

# 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  $360^\circ$ , a o ok.  $361^\circ$  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 greckim 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. Obecny standardem jest **Wega** ( $\alpha$  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** umożliwiałaby 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 oznaczmy  $\pi^0$  kąt przy obserwowanym obiekcie to odległość od tego punktu do przeciwległego 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  $\pi^0$  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 duże ilości tych pomiarów ma sens. Pierwsze pomiary paralaksy to rok 1838, ponieważ dopiero wtedy sprzęt obserwacyjny był wystarczająco dobry.

## 2.2

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

## 2.3 Jasność absolutna

Oprócz jasności obserwowalnej ( $m$ ) 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:

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

## 2.4 Nośniki informacji

Nośnikami informacji z kosmosu mogą być: **fale elektromagnetyczne, cząstki, neutrino** oraz **fale grawitacyjne**. Cząstki oddziałują z polami sił (gravitacja i elektromagnetyzm), więc mogą być silnie odginane. Szczególnie biorąc pod uwagę fakt istnienia wewnątrz galaktyk a nawet międzygalaktycznych pól elektromagnetycznych. Neutrino 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 neutrino można uzyskiwać informacje na temat wydarzeń wewnątrz jąder gwiazd. Natomiast nie wszędzie można z nich korzystać. Fale grawitacyjne zostały odkryte najpóźniej i ze względu 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 energie. 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  $\gamma$ . 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 emituje najwięcej promieniowania o długości określonej przez wzór:

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

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

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

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

3. Pierwiastki zawarte w atmosferze gwiazd pochłaniają konkretne długości fal zgodnie z prawami przejść kwantowych. Skutkiem tego jest widmo liniowe absorbcyjne – widmo ciągłe pozbawione niektórych częstotliwości. 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 miałyby powierzchnia gwiazdy (bezpośrednio emitująca część gwiazdy – **fotosfera**), gdyby promieniowała jak ciało doskonale czarne. Gwiazdy mają różne kolory. Zgodnie z prawem przesunięcia Wiena im cieplejsza gwiazda tym dla krótszej fali przypada maksimum. Zatem gwiazdy białe są cieplejsze od czerwonych, a niebieskie od białych. Mierzac długość, której przypada największe natężenie promieniowania można otrzymać temperaturę efektywną. Innym sposobem pomiaru temperatury efektywnej jest skorzystanie z prawa Stefana-Boltzmanna (3.2). Z ziemi można zmierzyć jedynie bolometryczny strumień promieniowania  $F_{\text{obs}}$ . 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:

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

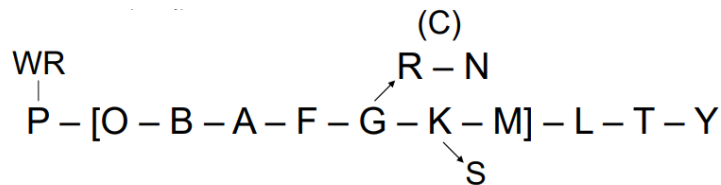
Znając ten stosunek można korzystać z tablic (stworzonych na podstawie gwiazdy, których temperatury zmierzono inaczej) wyznaczyć temperaturę gwiazdy. Metoda ta nie wymaga znajomości odległości od gwiazdy ani jej rozmiaru. Nie jest też potrzebna rejestracja widma. Niestety ze względu na obecność materii 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 jonu mogą powstać. 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 wzorec 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

