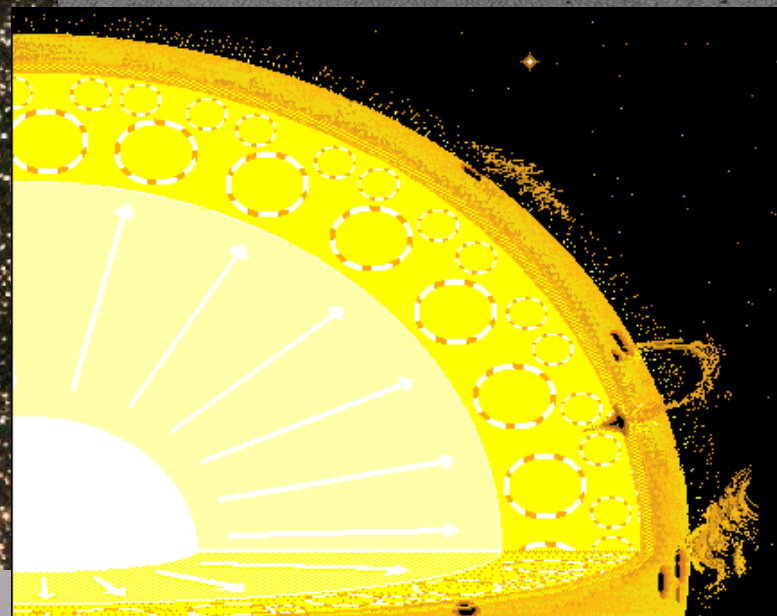


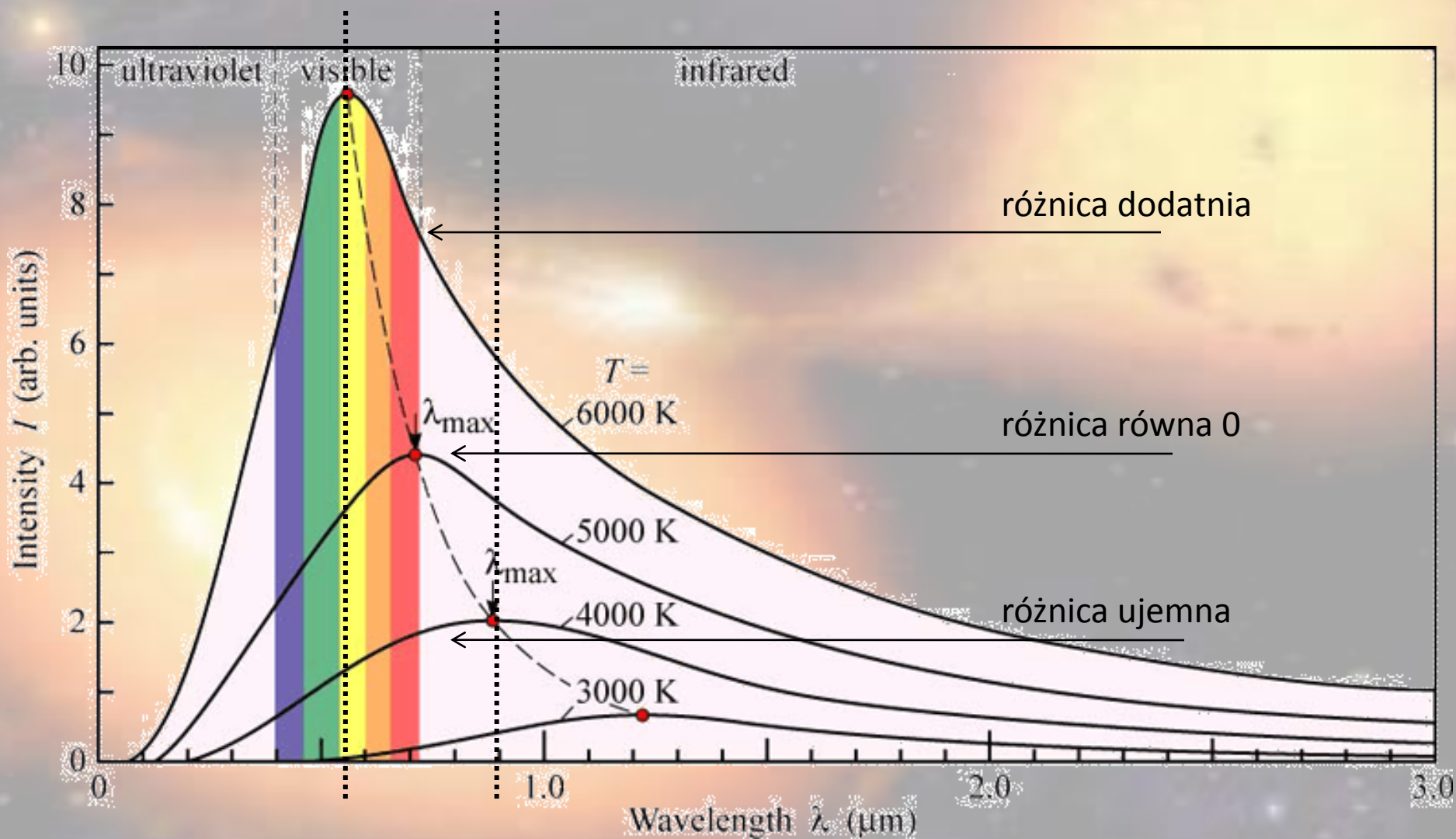
# Ewolucja w układach podwójnych

The background of the slide is a photograph of a double star system. Two bright, yellow-white stars are visible, one in the lower-left and one in the upper-right. They are surrounded by a complex structure of orange and red nebulae, likely the result of stellar winds or a common envelope phase. The overall scene is set against a dark, star-filled sky.

