wzrostom towarzyszy gwałtowne rozprężanie, które ogranicza tempo, po czym stopniowa kontrakcja powoduje jego zwiększenie do poziomu skutkującego kolejnym rozprężaniem warstwy. To zjawisko nazywa się **pulsami termicznymi**:



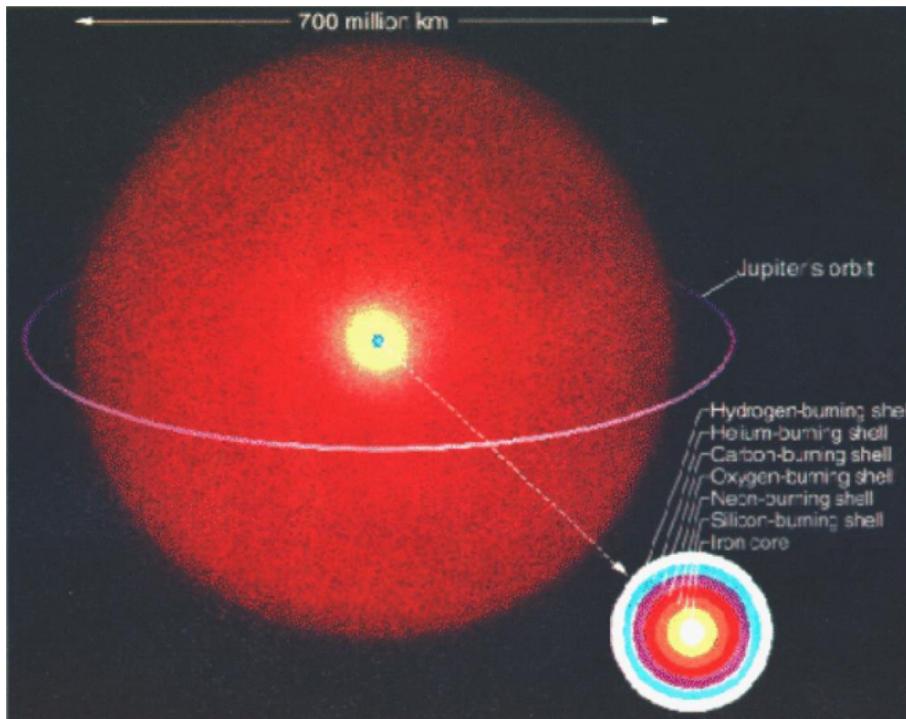
Zaburzenia przenoszą się do otoczki, gdzie ich amplituda ulega zwiększeniu. Skutkuje to powtarzającym się odrzucaniem zewnętrznych fragmentów otoczki – powstają **mgławice planetarne**. W rezultacie przez pewien okres gwiazda staje się wielkim obłokiem rzadkiej materii z małej wielkości świecącym i gęstym jądrem wewnętrz. Po tysiącach lat obłok rozwiewa się zupełnie i jedyne co pozostaje to owo jądra – gwiazda staje się **białym karłem**.

9.2 Ewolucja gwiazd masywnych

W przypadku gwiazd o dużej masie, jądra nie ulegają degeneracji oraz są w stanie syntezowa pierwiastki cięższe niż hel. Istotnym aspektem ewolucji tych gwiazd jest utrata masy w wyniku **wiatru gwiazdowego**. Poniżej diagram Kippenhahna dla gwiazdy o masie $22M_{\odot}$:



Jak widać poprzez wiatr gwiazda utraciła ponad 30% swojej masy, głównie na etapie spalania helu. Wraz z upływem czasu gwiazda przechodzi na syntezę coraz to cięższych pierwiastków. Jednocześnie procesy z poprzednich etapów nadal są syntezowane poza jadrem – w powłokach otaczających jądro. Gdy gwiazda zaczyna odkładać już żelazo, to jej wnętrze wykazuje strukturę jak ogr (cebula). Im bliżej centrum tym cięższe pierwiastki są syntezowane, a całość zanurzona jest w chłodnej otoczce wodorowej – gwiazda jest **czerwonym nadolbrzymem**.