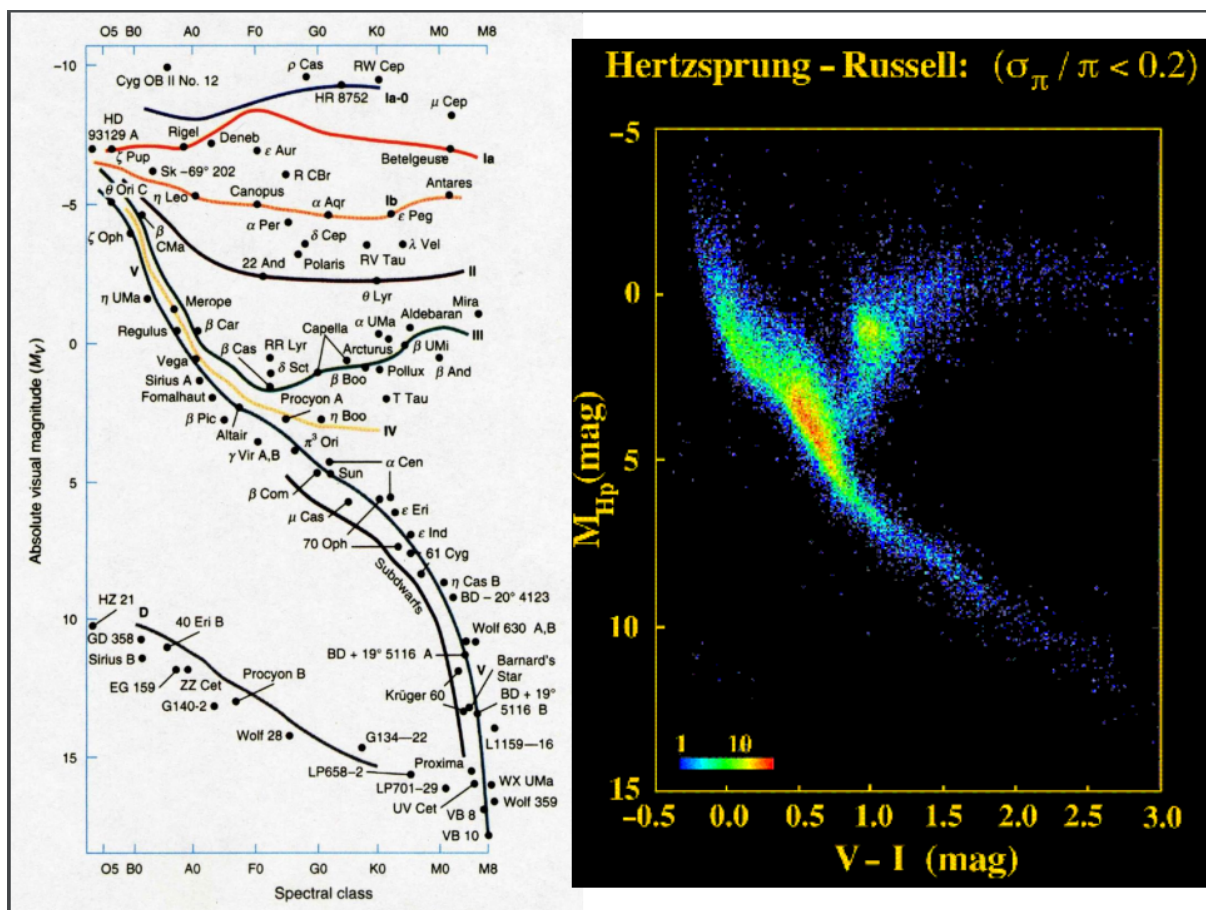
Widma tego samego typu mogą mieć różnej szerokości linie widmowe. Szerokość linii zależy od ciśnienia panującego w fotosferach gwiazd. Im większe ciśnienie tym większe rozmycie linii widmowych. Te różnice w rozmyciach linii widmowych spowodowały wprowadzenia drugiego parametru w klasyfikacji widmowej – **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  $T_{\text{eff}}$ , a substytutem jasności absolutnej logarytm moc promieniowania gwiazdy  $L$ . Poniżej przedstawione są dwa warianty tego wykresu. Na lewym diagramie ciągłe 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.

