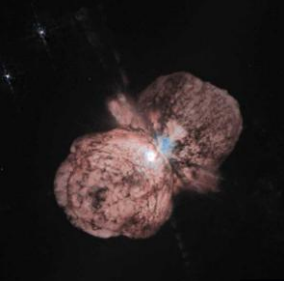




Teoria ewolucji gwiazd

(najpiękniejsza z teorii)

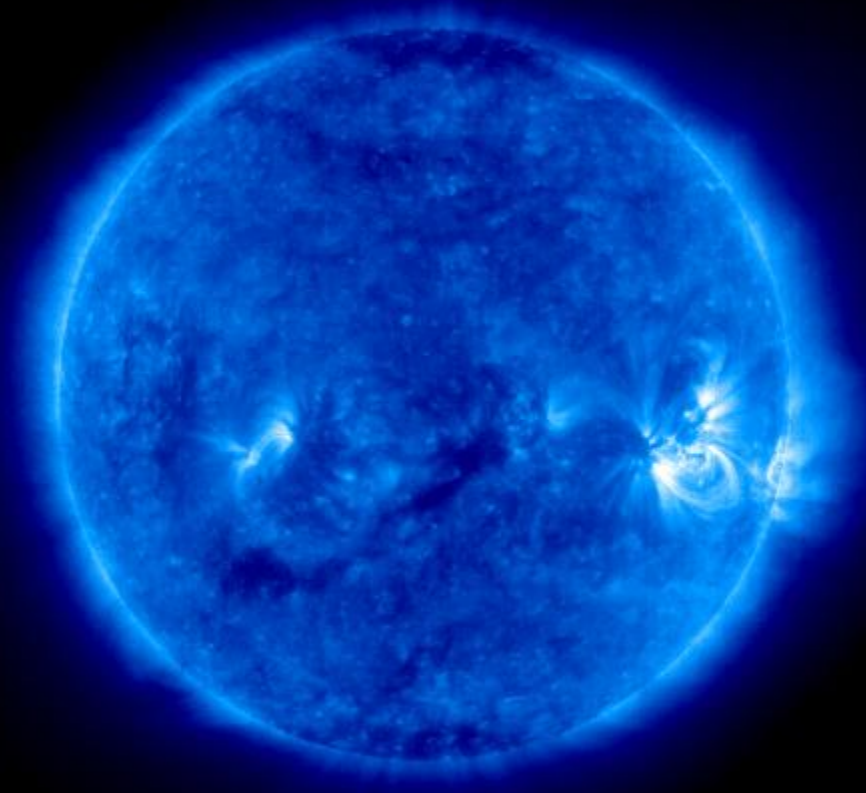
dr Tomasz Mrozek
Instytut Astronomiczny
Uniwersytetu Wrocławskiego



Prolog



2007/06/11 08:00



2007/06/11 07:00



Teoria z niczego

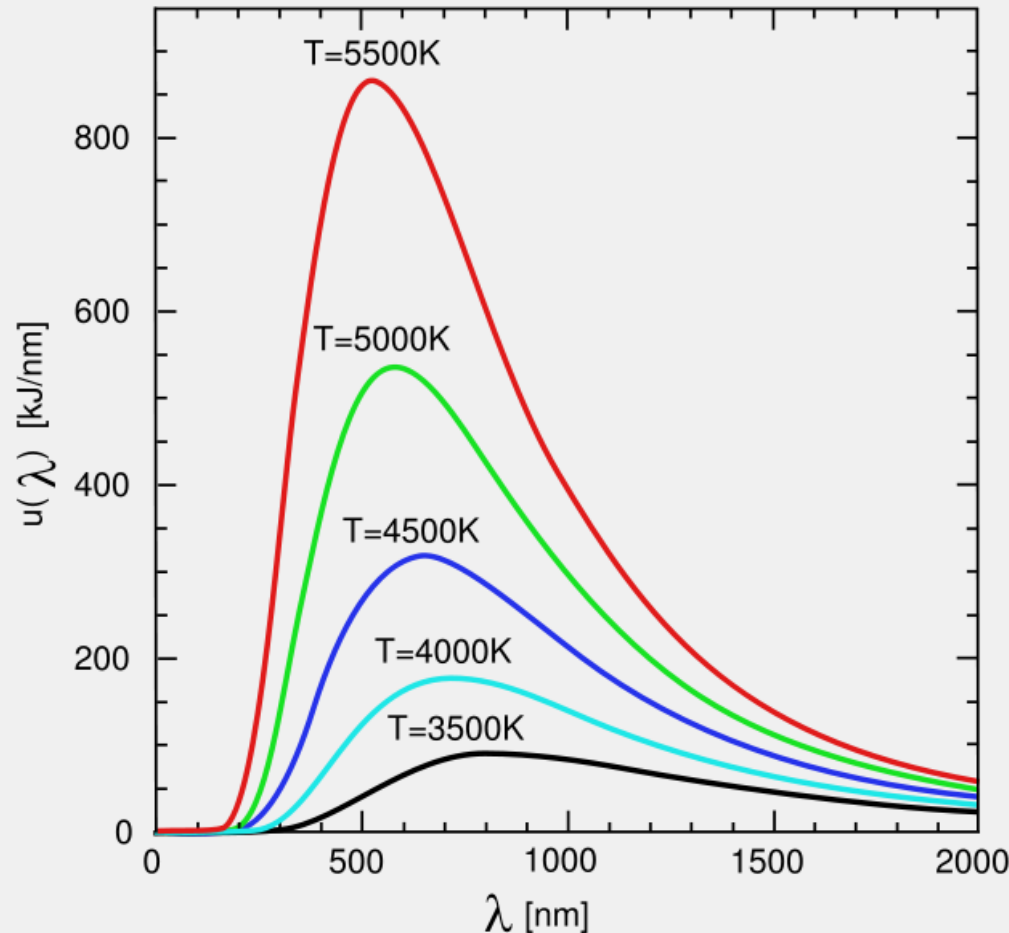


Dla danego obiektu
możemy określić:

- Ilość światła
- widmo
- położenie

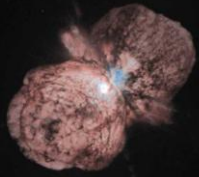


Ciało doskonałe czarne



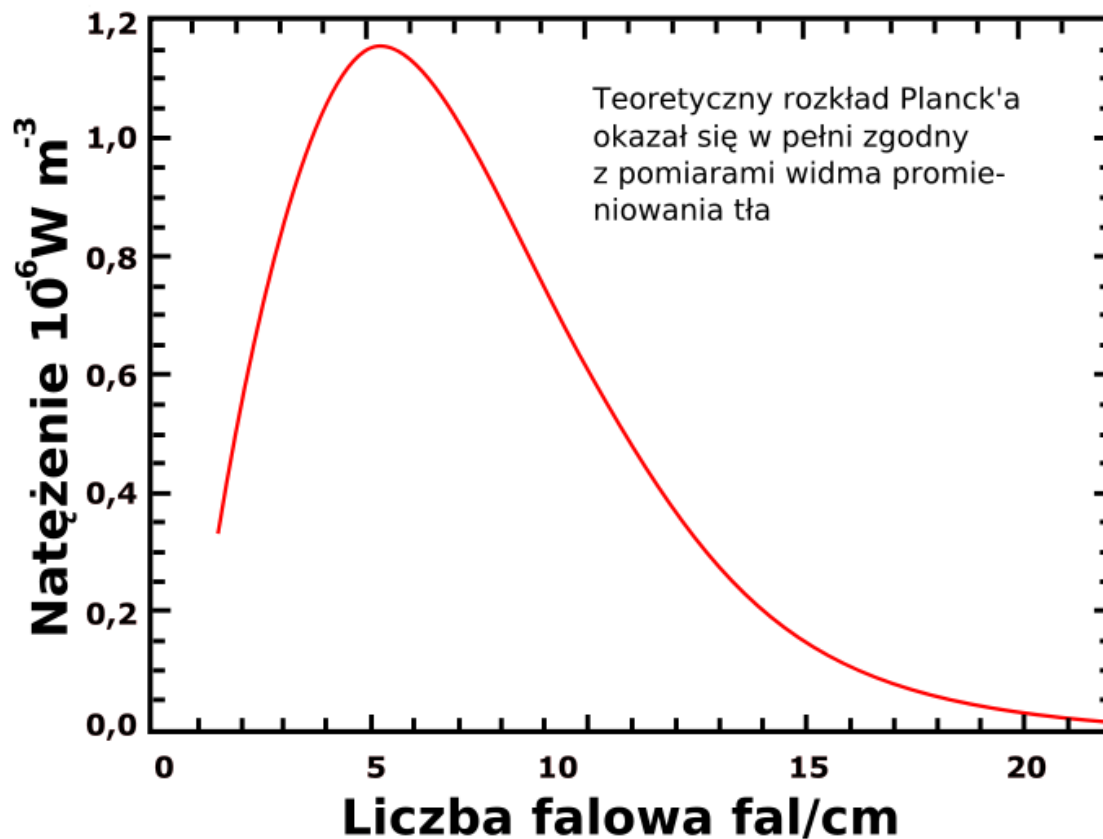
Ciało, którego promieniowanie opisane jest prawem Plancka:

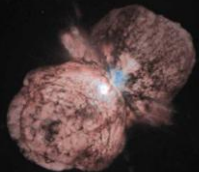
$$u_{\nu} = \frac{8\pi h\nu^3}{c^3} \frac{1}{e^{\frac{h\nu}{kT}} - 1}$$



Ciało doskonale czarne

Widmo promieniowania tła uzyskane z satelity COBE





Widma ciągłe, emisyjne, absorpcyjne

Obiekt promieniujący
jak ciało doskonale czarne



Obłok materii



Obserwator widzi widmo
absorpcyjne

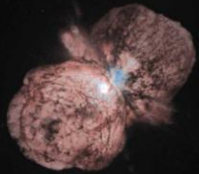


Obserwator widzi widmo ciągłe



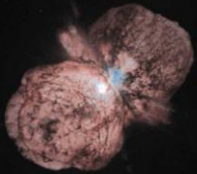
Obserwator widzi widmo emisyjne





Co nam daje analiza widmowa?

- skład chemiczny (obecność charakterystycznych linii widmowych)
- klasyfikacja typów widmowych gwiazd (z układu linii widmowych)
- określenie klas jasności (z szerokości linii absorpcyjnych)
- pomiar prędkości radialnych gwiazd (dopplerowskie przesunięcie linii)
- pomiar rotacji gwiazd (z poszerzenia linii)
- pomiar wyływu/dopływu masy w gwiazdzie (z asymetrii linii)
- pomiar pól magnetycznych na gwiazdach (z efektu Zeemana)



Linie absorpcyjne serii Balmera



H_{ϵ}
n=2 to n=7
397 nm

H_{δ}
n=2 to n=6
410.2 nm

H_{γ}
n=2 to n=5
434 nm

H_{β}
n=2 to n=4
486.1 nm

H_{α}
n=2 to n=3
656.3 nm

Kryterium klasyfikacji widm

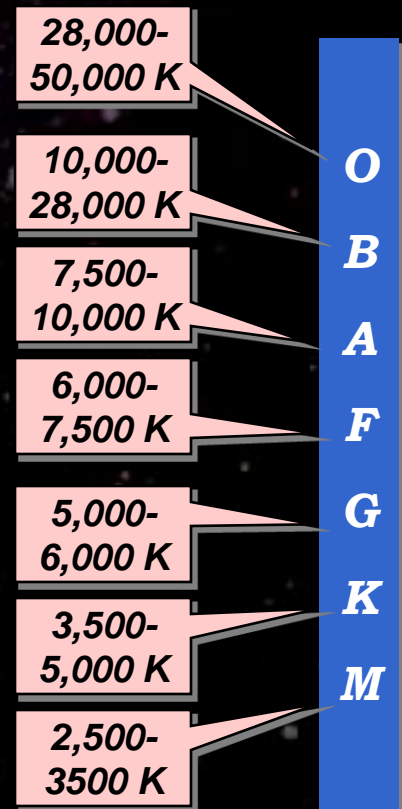
wygląd widma gwiazdy zależy od jej temperatury efektywnej (powierzchniowej)

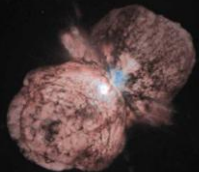
$$L = 4\pi R^2 \sigma T^4$$

Prawo Stefana-Boltzmana promieniowania ciała doskonale czarnego
 L – moc promieniowania gwiazdy o promieniu R
i temperaturze powierzchniowej T