Gwiazdy Wolfa-Rayeta – najbardziej typowi przedstawiciele wyewoluowanych, bardzo masywnych gwiazd. Zwykle w ich widmie trudno wykryć wodór, ponieważ jego większość została już przekształcona w cięższe pierwiastki lub zdmuchnięta wiatrem gwiazdowym. Przykładowa ścieżka rozwoju gwiazdy masywnej ($15 \leq M_{\odot} \leq 25 M_{\odot}$): ciąg główny \rightarrow niebieski nadolbrzym \rightarrow czerwony nadolbrzym \rightarrow **supernowa** typu drugiego. Drugi przykład ($25 M_{\odot} \leq M \leq 50 M_{\odot}$) (WNL, WNE i WC to gwiazdy Wolfa-Rayeta): ciąg główny \rightarrow niebieski nadolbrzym \rightarrow czerwony nadolbrzym \rightarrow WNL \rightarrow WNE \rightarrow WC \rightarrow supernowa typu Ib.

9.3 Śmierć gwiazd masywnych – supernowa

W jądrze żelazowym nie mogą już zachodzi procesy syntez. Dodatkowo zaczynają pojawia się reakcje, w wyniku których neutrina unoszą sporo ilości energii tym samym destabilizując równowagę hydrostatyczną (i degenerując materię w jądrze) (fotodezintegracja jądra i wychwyt elektronu):



W pewnym momencie dochodzi do **kolapsu grawitacyjnego** – spadku swobodnego materii jądra z prędkością $0.25c$. Kolaps ulega zatrzymaniu przez ciśnienie zdegenerowanych neutronów (bo to fermiony – zakaz Pauliego), gdy jądro ma rozmiary $10 - 100 km$ i $T \sim 2 \cdot 10^{10} K$, $\rho \sim 10^{15} \frac{g}{cm^3}$. Powstaje zaczątek **gwiazdy neutronowej**. Większość energii wydzielonej w wyniku kolapsu unoszona jest przez neutrina. Dla gęstości większej niż $10^{12} \frac{g}{cm^3}$ materia staje się nieprzezroczysta dla neutrin i za odprowadzanie energii odpowiada konwekcja. Formującą się gwiazda neutronowa relaksuje się do większej objętości (**odbicie jądra**), ekspansje zatrzymuje napływ materii z otoczką: w pewnej odległości od centrum gwiazdy formuje się fala stojąca – miejsce dynamicznej równowagi między eksplozją i implozją.

Decydującą dla kierunku dalszej propagacji fali stojącej jest efektywność konwekcji w rejonie centrum gwiazdy:

- jeśli umożliwia ona neutrinom zasilanie ekspansji, otoczka ulegnie odrzuceniu i formuje się gwiazda neutronowa.
- jeśli energia pozostaje zamknięta w centralnej części gwiazdy, napływająca materia powoduje wzrost masy jądra neutronowego powyżej trzech mas Słońca. Ciśnienie neutronów przestaje powstrzymywać kolaps grawitacyjny i formuje się **czarna dziura**.

Całemu procesowi kolapsu towarzyszy bardzo jasny rozbłysk – **supernowa**. Jej jasność porównywalna jest z jasnością całych galaktyk, mimo tego, że tylko 1% energii wydzielonej w tym procesie unoszone jest przez fotony (90% neutrina i 9% wyrzucenie zewnętrznych części gwiazdy). Wyróżnia się typy supernowych: Ia, Ib, Ic i II. Jedynie Ia nie jest związany z kolapsem gwiazdy masywnej. Typy Ib i Ic wiążą się z gwiazdami Wolfa-Rayeta, a typ II z czerwonymi nadolbrzymami.

Podsumowując ewolucję gwiazd:

- Gwiazdy najbardziej masywne syntezują w swych jądrach pierwiastki aż po żelazo i kończą ewolucję wybuchem supernowej, zamieniając się w gwiazdę neutronową albo w czarną dziurę.
- Gwiazdy o pośrednich masach syntezują w swych jądrach pierwiastki aż po węgiel i tlen, a kres ich ewolucji wyznacza odrzucenie mgławicy planetarnej, po której stają się białymi karłami.
- Gwiazdy najmniej masywne są w stanie syntezować jedynie hel, a po jego wyczerpaniu stają się białymi karłami.