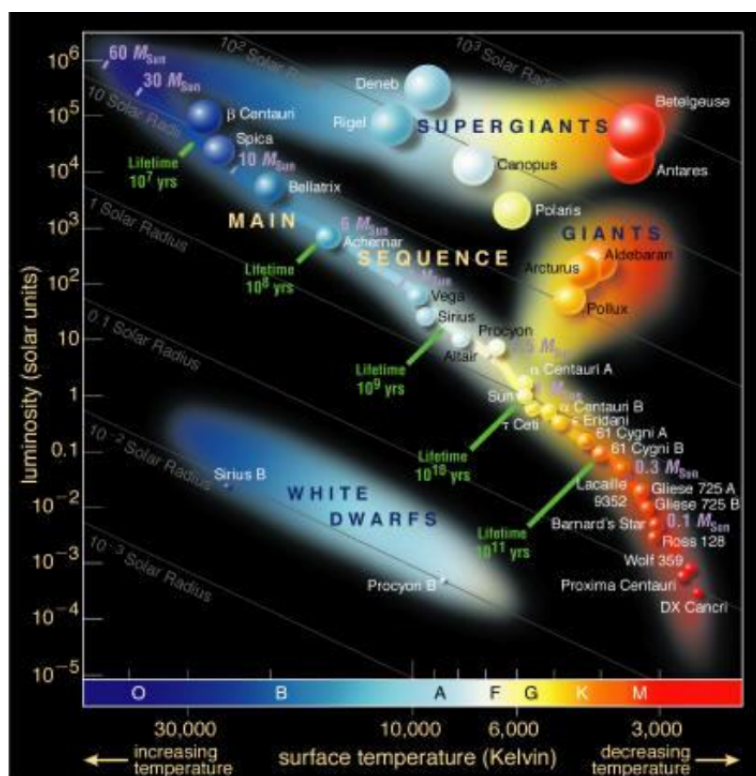


Główną zaletą diagramu H-R jest możliwość wnioskowania na podstawie położenia gwiazdy o jej innych, nieznanych bezpośrednio parametrach.

Korzystając z zależności:

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

można nanieść na wykres linie jednakowego promienia i zauważyć, 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 **paralakcją 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 oddziaływania grawitacyjnego. W tym kontekście najczęściej 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 (oszczędzę tutaj tej konstrukcji).

#### 4.3.2 Układy spektroskopowe

Tutaj o układzie dowiadujemy się na podstawie okresowych zmian w widmie związanych **przesunięciami dopplerowskimi**. Skupiając się na widmach można zaobserwować cykliczną zmianę długości fali linii widma. Znając  $\lambda_0$  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 wewnątrz układu jest tak niewielki, że przesunięcia dopplerowskie przestają być widoczne.

Korzystając z tej metody można obserwować układy o bardzo krótkich okresach nawet krótszych niż doba ziemską. W przypadku takich można zaobserwować głównie orbity o ekscentryczności równej 0 (tzn. idealne okręgi). Uważa się to za dowód intensywnego oddziaływania 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 wtórne**. 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).