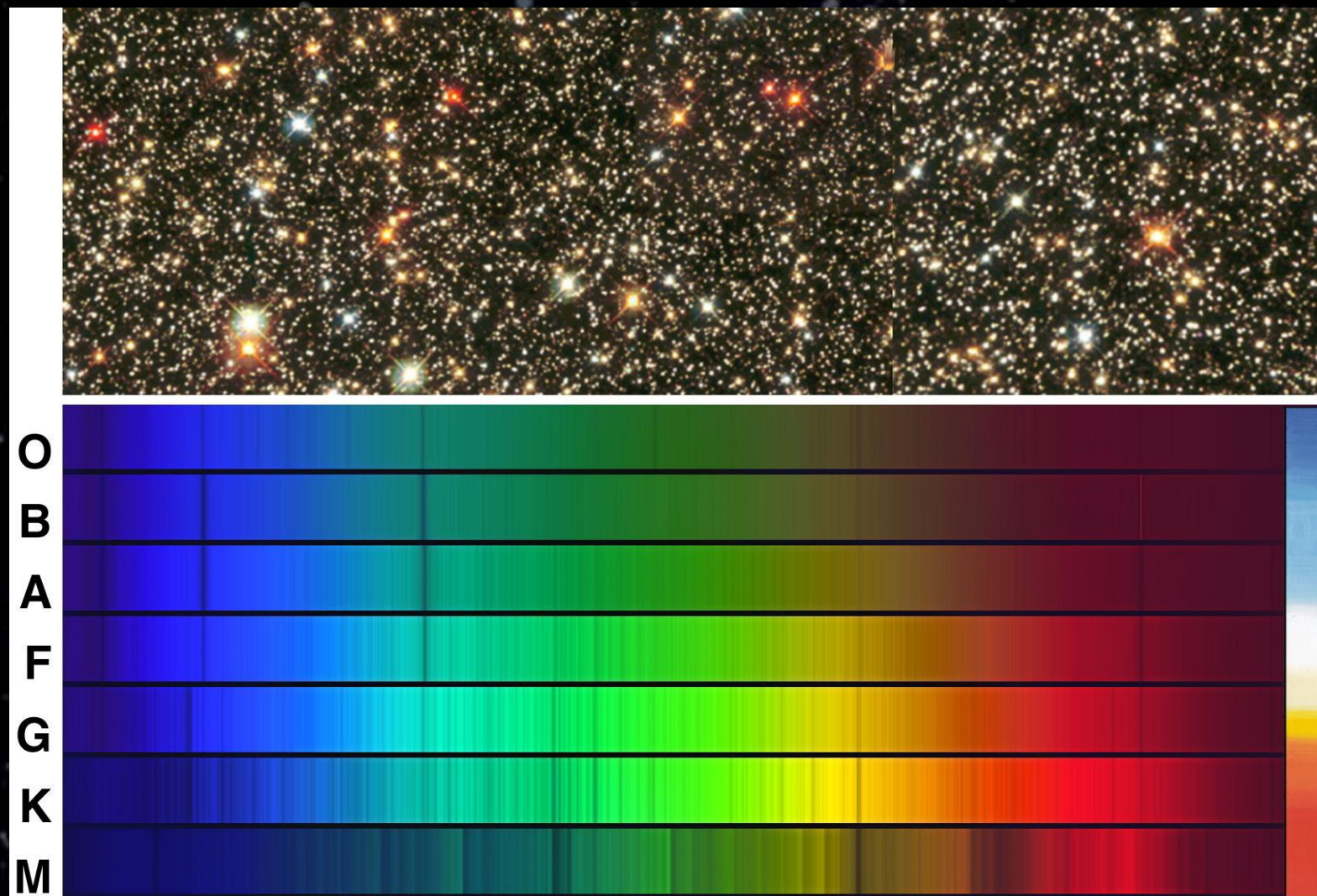
1872 – klasyfikacja Harvardzka
typy O B A F G K M; (podtypy 0 – 9)

OH, BE A FINE GIRL, KISS ME





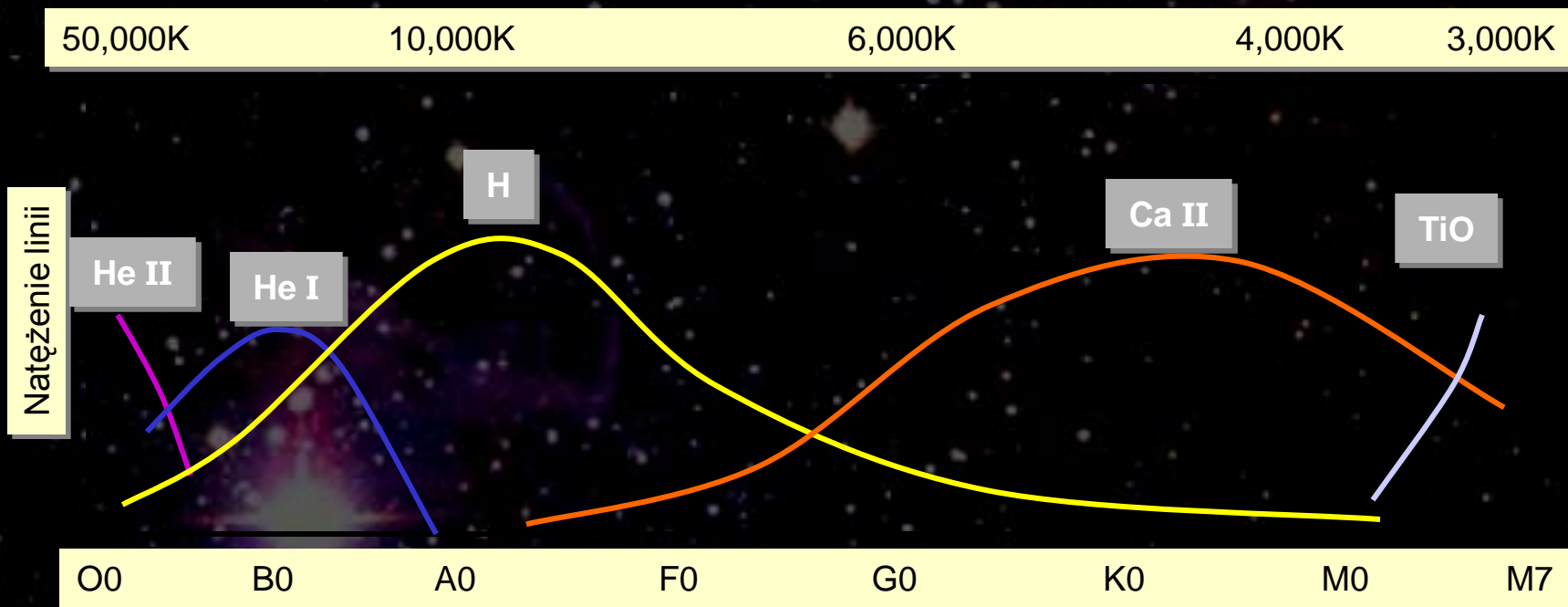
Klasyfikacja widm według temperatury



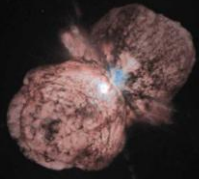


Gwiazdy w laboratorium

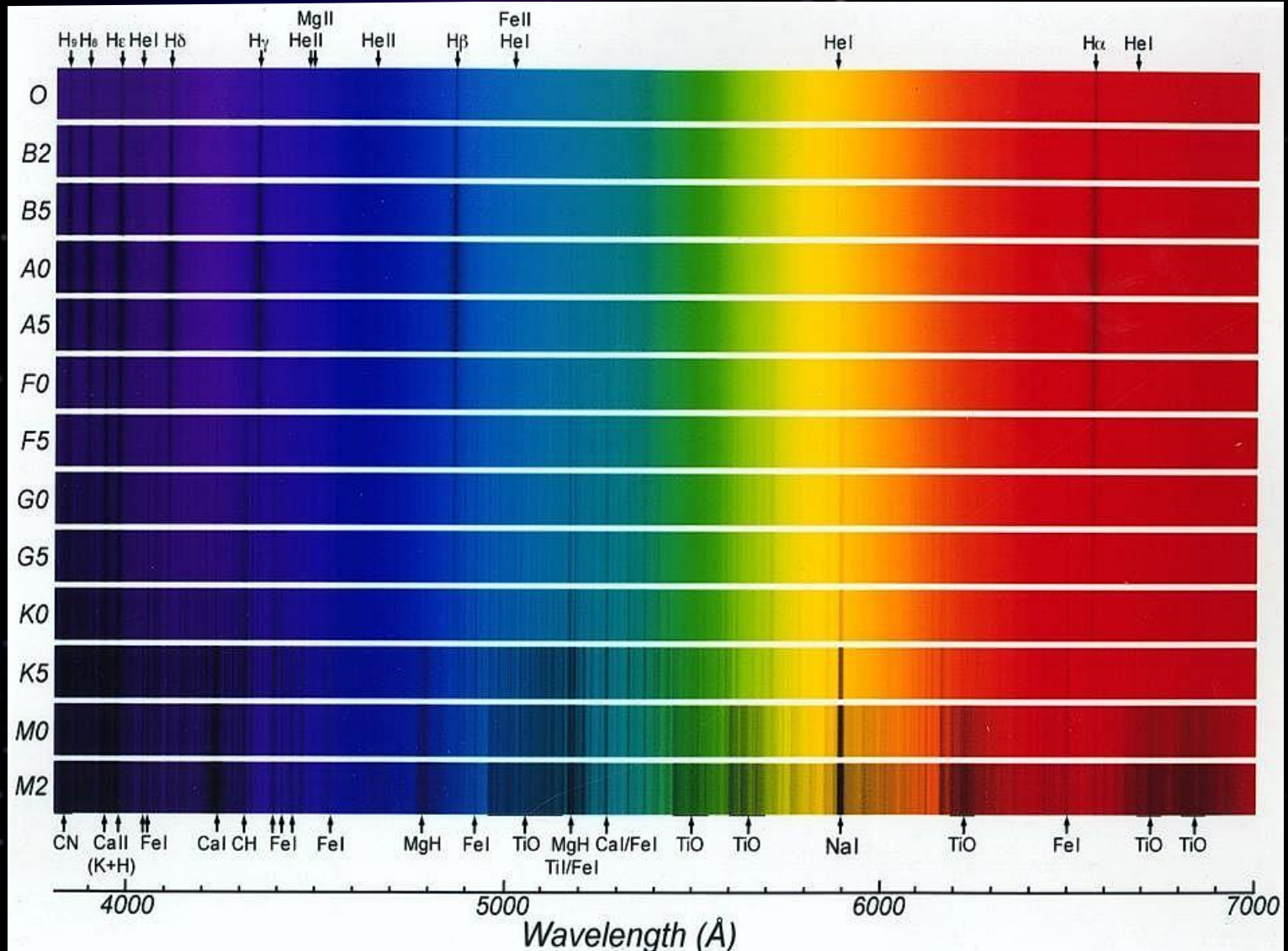
- Obecność pewnych linii w widmie gwiazdy, to swoisty „temperaturowy odcisk palca”.
- Dane przejście energetyczne w atomie możliwe jest tylko w odpowiedniej temperaturze.

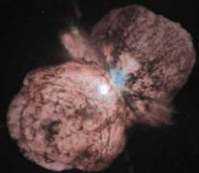


Zmiany względnych natężeń linii wybranych pierwiastków w zależności od temperatury powierzchniowej gwiazdy