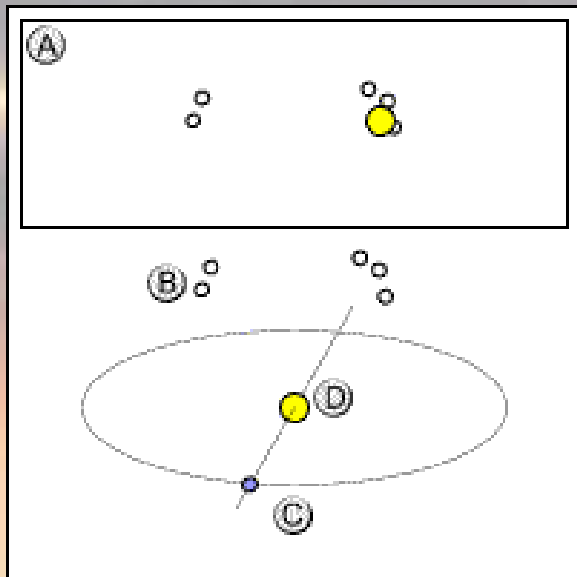
# Tylko światło



# Temperatura = barwa



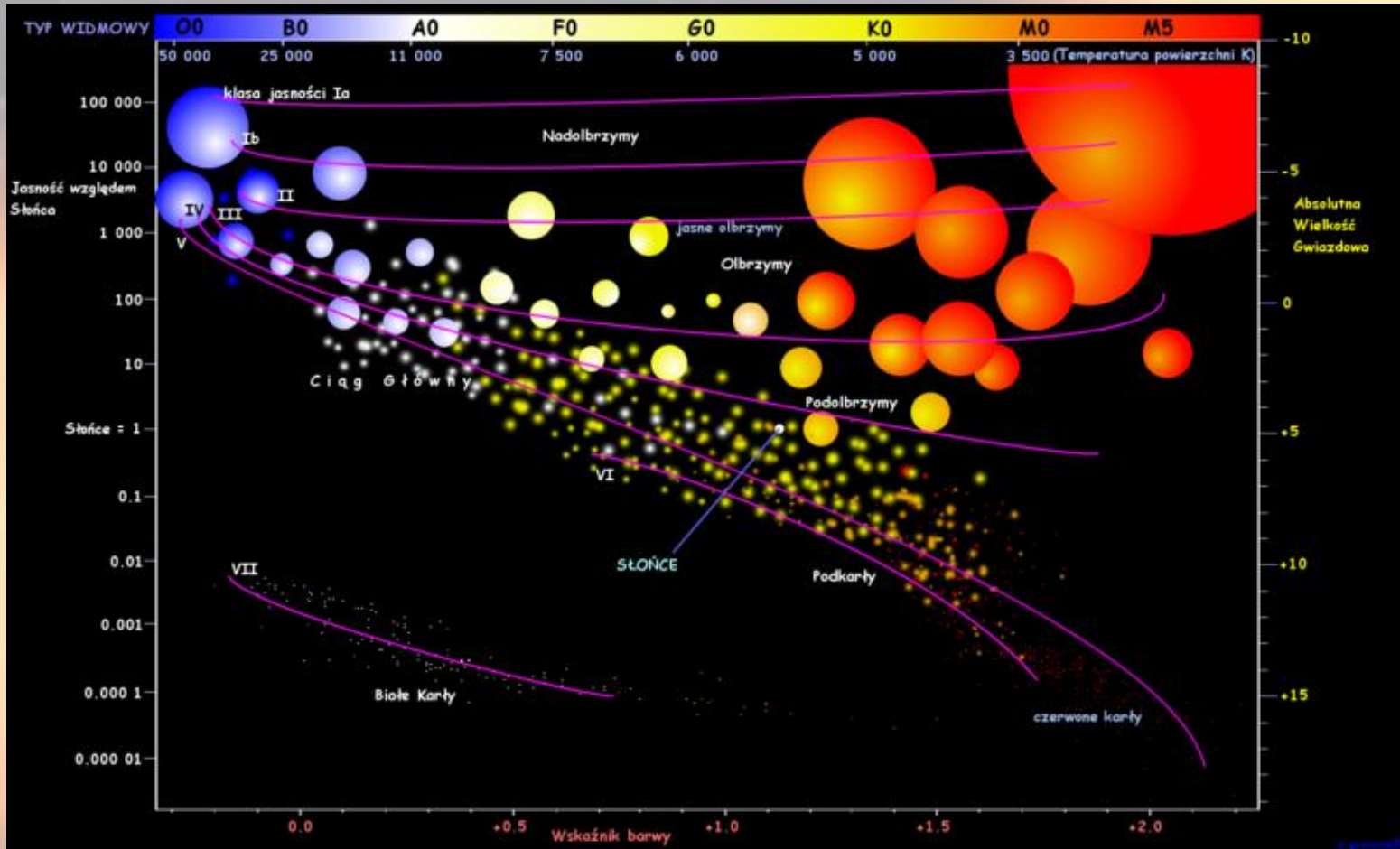
# Jasność absolutna



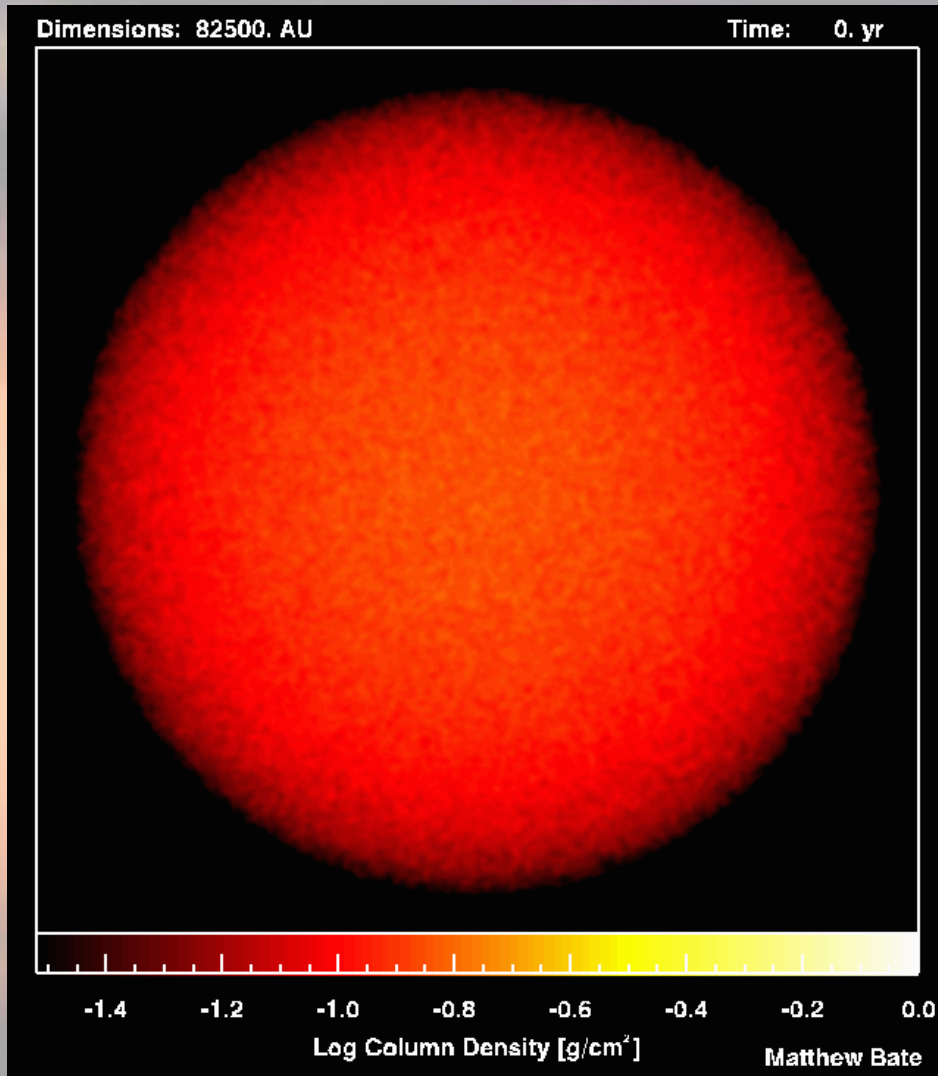
$$m - M = 5 \log \left( \frac{R}{10 \text{ pc}} \right)$$



# Diagram H-R



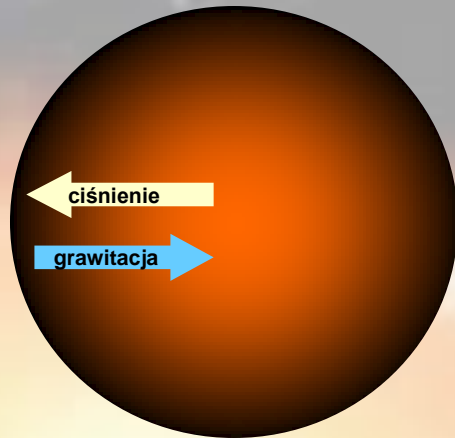
# Powstawanie gwiazd



Carina Nebula



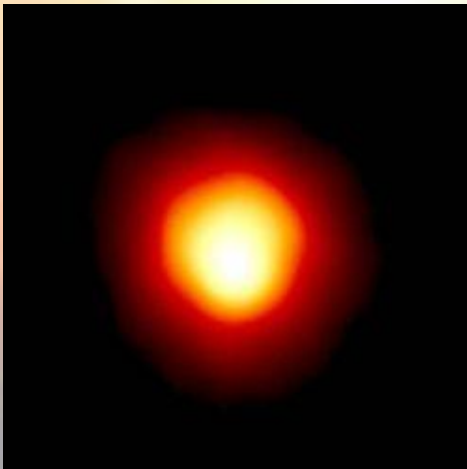
# Powstawanie gwiazd



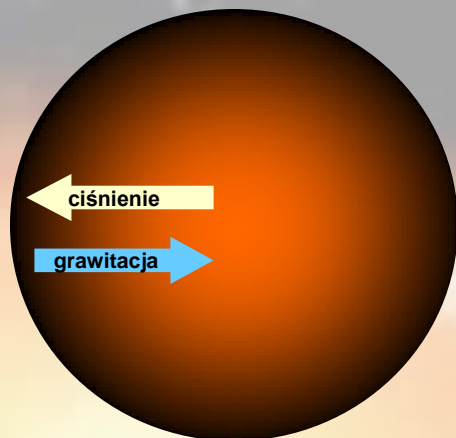
## Gwiazda w równowadze:

**grawitacja, która dąży do ściśnięcia gwiazdy jest powstrzymywana przez ciśnienie wytwarzane we wnętrzu.**

**to ciśnienie składa się z ciśnienia gazu (jest duże, bo w centrum jest wysoka temperatura) oraz ciśnienia promieniowania związanego z reakcjami termojądrowymi, które zachodzą we wnętrzu.**