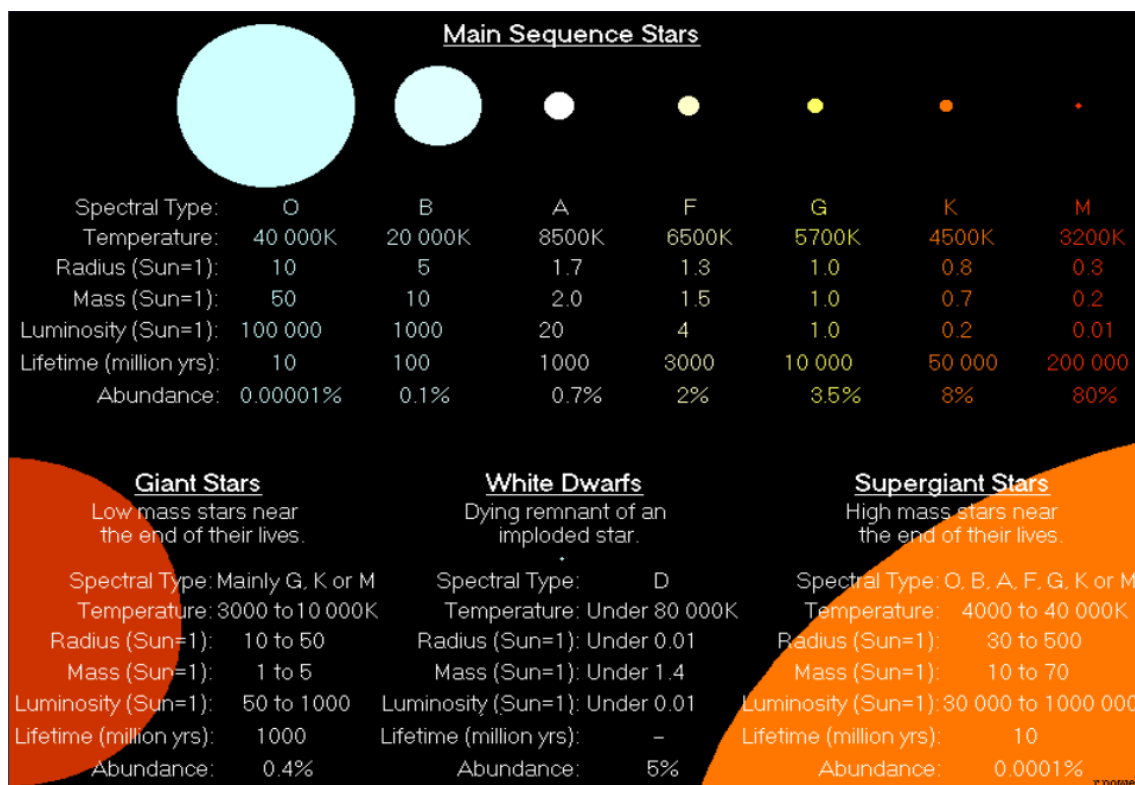
#### 4.3.5 Pozostałe informacje o masie

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

## 5 Wykład

### 5.1 Różnicowanie 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:

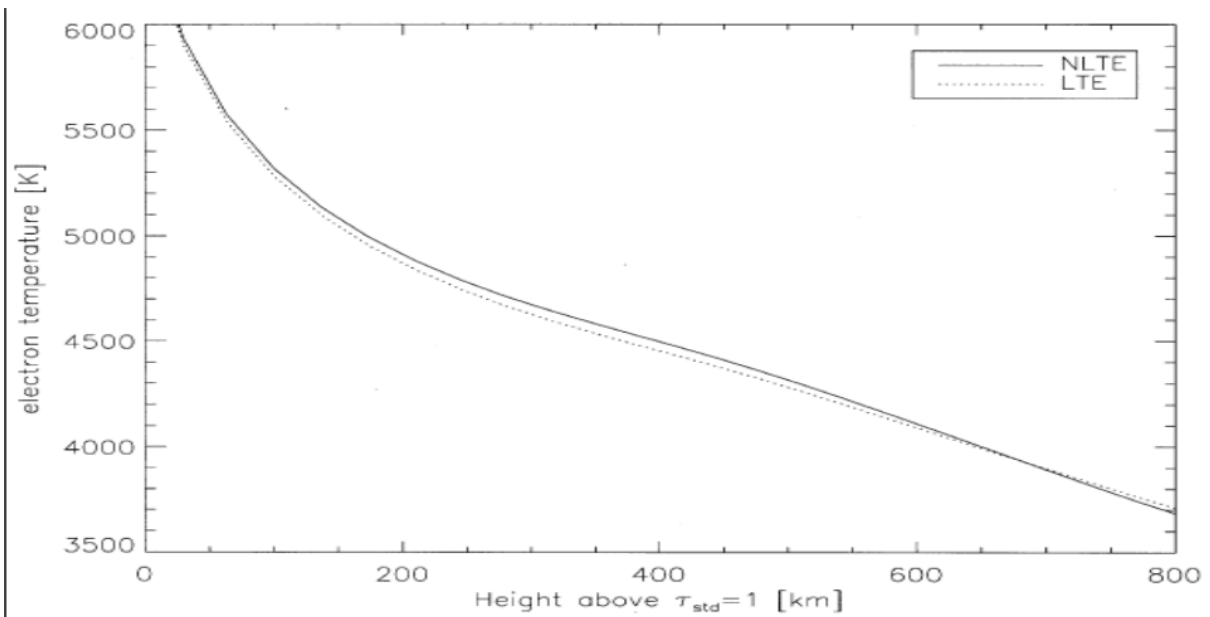


Oprócz znanych parametrów takich jak temperatura, promień masa i jasność wprowadzono także pojęcia **czasu życia** (czasu przez jaki gwiazda pozostaje w tej postaci) i **obfitości występowania**. Dokładniejsze dane obejmujące także brązowe karły można znaleźć na wykładzie.