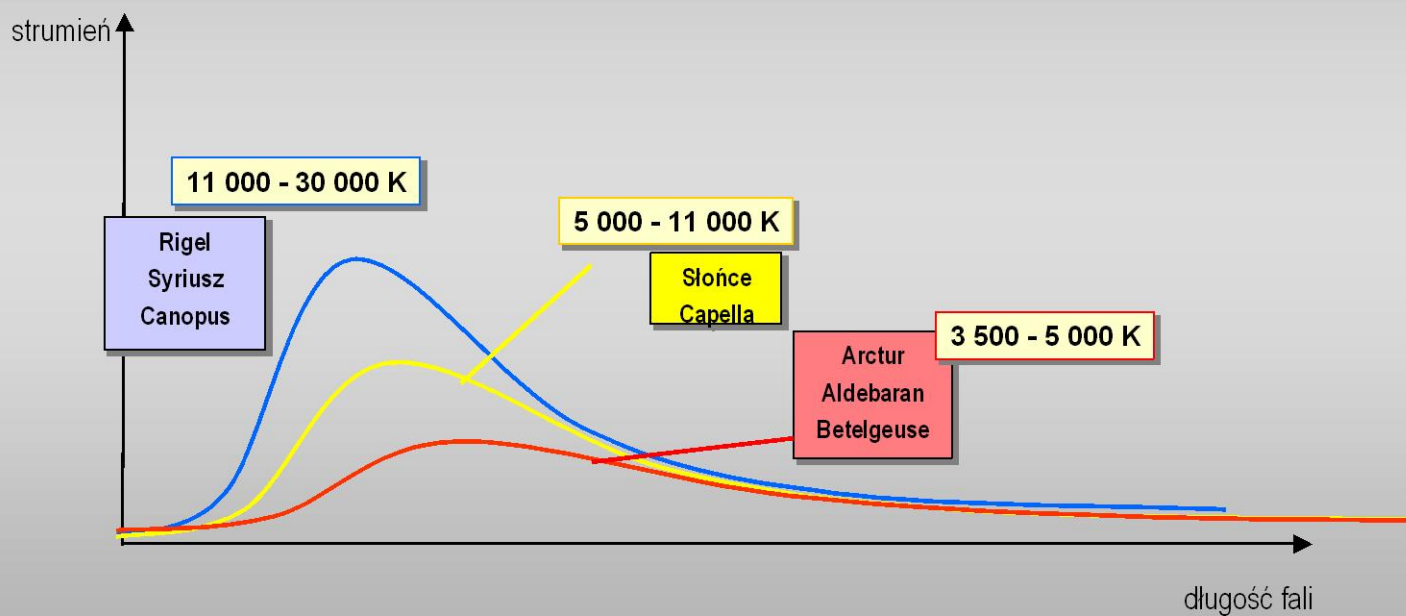
Klasyfikacja widm według temperatury

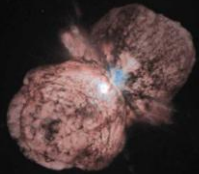




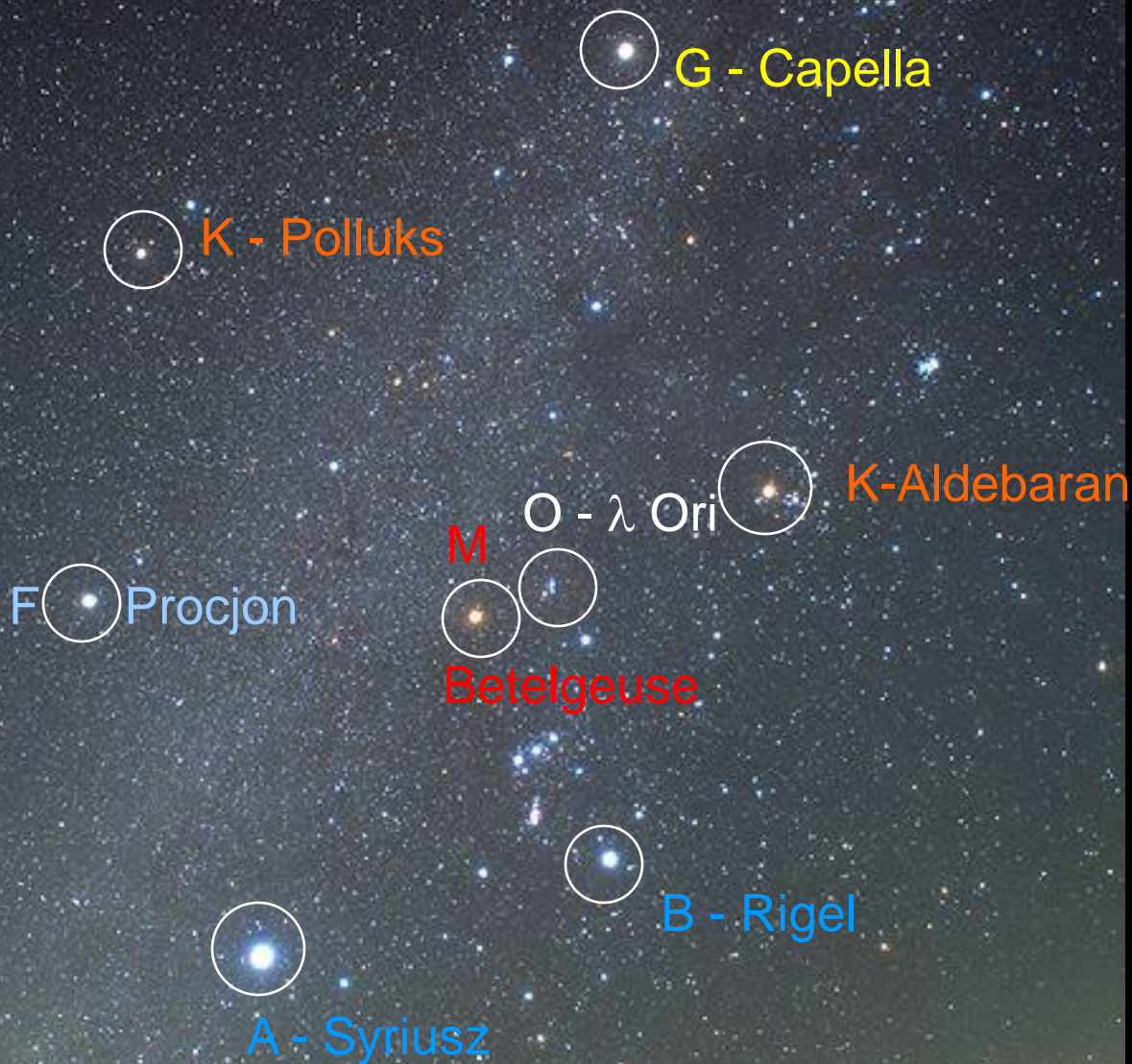
Barwy gwiazd

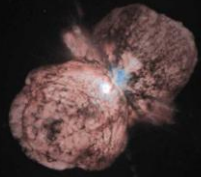
Barwy gwiazd





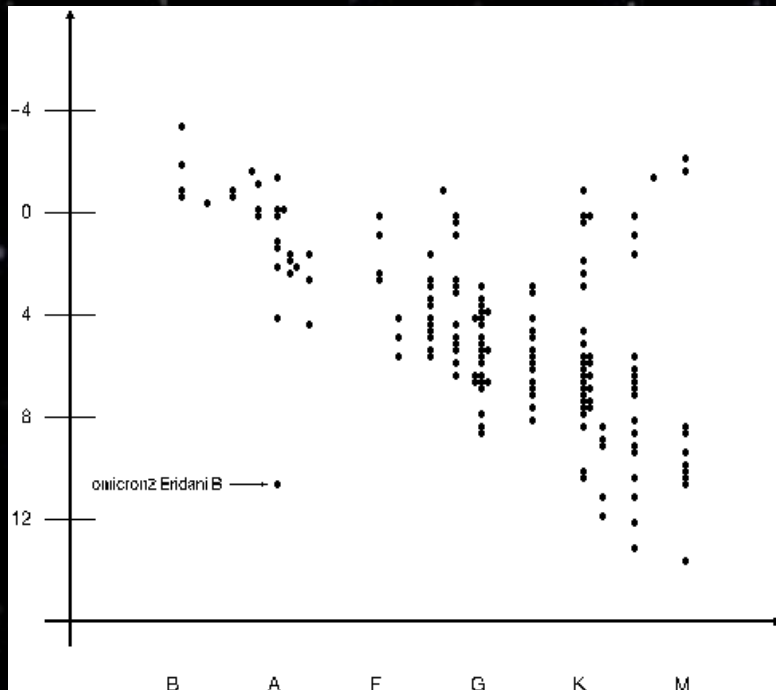
Barwy gwiazd





Powstanie diagramu H-R

- 1905 i 1912 – *E. Hertzsprung* i *H.N. Russell* niezależnie wprowadzili systematykę gwiazd – *diagram HR*
- dysponowali wiedzą o *typie widmowym (temperaturze)* i *wielkości absolutnej (mocy promieniowania) gwiazd*



$$m - M = 5 \log \left(\frac{\text{odległość w parsekach}}{10} \right)$$

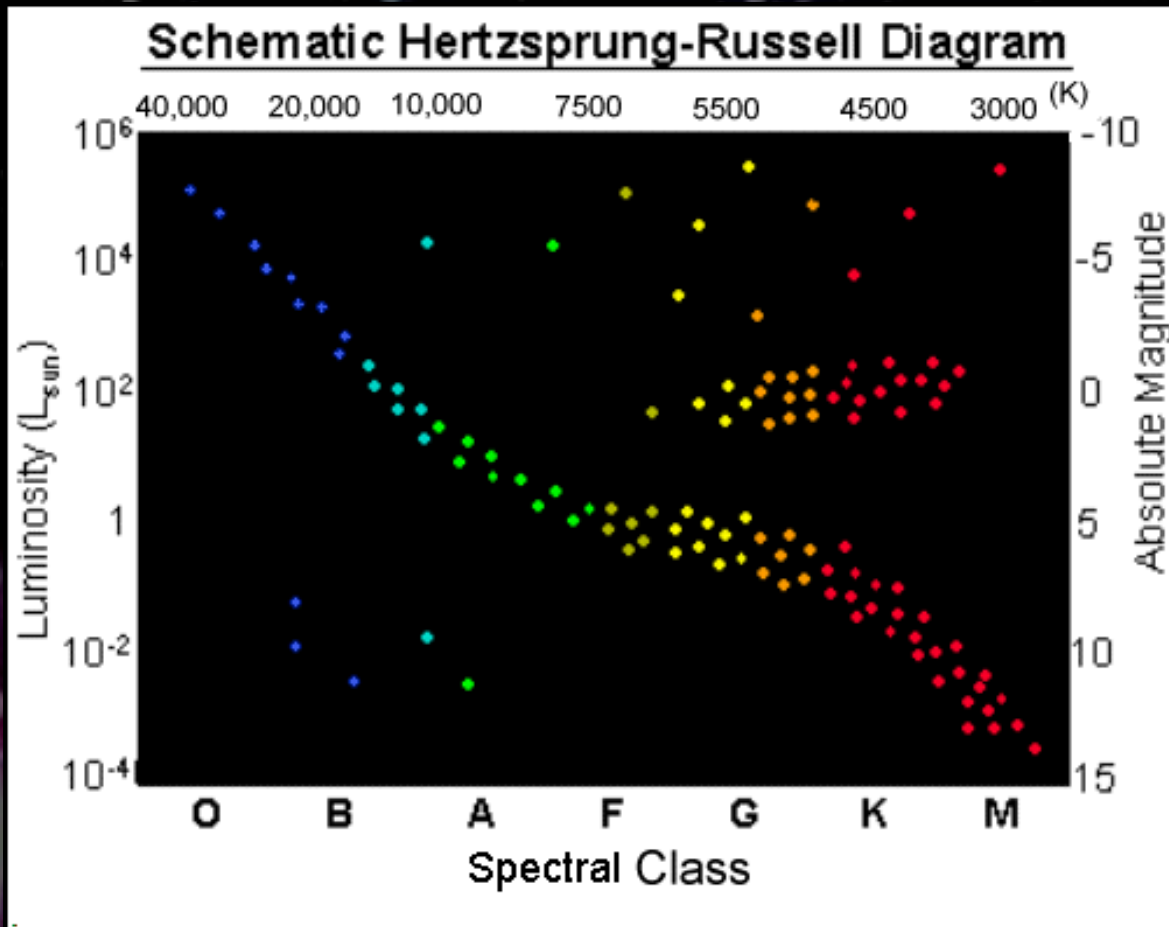
m – wizualna wielkość gwiazdowa
 M – absolutna wielkość gwiazdowa

$$L = 4\pi R^2 \sigma T^4$$

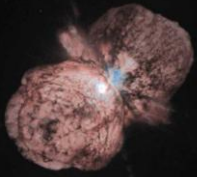
L – moc promieniowania gwiazdy o promieniu R i temperaturze powierzchniowej T

Oryginalny diagram Russella – gwiazdy nie są bezładnie rozrzucone

Teoretyczny diagram H-R



W obrębie danego typu widmowego obserwuje się obiekty o różnej jasności



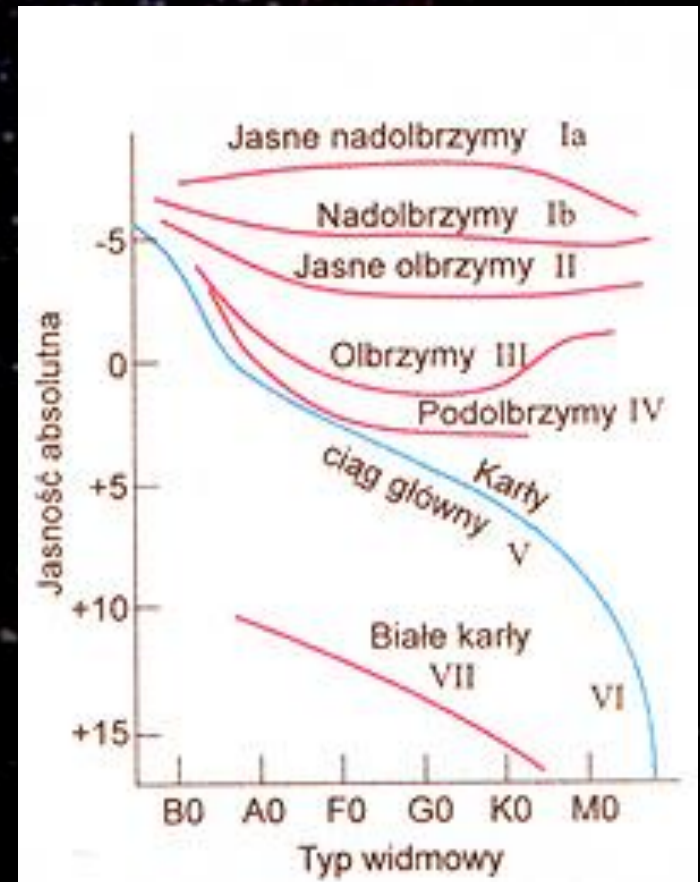
Klasyfikacja Morgana-Keenana

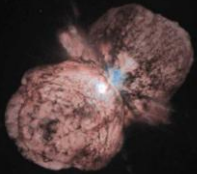
klasy jasności – grupy gwiazd o podobnej budowie i podobnych właściwościach określana z szerokości linii absorpcyjnych (olbrzymy mają węższe linie widmowe)

położenie gwiazdy na diagramie HR określamy podając jej typ widmowy i klasę jasności

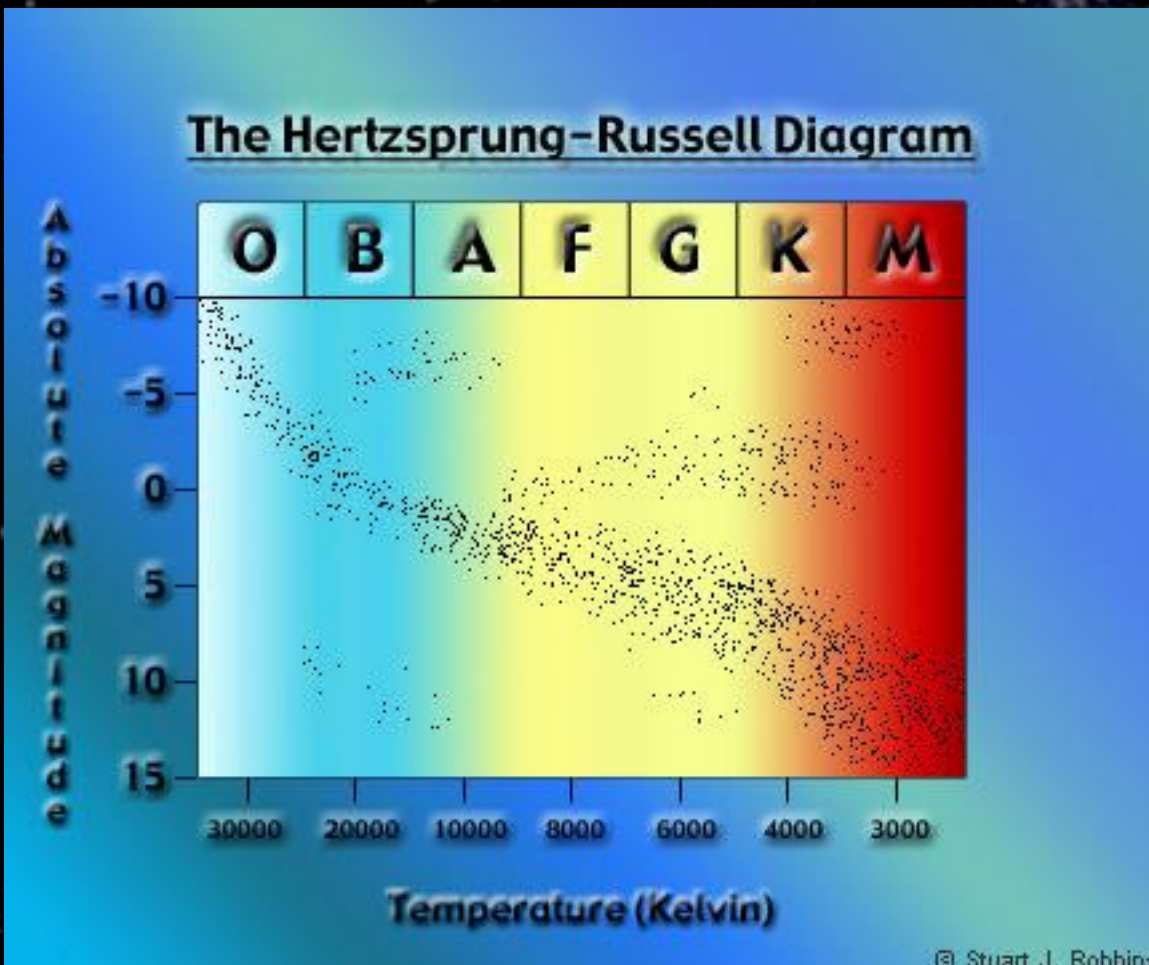


Słońce – G2V



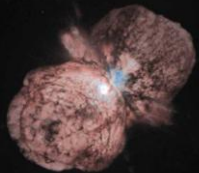


Teoria ewolucji gwiazd



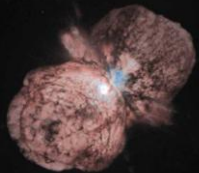
Teoria ewolucji tłumaczy wszystkie obserwowane cechy diagramu H-R