# Powstawanie gwiazd

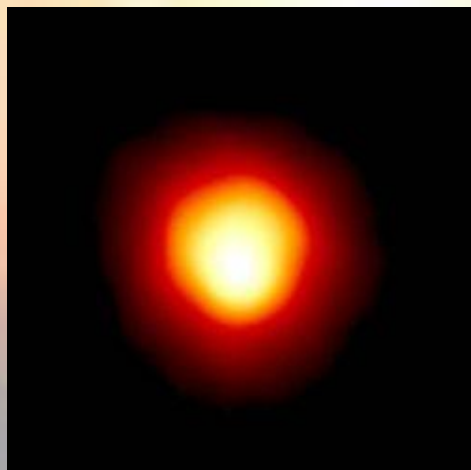


Równowaga zostaje zaburzona kiedy kończy się paliwo (wodór) we wnętrzu.

Ciśnienie maleje, bo jest mniej cząstek (mniejsze ciśnienie gazu) oraz maleje tempo reakcji termojądrowych (maleje ciśnienie promieniowania)

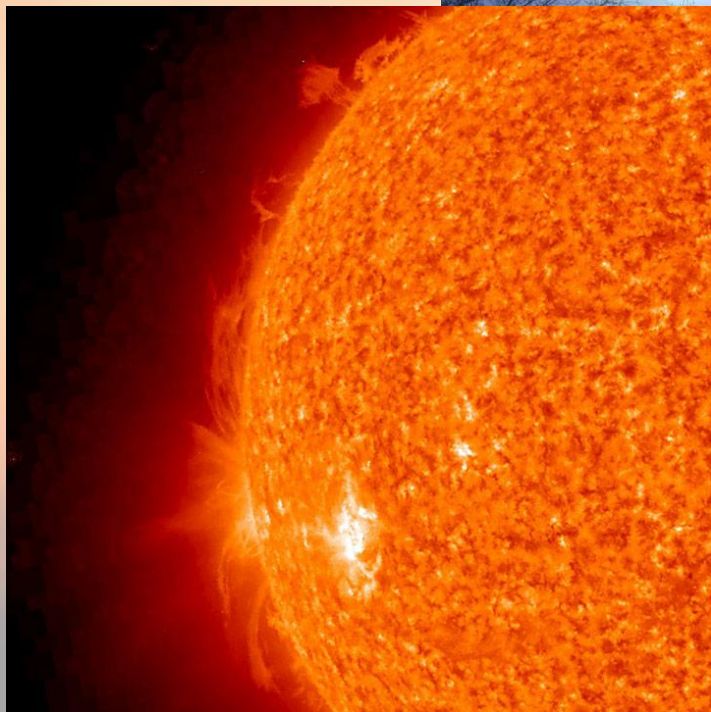
Czas po jakim nastąpi zachwianie równowagi zależy głównie od masy gwiazdy.

Od masy zależą także dalsze losy gwiazdy...





# Na ciągu głównym



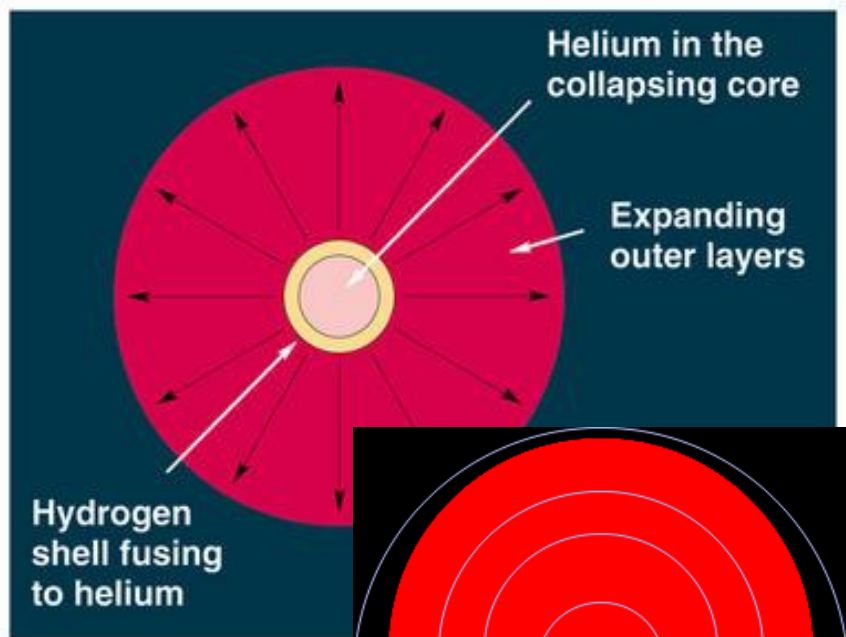
**Gwiazdy o masie:**

$$0,4 M_{\odot} < M < 1.5 M_{\odot}$$

**Typowym przykładem jest  
nasze Słońce**

**Po wypaleniu wodoru we wnętrzu  
gwiazda kurczy się i rozgrzewa w  
centrum do temperatury ponad  
100 milionów kelwinów.**