### 5.2 Temperatura fotosfery

Do tej pory korzystaliśmy z pojęcia temperatury efektywnej  $T_{\text{eff}}$ , 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:



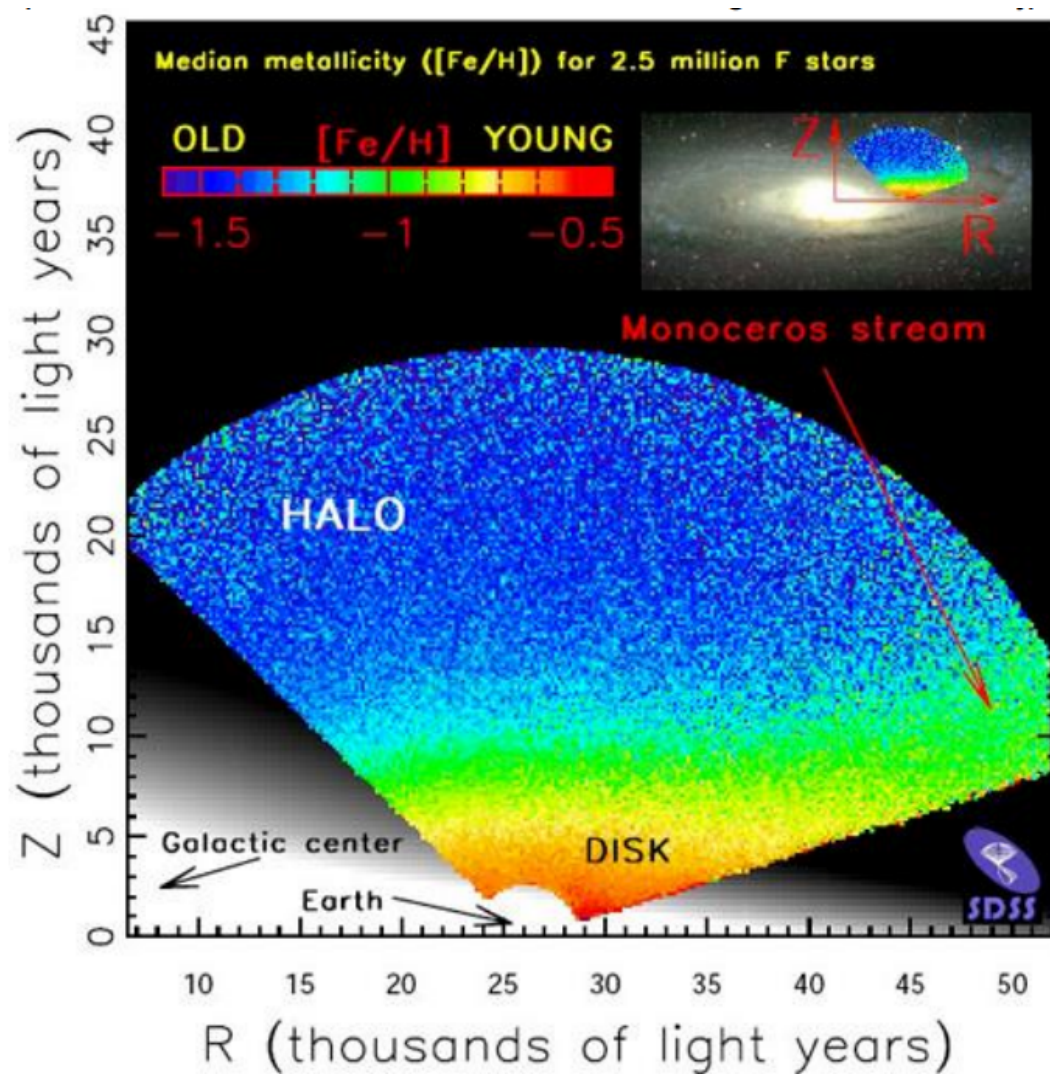


W bardziej ogólnym przypadku aby znaleźć rozkład temperatury musimy skorzystać z **modelu fotosfery** – zestawu najważniejszych parametrów mających wpływ na powstanie widma: temperatura, ciśnienie, gęstość, skład chemiczny i inne. Ponieważ z zarejestrowanego widma nie jesteśmy w stanie odtworzyć fotosfery 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 mniejsze 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**.