Obserwowane grupy gwiazd zależą tak naprawdę od czasu jaki gwiazda o danej masie spędza w danym stadium ewolucji



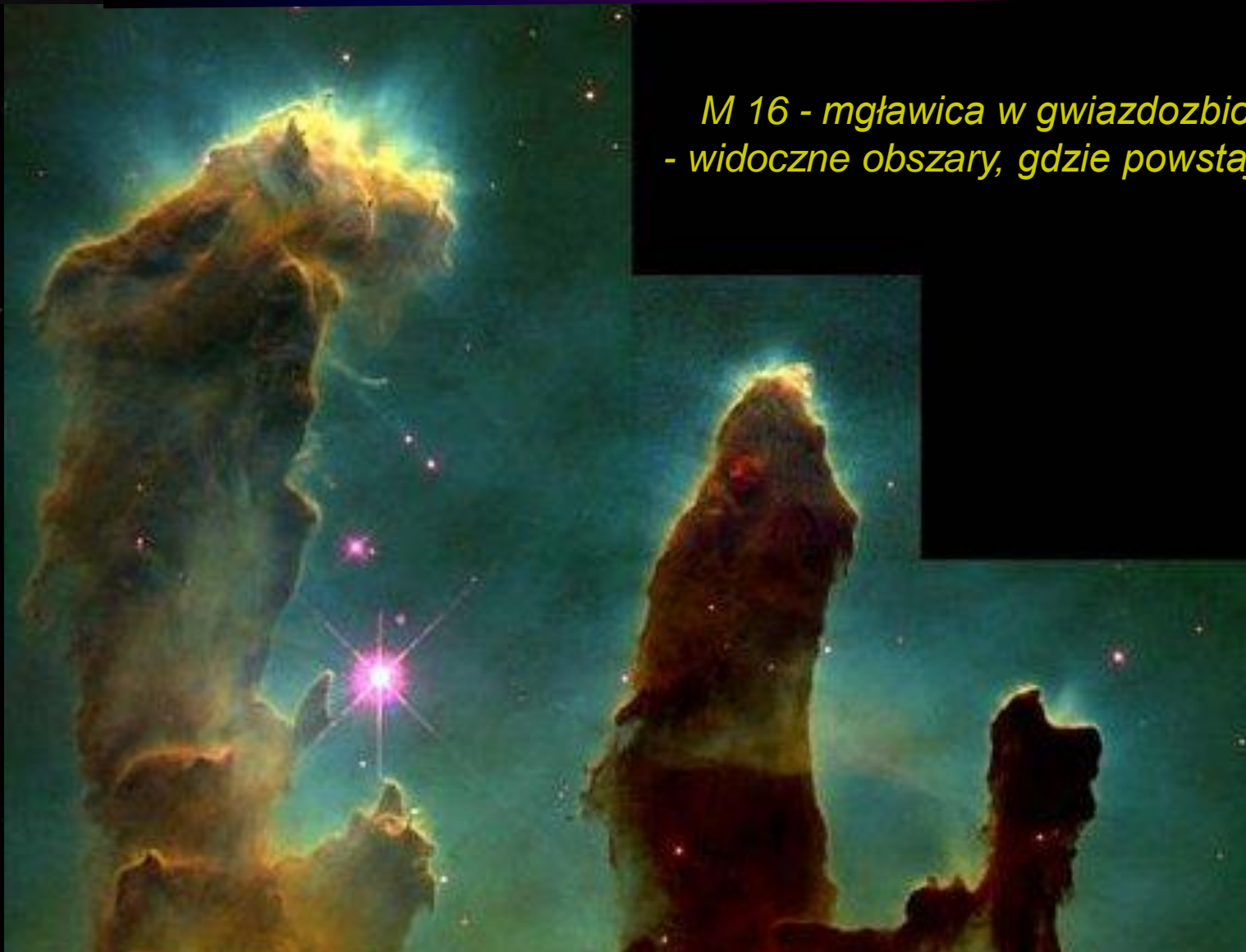
Narodziny gwiazd



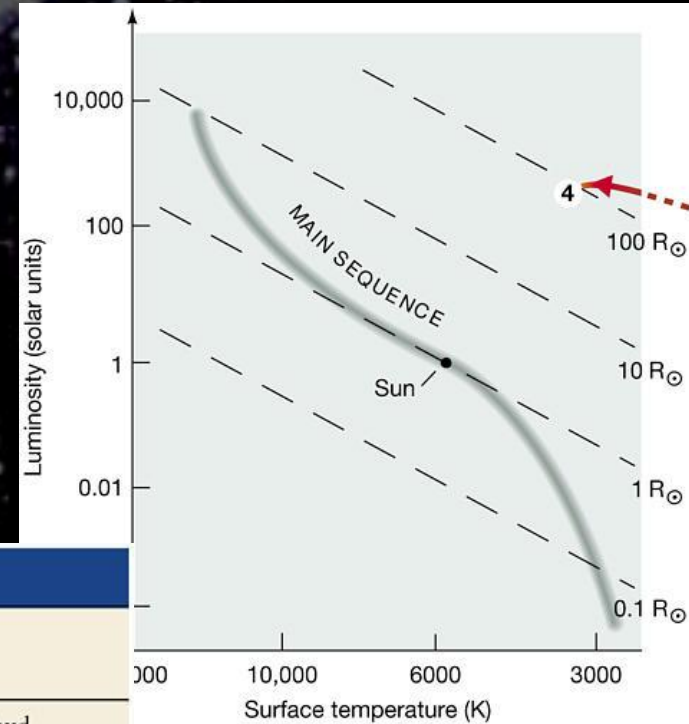
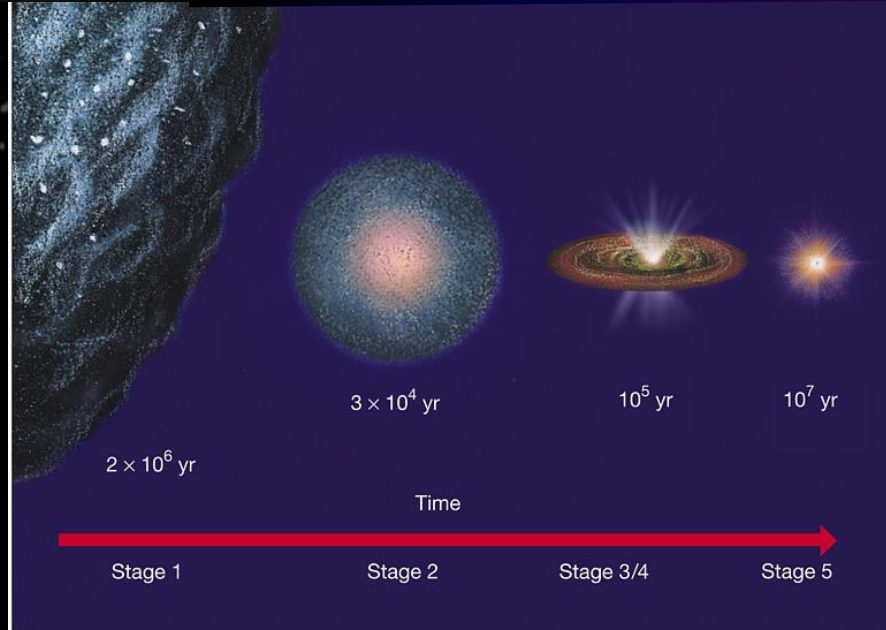


Narodziny gwiazd

*M 16 - mgławica w gwiazdozbiórze Orła
- widoczne obszary, gdzie powstają gwiazdy*



Ewolucja gwiazd na diagramie H-R



Spectral classification

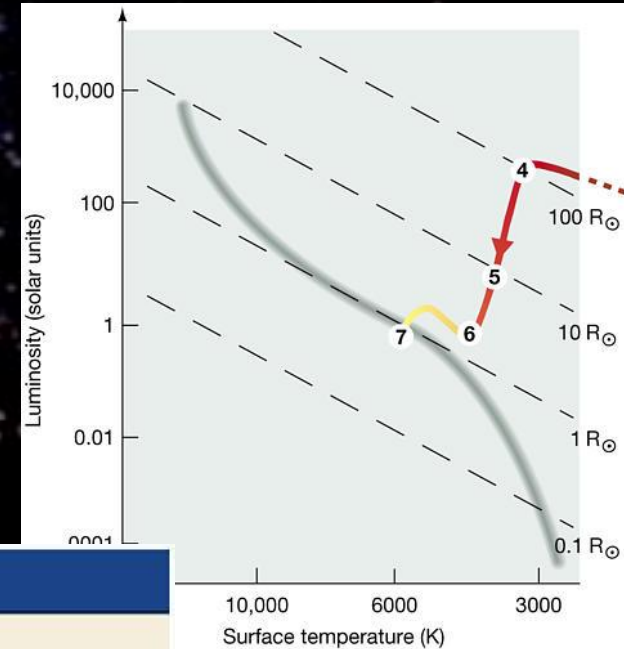
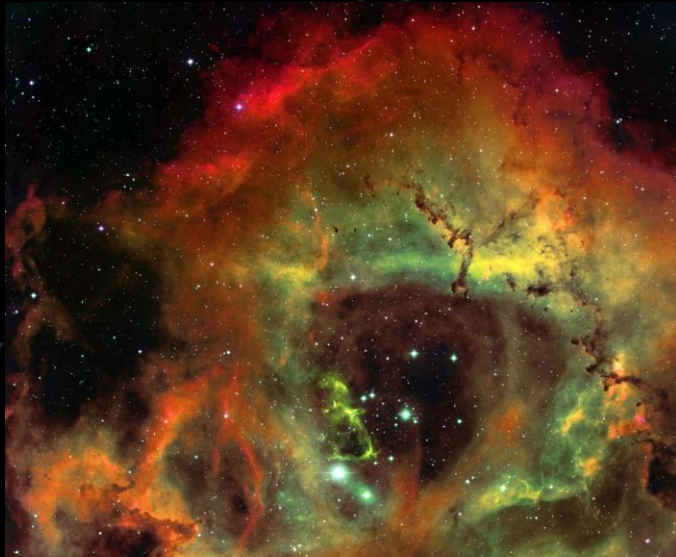
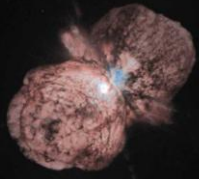
Copyright © 2005 Pearson Prentice Hall, Inc.

TABLE 19.1 Prestellar Evolution of a Solar-Type Star

Stage	Approximate Time to Next Stage (yr)	Central Temperature (K)	Surface Temperature (K)	Central Density (particles/m ³)	Diameter* (km)	Object
1	2×10^6	10	10	10^9	10^{14}	Interstellar cloud
2	3×10^4	100	10	10^{12}	10^{12}	Cloud fragment
3	10^5	10,000	100	10^{18}	10^{10}	Cloud fragment/protostar
4	10^6	1,000,000	3000	10^{24}	10^8	Protostar
5	10^7	5,000,000	4000	10^{28}	10^7	Protostar
6	3×10^7	10,000,000	4500	10^{31}	2×10^6	Star
7	10^{10}	15,000,000	6000	10^{32}	1.5×10^6	Main-sequence star

*Round numbers; for comparison, recall that the diameter of the Sun is 1.4×10^6 km, while that of the solar system is roughly 1.5×10^{10} km.

Ewolucja gwiazd na diagramie H-R

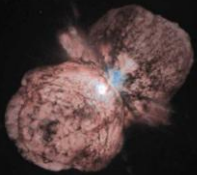


Spectral classification
Copyright © 2005 Pearson Prentice Hall, Inc.

TABLE 19.1 Prestellar Evolution of a Solar-Type Star

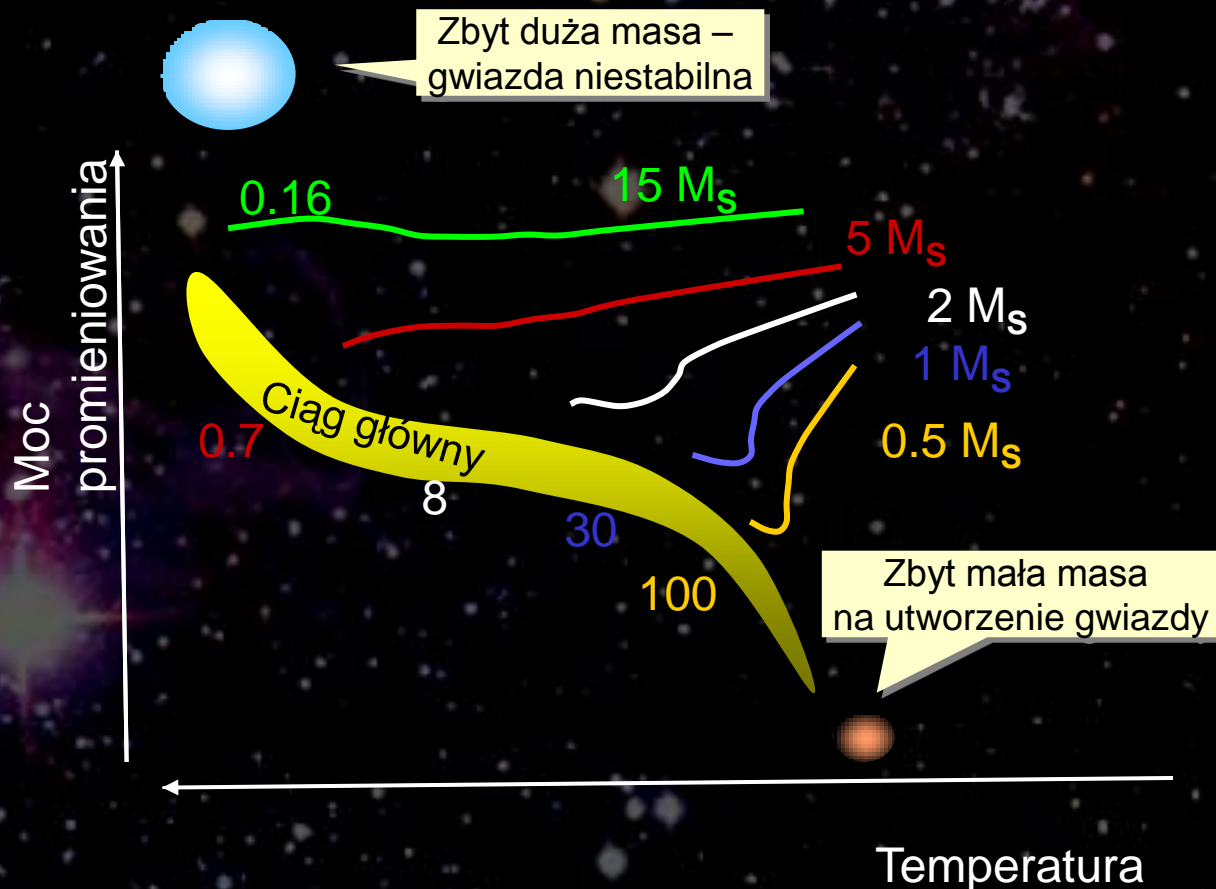
Stage	Approximate Time to Next Stage (yr)	Central Temperature (K)	Surface Temperature (K)	Central Density (particles/m ³)	Diameter* (km)	Object
1	2×10^6	10	10	10^9	10^{14}	Interstellar cloud
2	3×10^4	100	10	10^{12}	10^{12}	Cloud fragment
3	10^5	10,000	100	10^{18}	10^{10}	Cloud fragment/protostar
4	10^6	1,000,000	3000	10^{24}	10^8	Protostar
5	10^7	5,000,000	4000	10^{28}	10^7	Protostar
6	3×10^7	10,000,000	4500	10^{31}	2×10^6	Star
7	10^{10}	15,000,000	6000	10^{32}	1.5×10^6	Main-sequence star

*Round numbers; for comparison, recall that the diameter of the Sun is 1.4×10^6 km, while that of the solar system is roughly 1.5×10^{10} km.