# Na ciągu głównym



Słońce za 5 miliardów lat

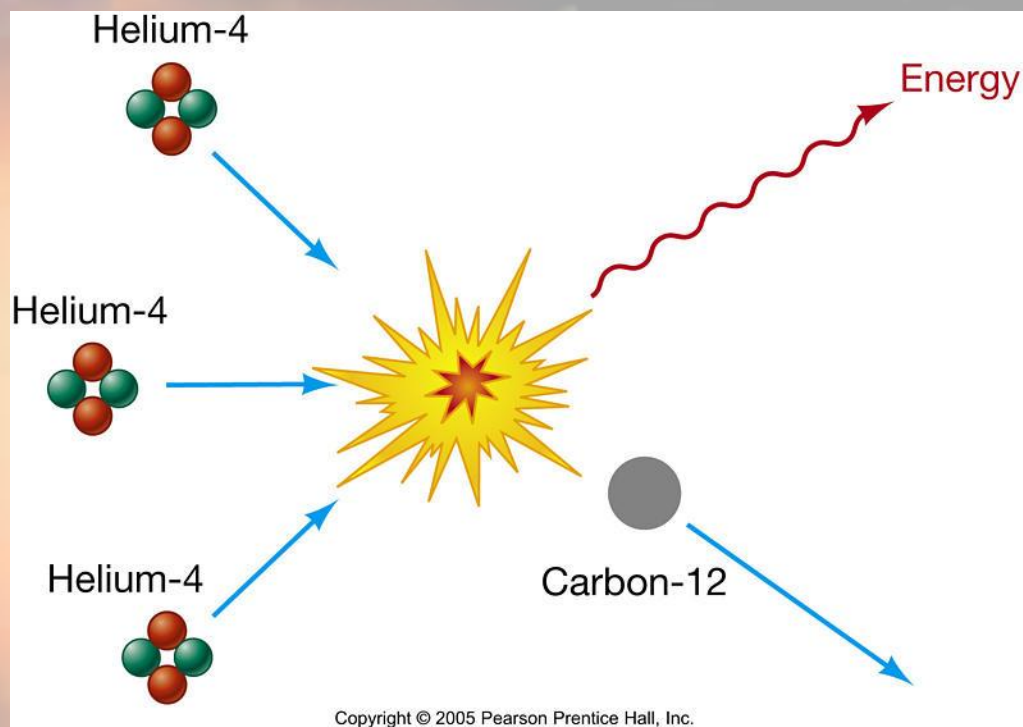
Zanim jednak centrum osiągnie odpowiednią temperaturę gwiazda przechodzi przez etap „czerwonego olbrzyma”-na diagramie H-R przesuwa się w prawo i w górę

Jądro gwiazdy powoli zapada się. Wewnątrz nie ma już paliwa (wodoru). Temperatura jądra rośnie i zaczyna się spalanie wodoru w cienkiej warstwie wokół jądra.

Jednocześnie zewnętrzne warstwy gwiazdy rozduwiają się i chłodzą – gwiazda robi się wielka i czerwona.

Ten etap pojawia się w czasie życia każdej gwiazdy poza tymi najmniej masywnymi.

# Kończy się wodór

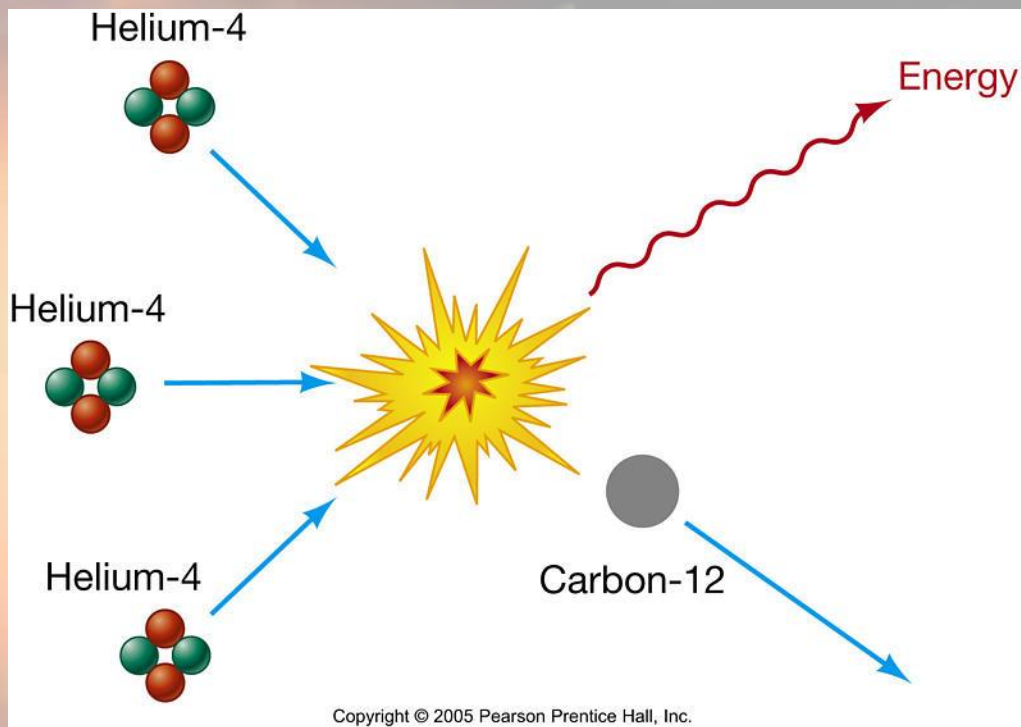


Kiedy jądro osiągnie odpowiednią temperaturę następuje tzw. błysk helowy – wewnątrz rozpoczyna się nagle przemiana helu w węgiel, a gwiazda gwałtownie jaśnieje

Ta reakcja nazywa się reakcją  $3\alpha$  ponieważ z trzech atomów helu (cząstek  $\alpha$ ) powstaje jeden atom węgla.

Po zapaleniu helu gwiazda znów jest w stanie równowagi. Ten stan nie trwa jednak długo.