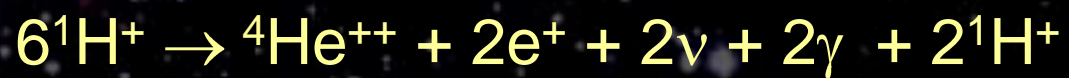
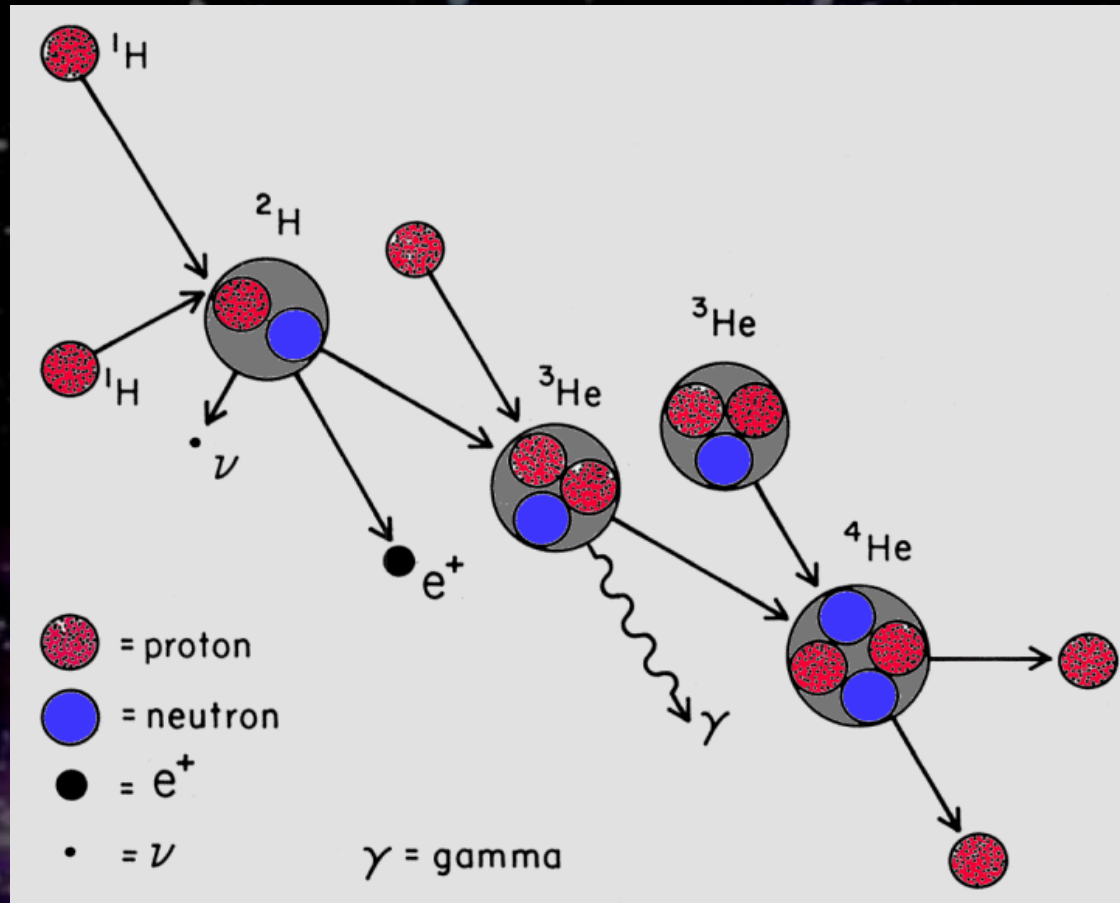


Ewolucja gwiazd na diagramie H-R

Miejsce, gdzie gwiazda „osiada” na ciągu głównym także zależy od jej masy

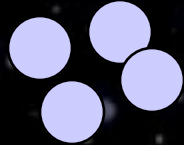


Źródła energii – cykl p-p



Bilans energetyczny cyklu p-p

*Przed reakcją:
4 protony*



Sumaryczna masa początkowa = 6.693×10^{-27} kg

*Po reakcji:
jądro helu
2 pozytony
2 neutrino*



Sumaryczna masa końcowa = 6.645×10^{-27} kg

Różnica mas = 0.048×10^{-27} kg

- Powstały deficyt masy jest równoważny energii wiązania nowopowstałego jądra helu
- To jednocześnie ilość energii potrzebna na rozbięcie jądra helu na części składowe

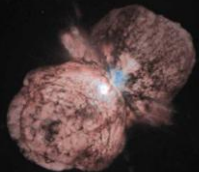
*i...
2 kwanty gamma*



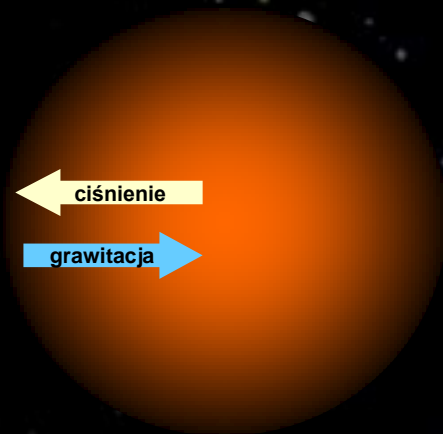
*... zgodnie z $E = mc^2$
Różnica mas jest równoważna energii ...*

Energia = 0.43×10^{-11} J

...a to energia dwóch kwantów gamma



Równowaga...



Gwiazda w równowadze hydrostatycznej

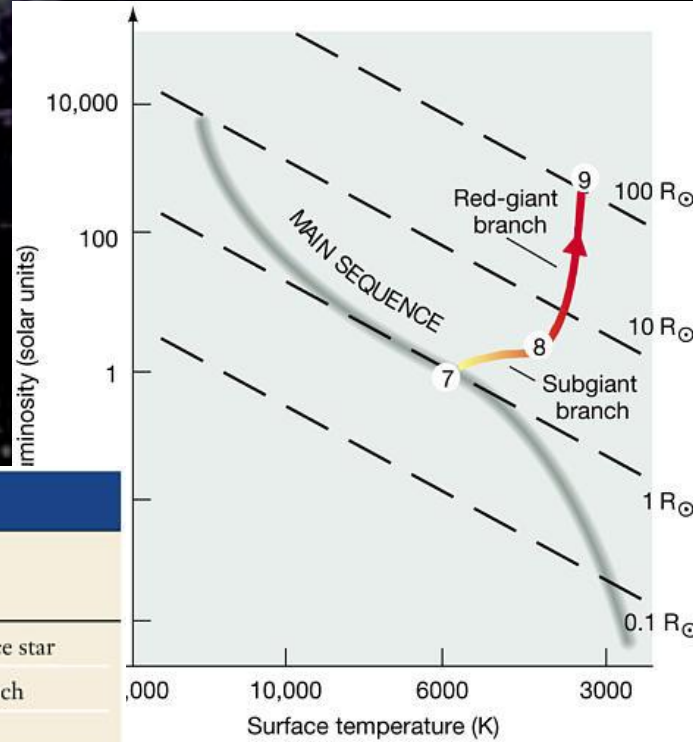
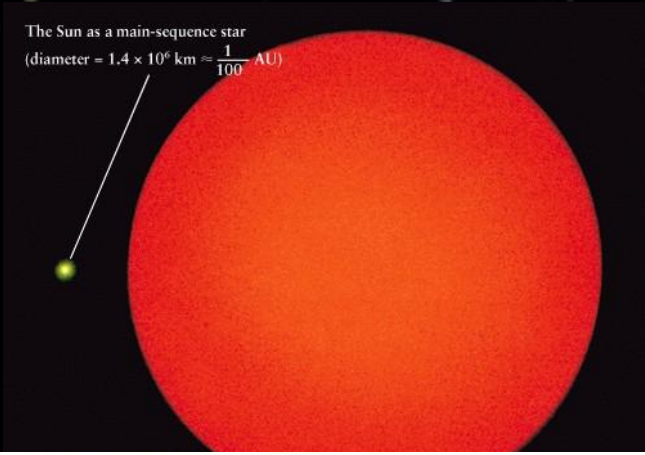
Ciągła walka grawitacji i ciśnienia

Ciśnienie gazu - maleje, bo zmniejsza się liczba cząstek

Ciśnienie promieniowania – zmienia się wraz ze zmianą tempa reakcji

Stan równowagi to najdłuższy okres w życiu gwiazdy

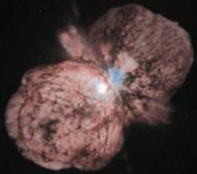
Kiedy wypala się wodór...



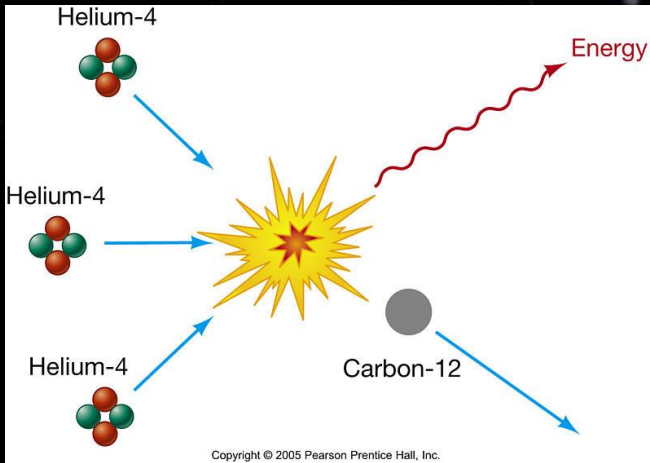
Spectral classification
Copyright © 2005 Pearson Prentice Hall, Inc.

TABLE 20.1 Evolution of a Sun-like Star

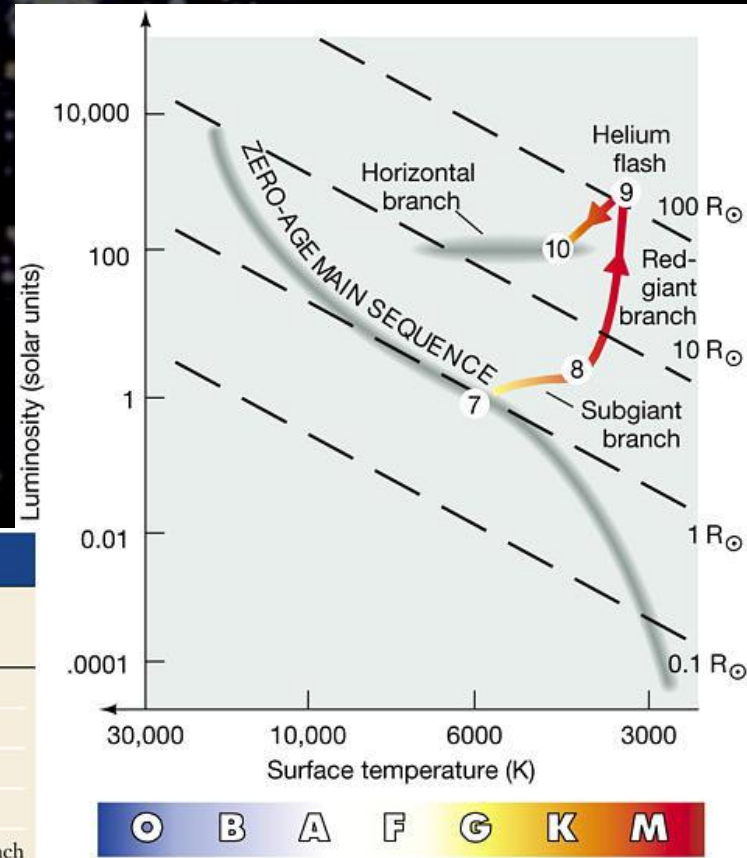
Stage	Approximate Time to Next Stage (Yr)	Central Temperature (10 ⁶ K)	Surface Temperature (K)	Central Density (kg/m ³)	Radius (km)	Radius (solar radii)	Object
7	10 ¹⁰	15	6000	10 ⁵	7 × 10 ⁵	1	Main-sequence star
8	10 ⁸	50	4000	10 ⁷	2 × 10 ⁶	3	Subgiant branch
9	10 ⁵	100	4000	10 ⁸	7 × 10 ⁷	100	Helium flash
10	5 × 10 ⁷	200	5000	10 ⁷	7 × 10 ⁶	10	Horizontal branch
11	10 ⁴	250	4000	10 ⁸	4 × 10 ⁸	500	Asymptotic-giant branch
12	10 ⁵	300	100,000	10 ¹⁰	10 ⁴	0.01	Carbon core
		—	3000	10 ⁻¹⁷	7 × 10 ⁸	1000	Planetary nebula*
13	—	100	50,000	10 ¹⁰	10 ⁴	0.01	White dwarf
14	—	Close to 0	Close to 0	10 ¹⁰	10 ⁴	0.01	Black dwarf



Kiedy wypala się wodór...



Reakcje 3- alfa

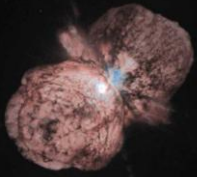


Spectral classification
Copyright © 2005 Pearson Prentice Hall, Inc.

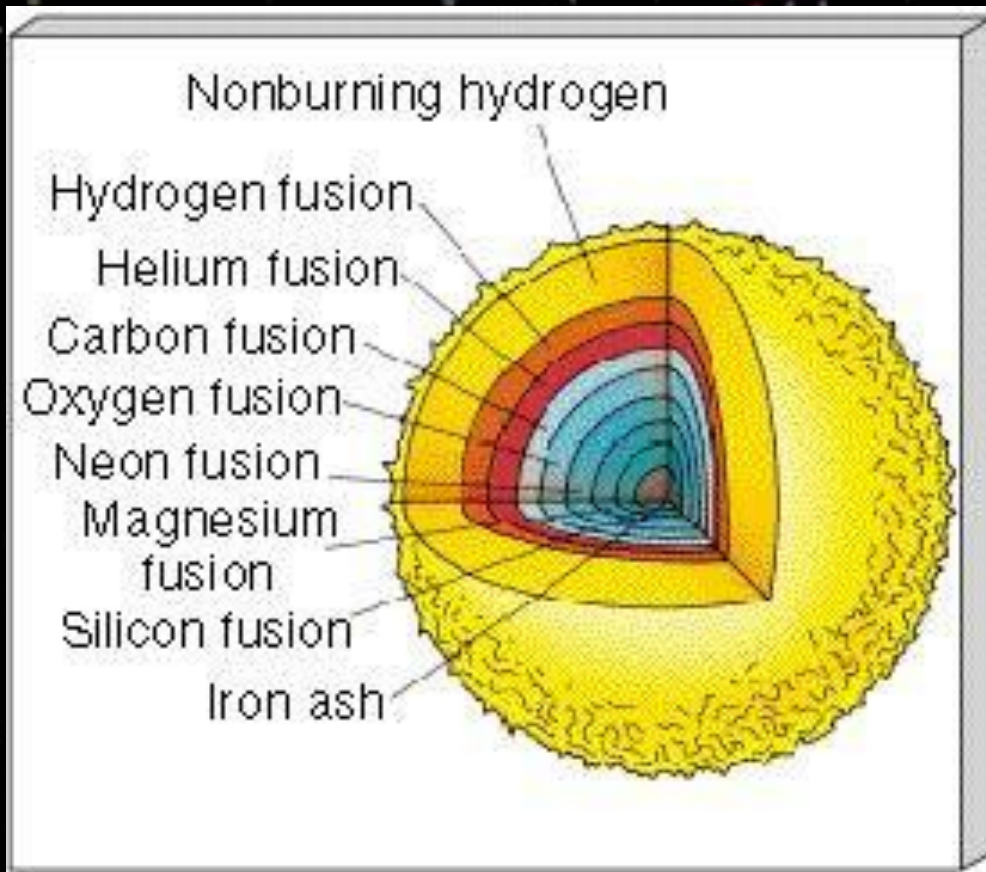
TABLE 20.1 Evolution of a Sun-like Star

Stage	Approximate Time to Next Stage (Yr)	Central Temperature (10^6 K)	Surface Temperature (K)	Central Density (kg/m^3)	Radius (km)	Radius (solar radii)	Object
7	10^{10}	15	6000	10^5	7×10^5	1	Main-sequence star
8	10^8	50	4000	10^7	2×10^6	3	Subgiant branch
9	10^5	100	4000	10^8	7×10^7	100	Helium flash
10	5×10^7	200	5000	10^7	7×10^6	10	Horizontal branch
11	10^4	250	4000	10^8	4×10^8	500	Asymptotic-giant branch
12	10^5	300	100,000	10^{10}	10^4	0.01	Carbon core
		—	3000	10^{-17}	7×10^8	1000	Planetary nebula*
13	—	100	50,000	10^{10}	10^4	0.01	White dwarf
14	—	Close to 0	Close to 0	10^{10}	10^4	0.01	Black dwarf

*Values refer to the envelope.



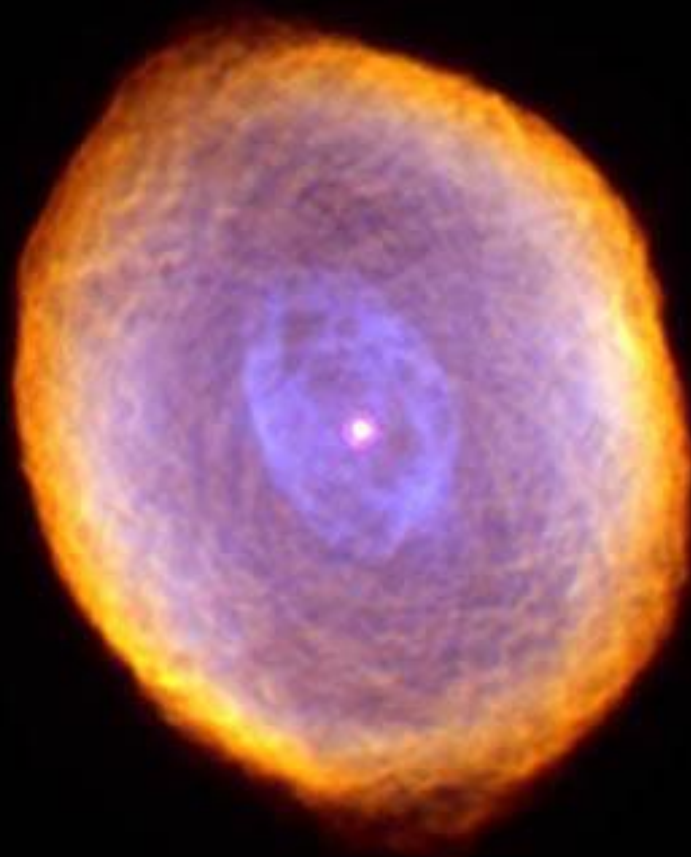
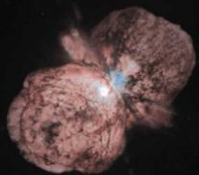
Cebula



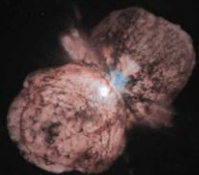
Produkty kolejnych reakcji są przetwarzane w następnych reakcjach

Ostatnim produktem powstającym we wnętrzu gwiazd jest żelazo

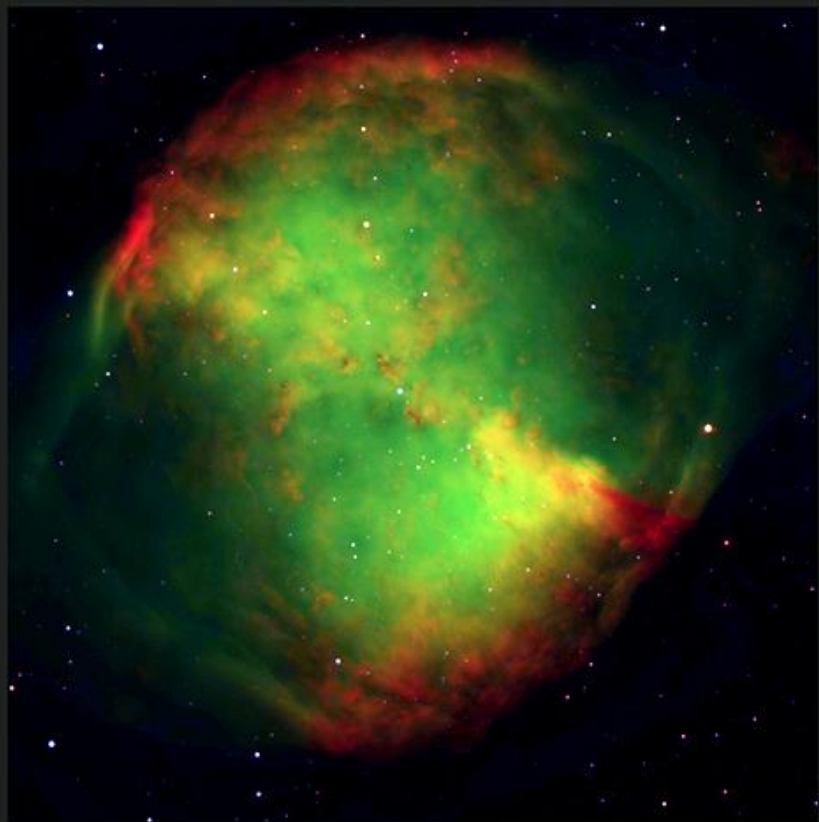
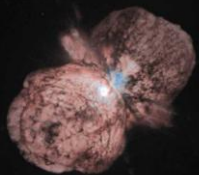
Mgławice planetarne



Mgławice planetarne



Mgławice planetarne



Planetary Nebula NGC 6853 (M 27) - VLT ANTU+FORIS

ESO PR Photo 38a/98 (7 October 1998)

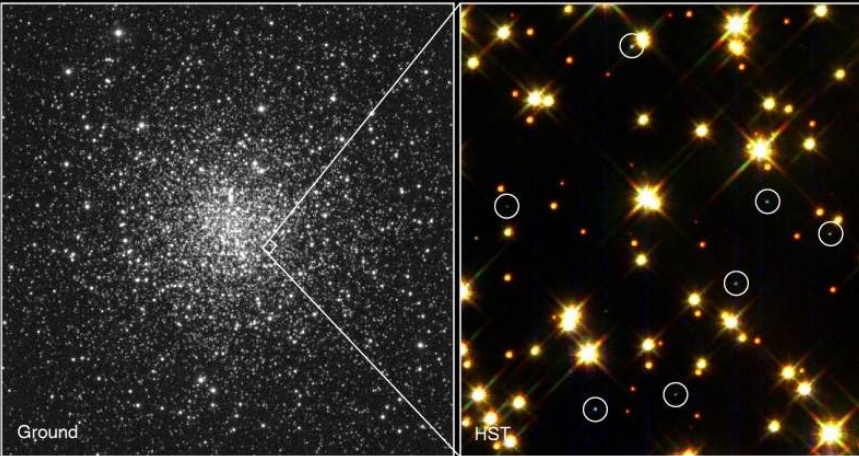
©European Southern Observatory



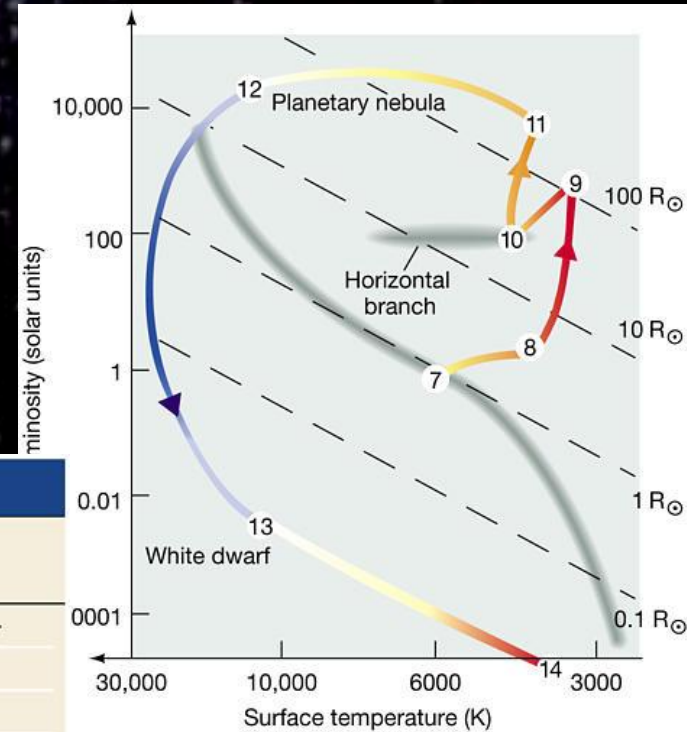
Planetary Nebula M2-9
RC97-38a • ST ScI OPO • December 17, 1997
Balick (University of Washington) and NASA

HST • WFPC2

Ewolucja gwiazd na diagramie H-R



W kółkach – białe karły



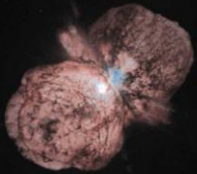
Spectral classification

Copyright © 2005 Pearson Prentice Hall, Inc.