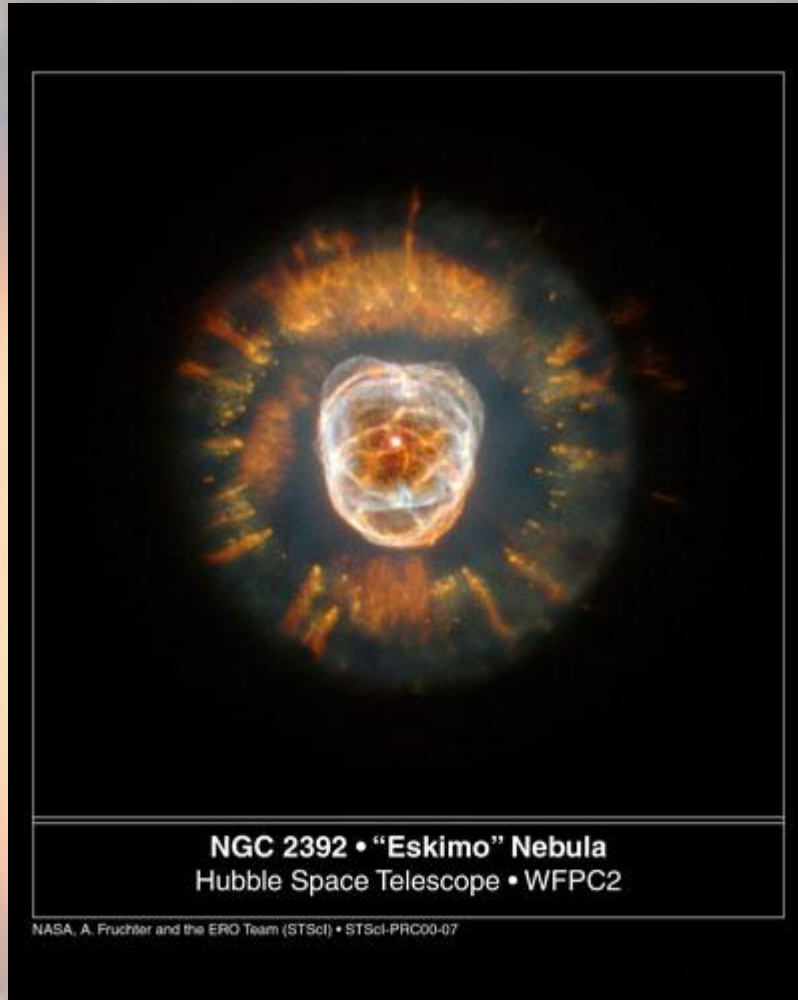
# Kończy się wodór



Reakcja  $3\alpha$  jest bardzo wrażliwa na zmiany temperatury. Objawia się to tym, że po gwałtownym zapaleniu helu jądro rozszerza się i chłodzi. Reakcje ustają. Jądro znów się kurczy, temperatura wzrasta i następuje gwałtowny wzrost tempa reakcji. Jądro znów się rozszerza.

Taki niespokojny etap trwa jakiś czas. Podczas kolejnych eksplozji i zapadania jądra następuje odrzucanie zewnętrznych warstw gwiazdy.

# Biały karzeł



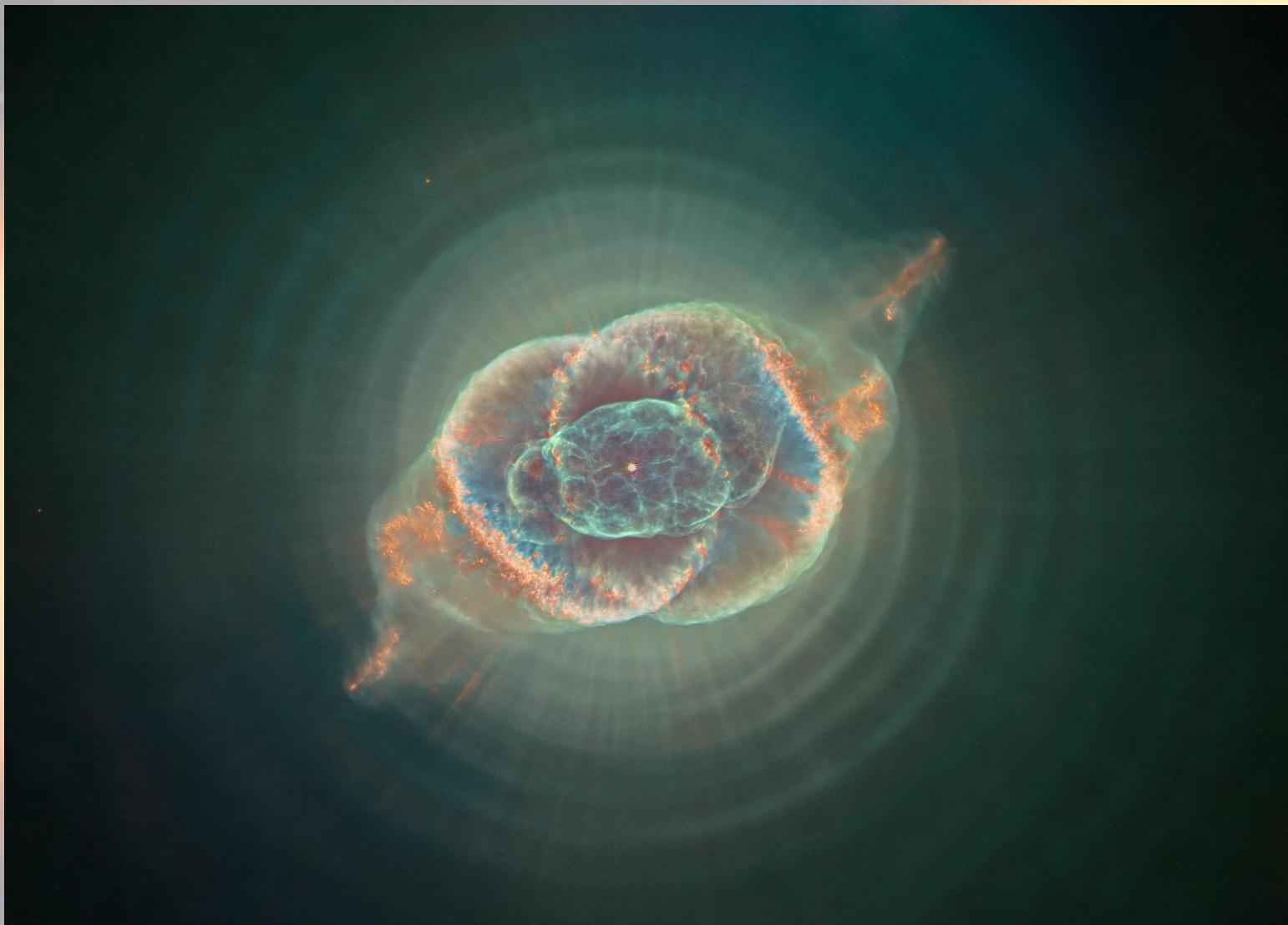
W pewnym momencie kończy się hel i zapadanie jądra trwa aż do etapu białego karła.