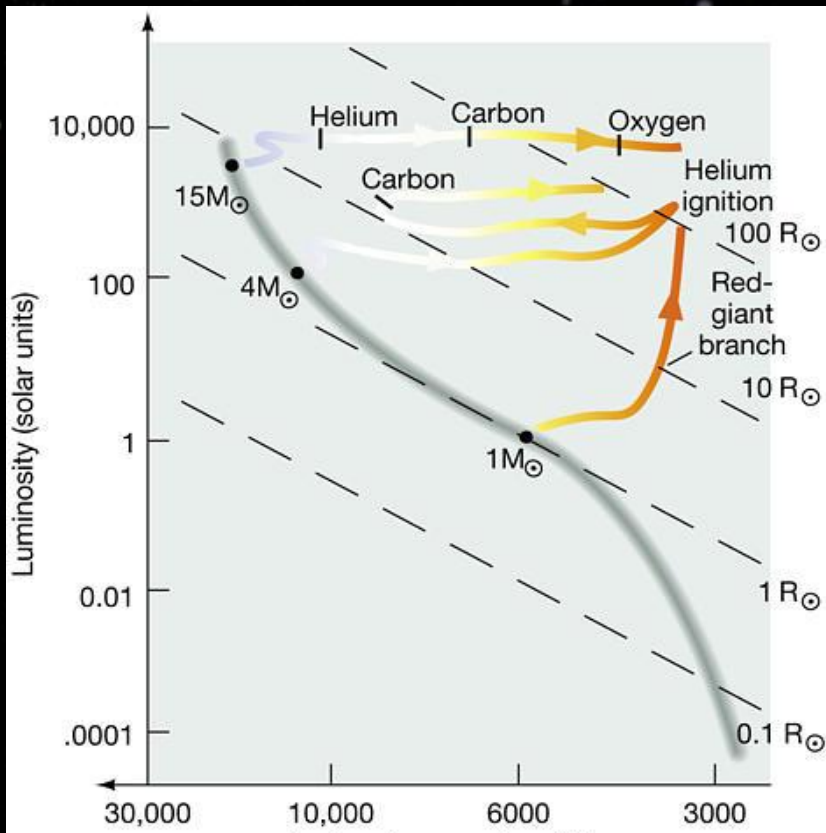
TABLE 20.1 Evolution of a Sun-like Star

Stage	Approximate Time to Next Stage (Yr)	Central Temperature (10^6 K)	Surface Temperature (K)	Central Density (kg/m^3)	Radius (km)	Radius (solar radii)	Object
7	10^{10}	15	6000	10^5	7×10^5	1	Main-sequence star
8	10^8	50	4000	10^7	2×10^6	3	Subgiant branch
9	10^5	100	4000	10^8	7×10^7	100	Helium flash
10	5×10^7	200	5000	10^7	7×10^6	10	Horizontal branch
11	10^4	250	4000	10^8	4×10^8	500	Asymptotic-giant branch
12	10^5	300	100,000	10^{10}	10^4	0.01	Carbon core
		—	3000	10^{-17}	7×10^8	1000	Planetary nebula*
13	—	100	50,000	10^{10}	10^4	0.01	White dwarf
14	—	Close to 0	Close to 0	10^{10}	10^4	0.01	Black dwarf

*Values refer to the envelope.



Ewolucja gwiazd na diagramie H-R



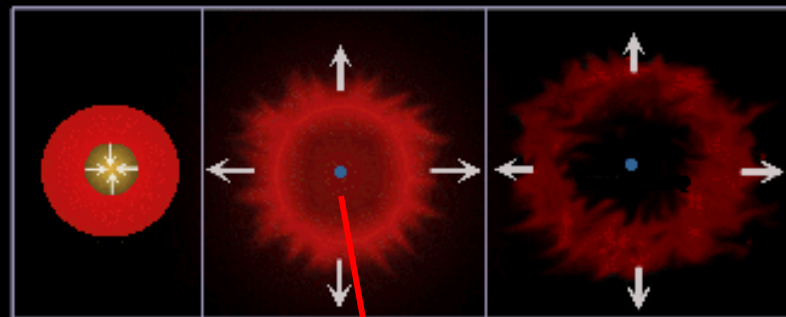
Synteza pierwiastków ciężkich

H – He – C – Ne – O – Si – Fe – Ni



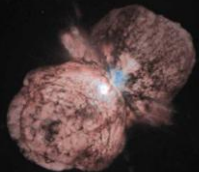
Wybuch supernowej 1987 w LMC

The supernova phenomenon

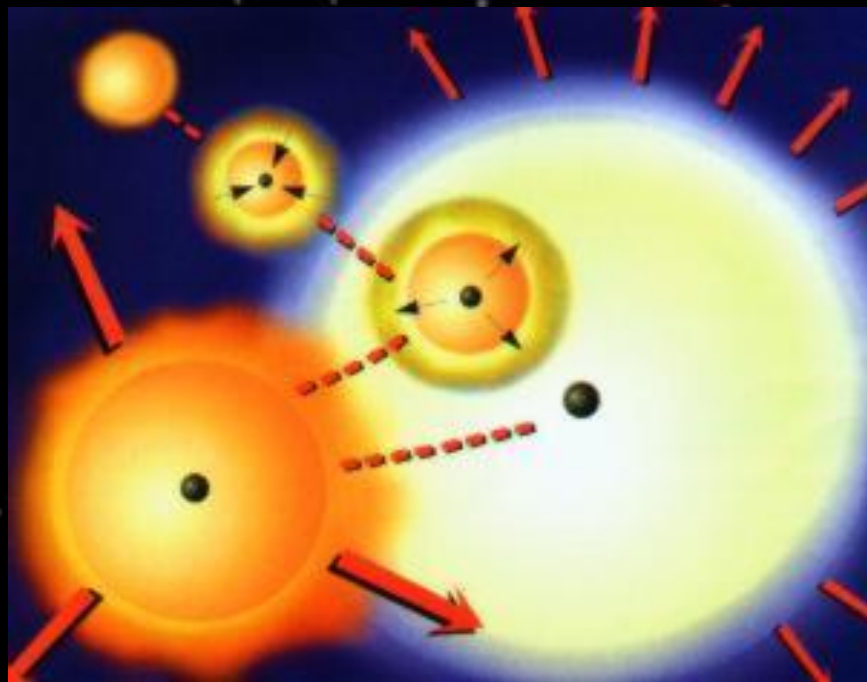


Implosion → Supernova → Remnant

tu powstaliśmy



Supernowe



Typ I - brak linii wodoru

Typ Ia - linie Si II na 615,0 nm

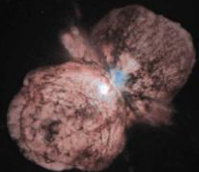
Typ Ib - linie He I na 587,6 nm

Typ Ic - słabe lub brak linii helu

Typ II - obecne linie wodoru

Typ II-P

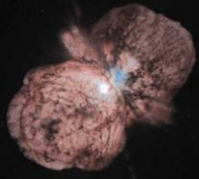
Typ II-L



Supernowe

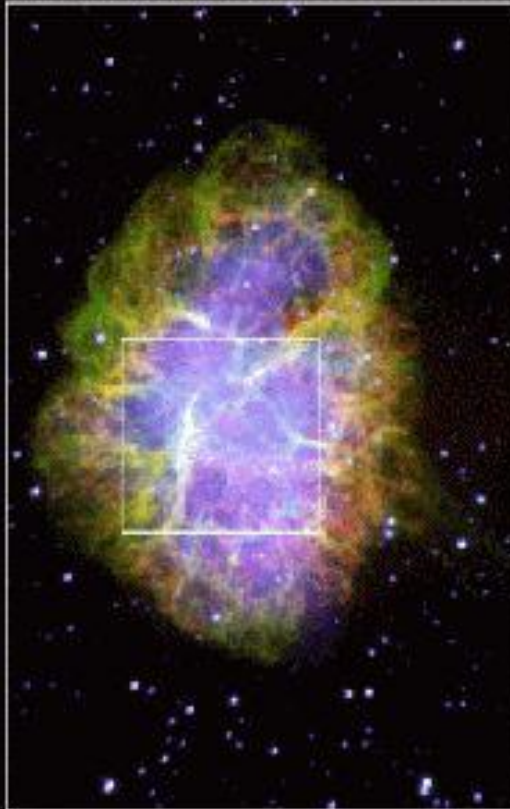


**Mgławica Krab – pozostałość po wybuchu
supernowej w 1054 r.**



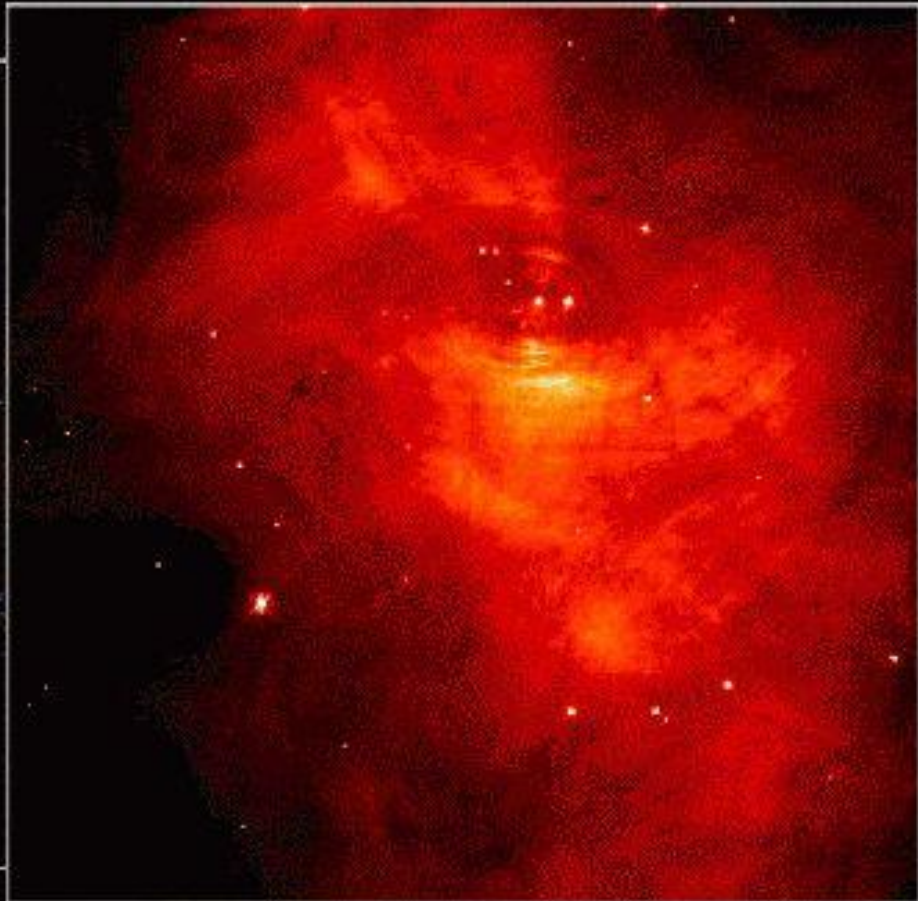
Supernowe

Crab Nebula



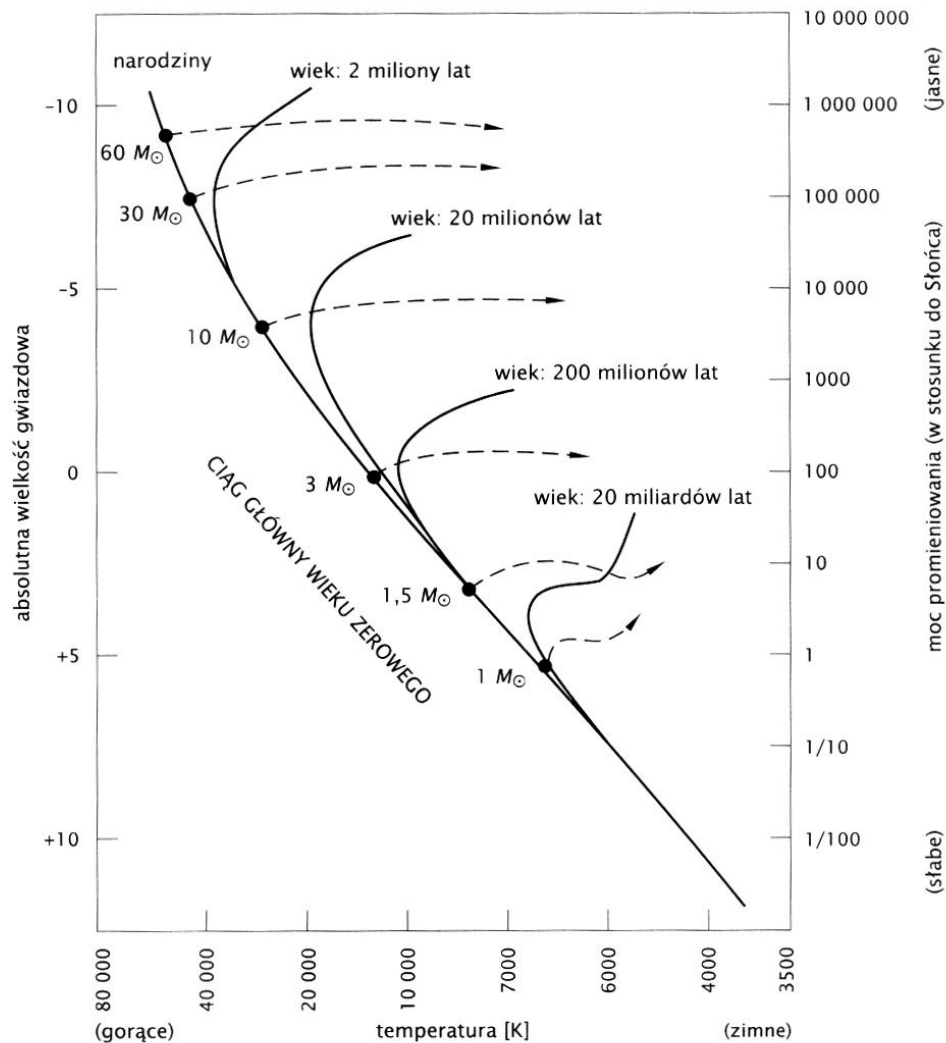
Palomar

PRC96-22a · ST Sol OPO · May 30, 1996
J. Hester and P. Scowen (AZ State Univ.) and NASA



HST · WFPC2

Testowanie teorii



Teoretyczne tory ewolucyjne gwiazd.


Gwiazdy o największej mocy znajdują się w najwyższym punkcie ciągu głównego, gwiazdy najmniej masywne – na samym dole.

W miarę starzenia się wszystkie gwiazdy odsuwają się od ciągu głównego.

Im masywniejsza gwiazda tym szybciej ewoluuje

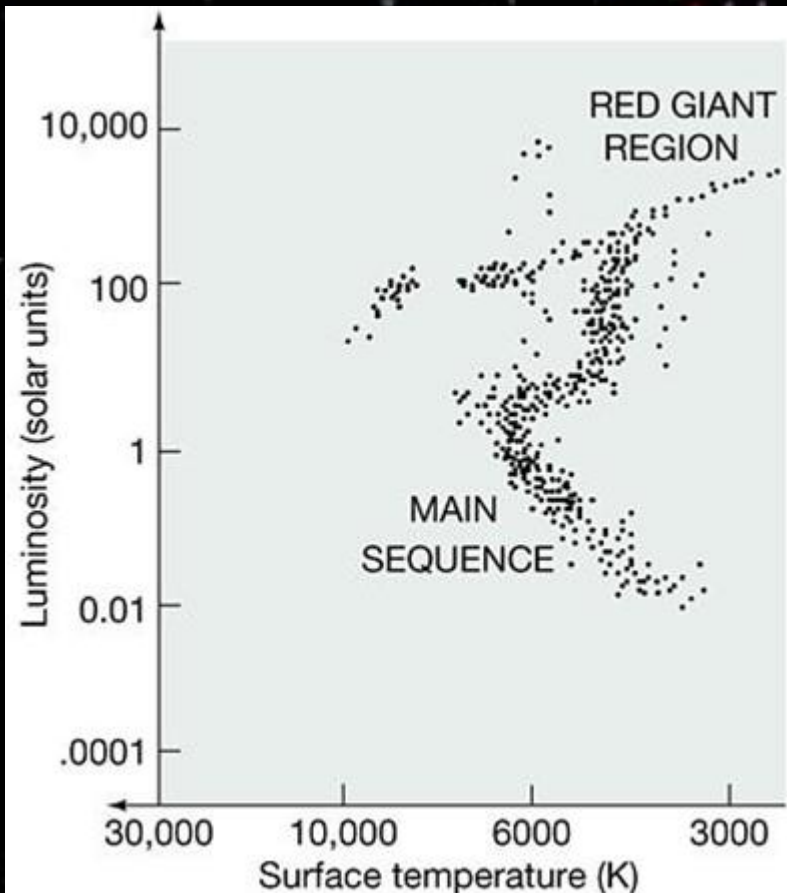


Testowanie teorii



Gromady gwiazd są najlepszym źródłem danych do sprawdzania teorii ewolucji gwiazd.

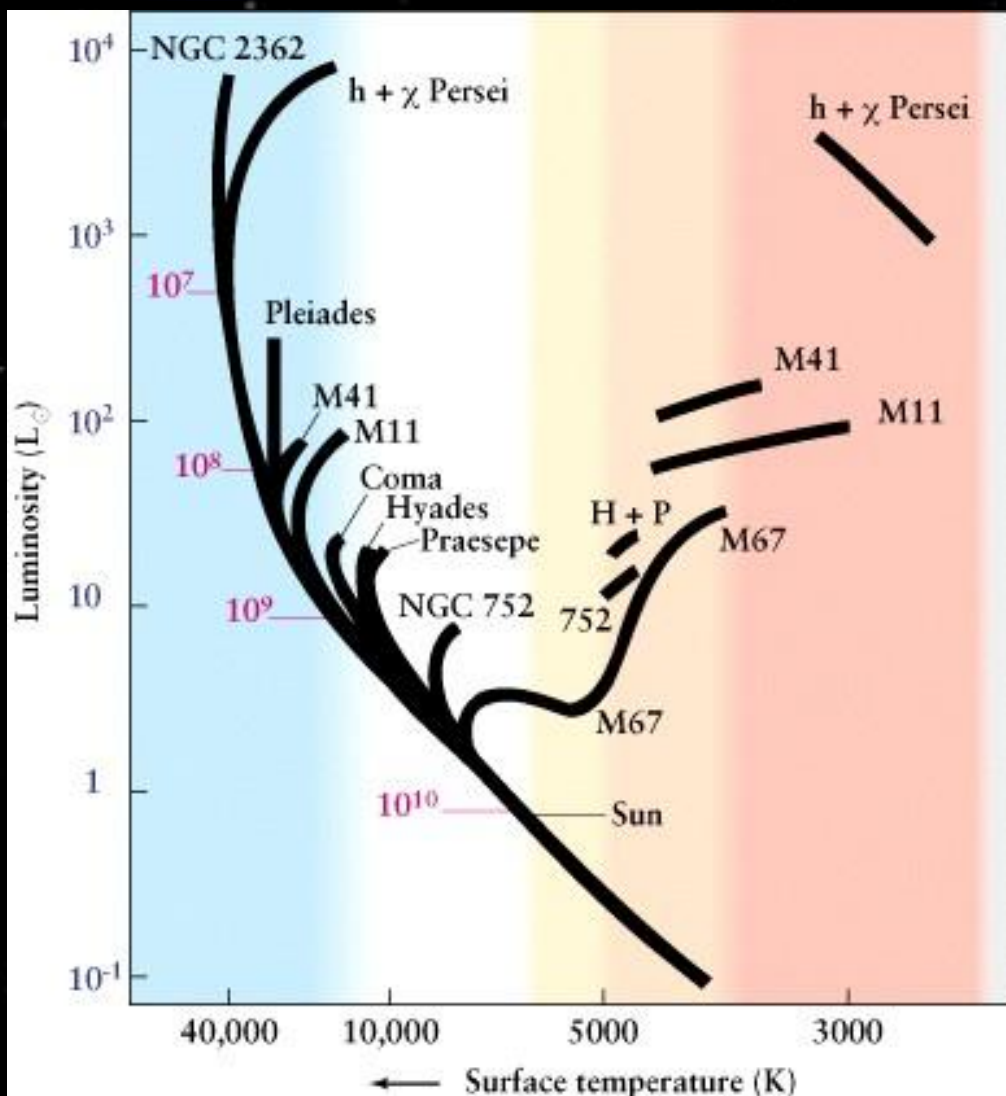
Testowanie teorii



Możemy założyć, że wszystkie gwiazdy w gromadzie są jednakowego wieku

Punkt odejścia gwiazd od ciągu głównego daje nam dobre oszacowanie wieku gromady

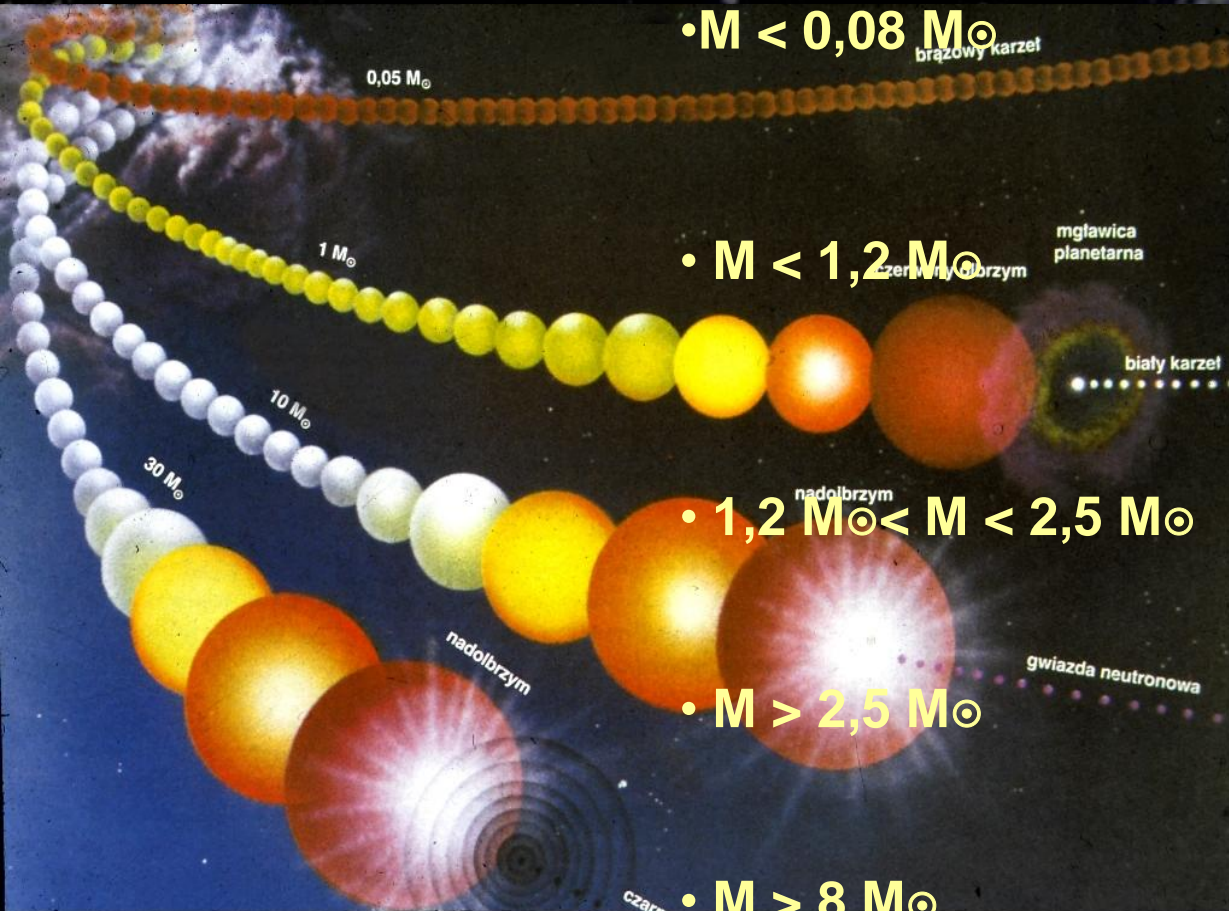
Testowanie teorii



Im starsza gromada, tym krótszy ciąg główny (wiele gwiazd opuściło ciąg główny)

Im wyżej znajduje się punkt odejścia, tym młodsza jest gromada

Podsumowanie



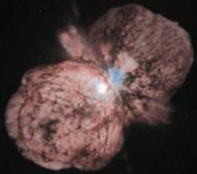
brązowy karzeł
(masa za mała na gwiazdę)

H-He (T~100 mln K)

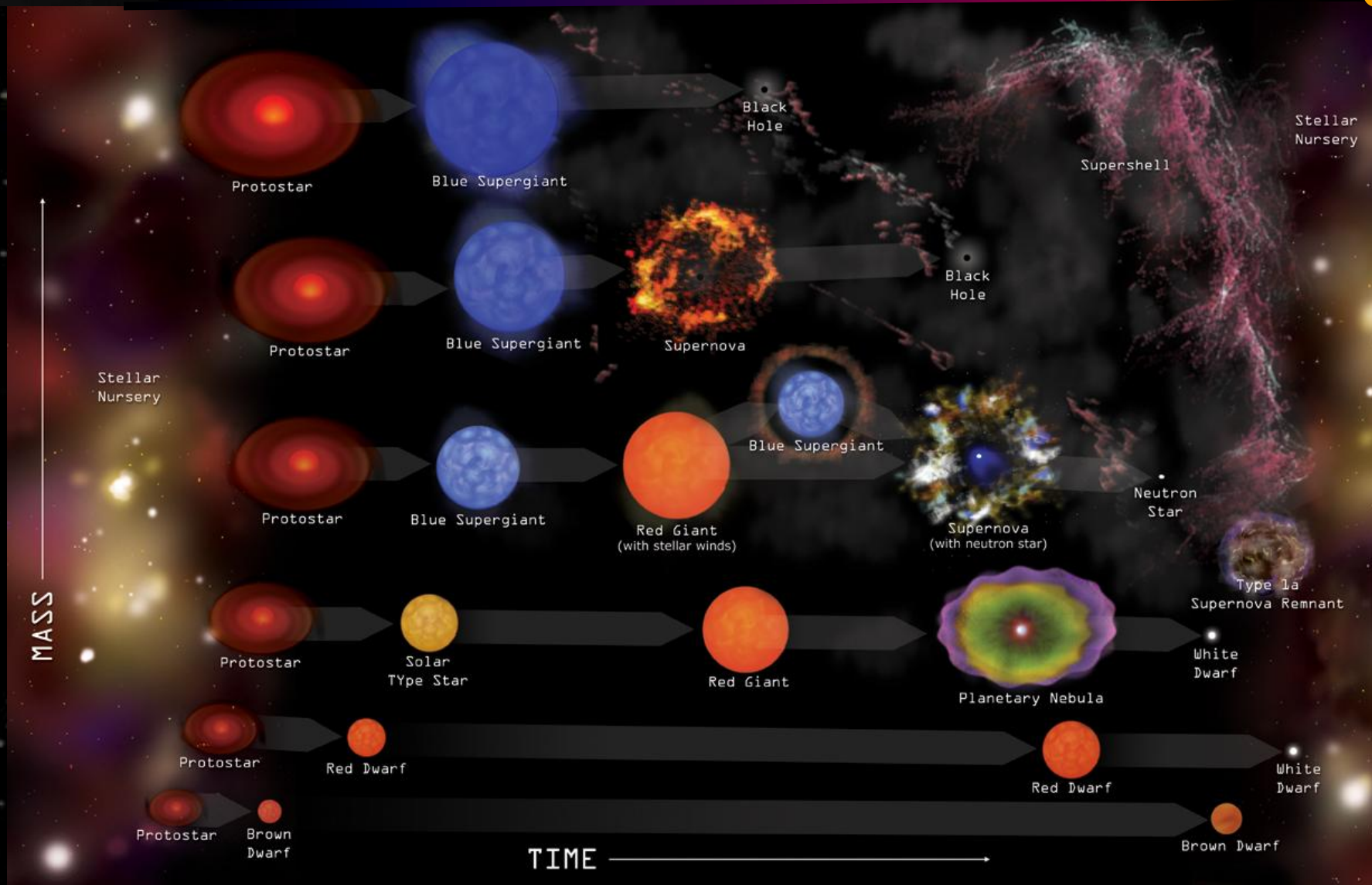
H-He-C (T~300 mln K)

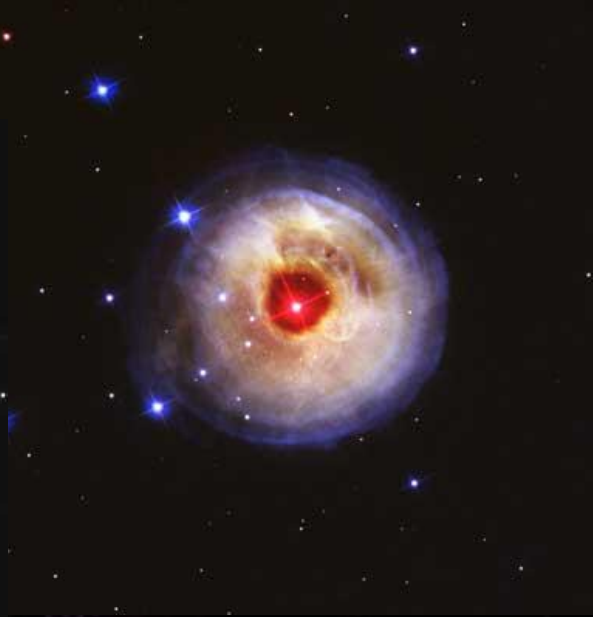
H-He-C-Ne-O-Si-Fe-Ni

kontrakcja rdzenia
czarna dziura



Jedna teoria dla wszystkich zjawisk





KONIEC