Biały karzeł jest jądrem gwiazdy, które ma ogromną temperaturę i wielką gęstość.

A co z zewnętrznymi warstwami?  
Oddalają się od jądra i w pewnym momencie rozświetlają dzięki promieniowaniu ultrafioletowemu pochodzącemu od gorącego białego karła – obserwujemy tzw. mgławice planetarne.

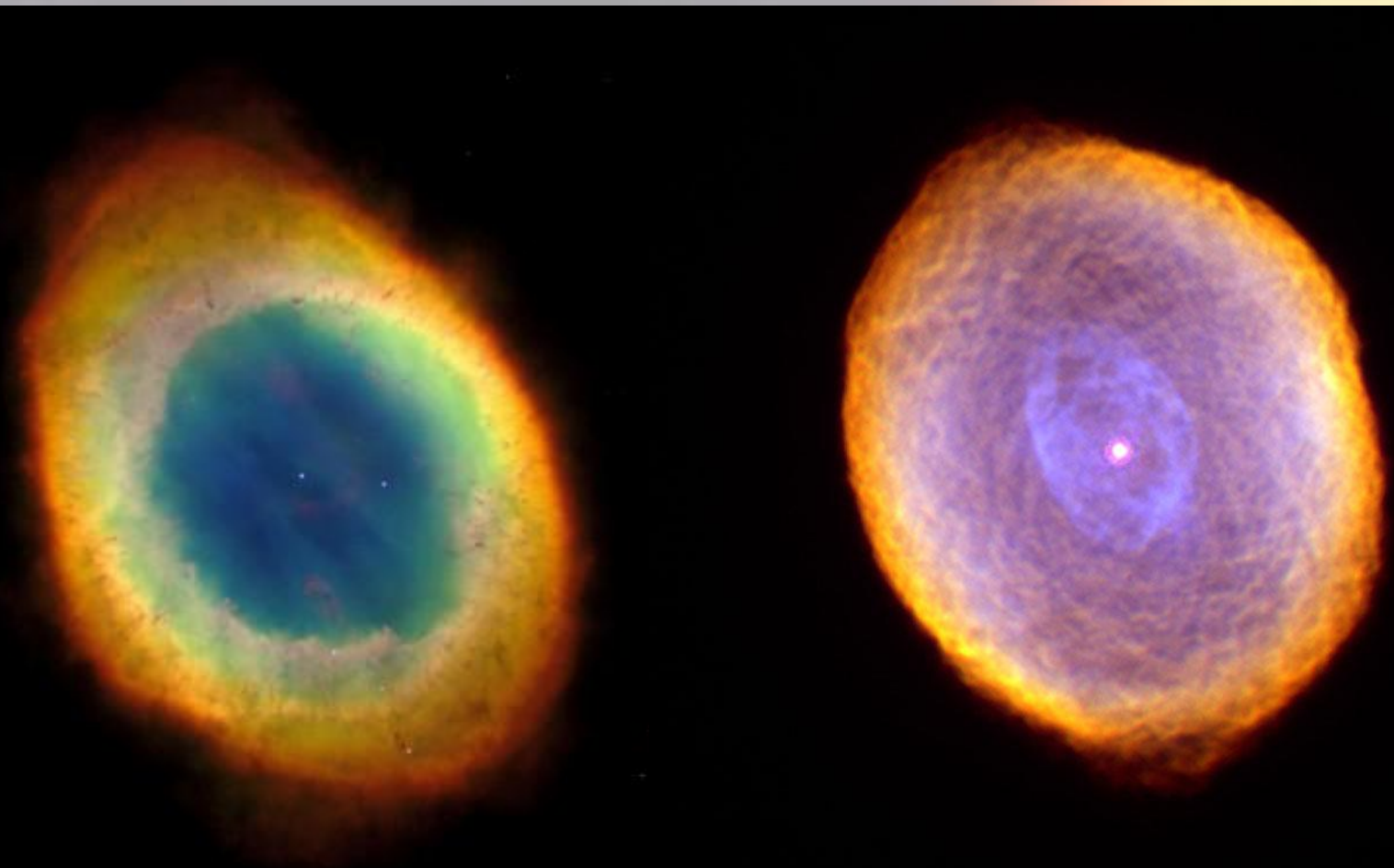
# Mgławice planetarne

---



# Mgławice planetarne

---



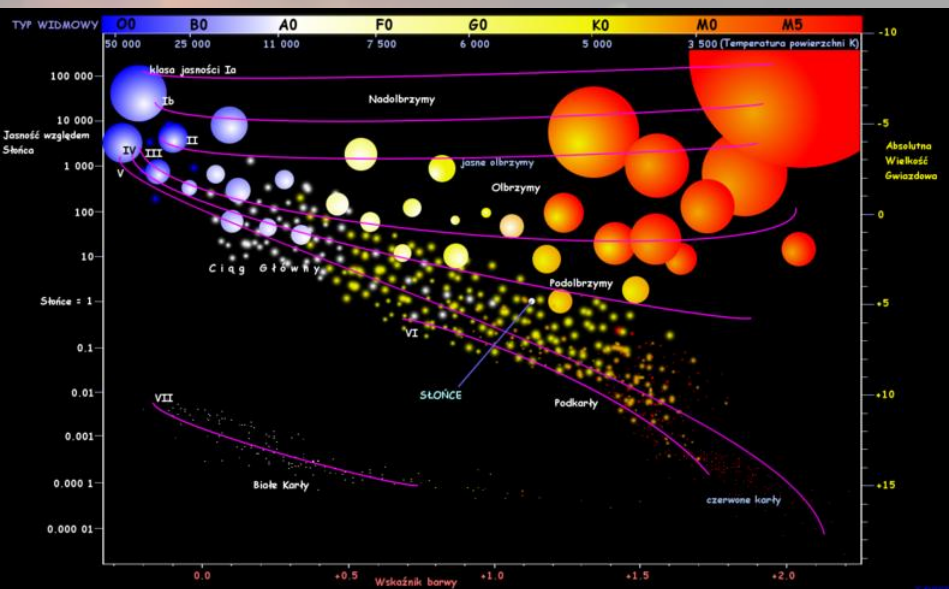
# Gwiazdy masywne

Początkowo ewoluują podobnie jak gwiazdy o mniejszych gwiazdach

wodór -> hel -> węgiel -> neon -> tlen -> krzem -> żelazo

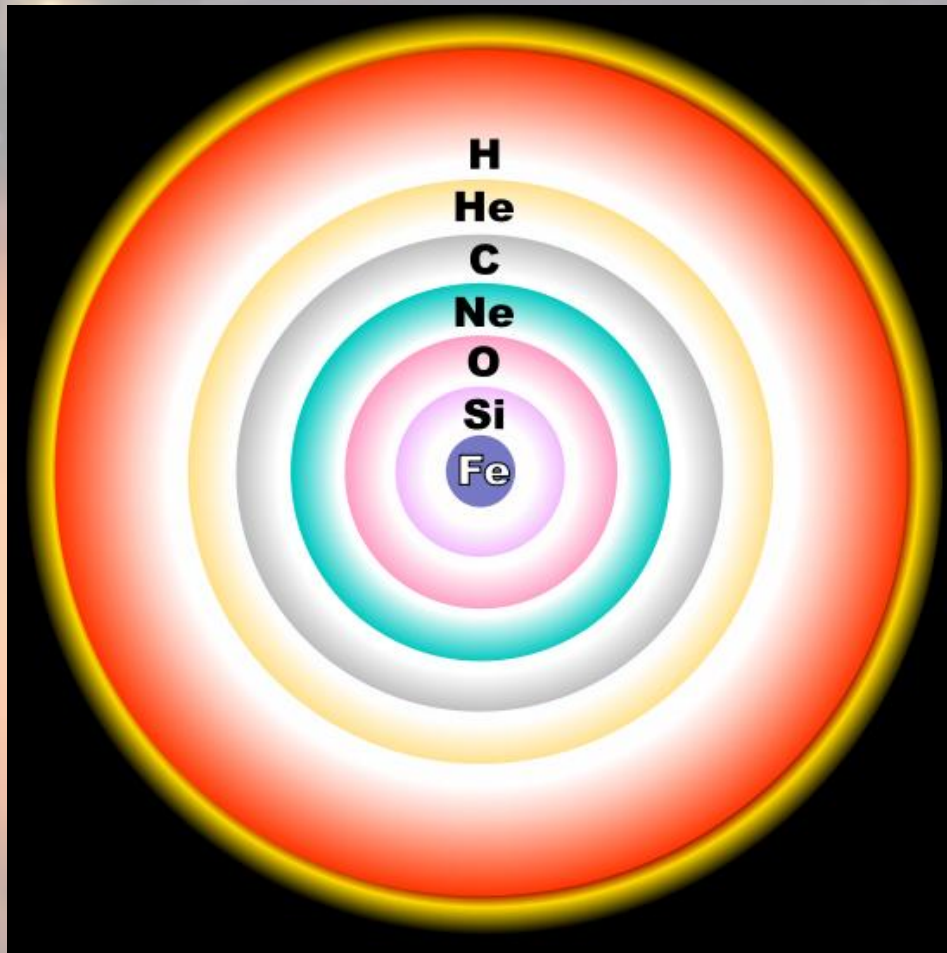
Żelazo nie może być już spalane w reakcjach termojądrowych.

Oczywiście spalane są też pozostałości lżejszych pierwiastków znajdujące się w zewnętrznych warstwach. Gwiazda osiąga charakterystyczny etap „cebuli”





# Gwiazdy masywne



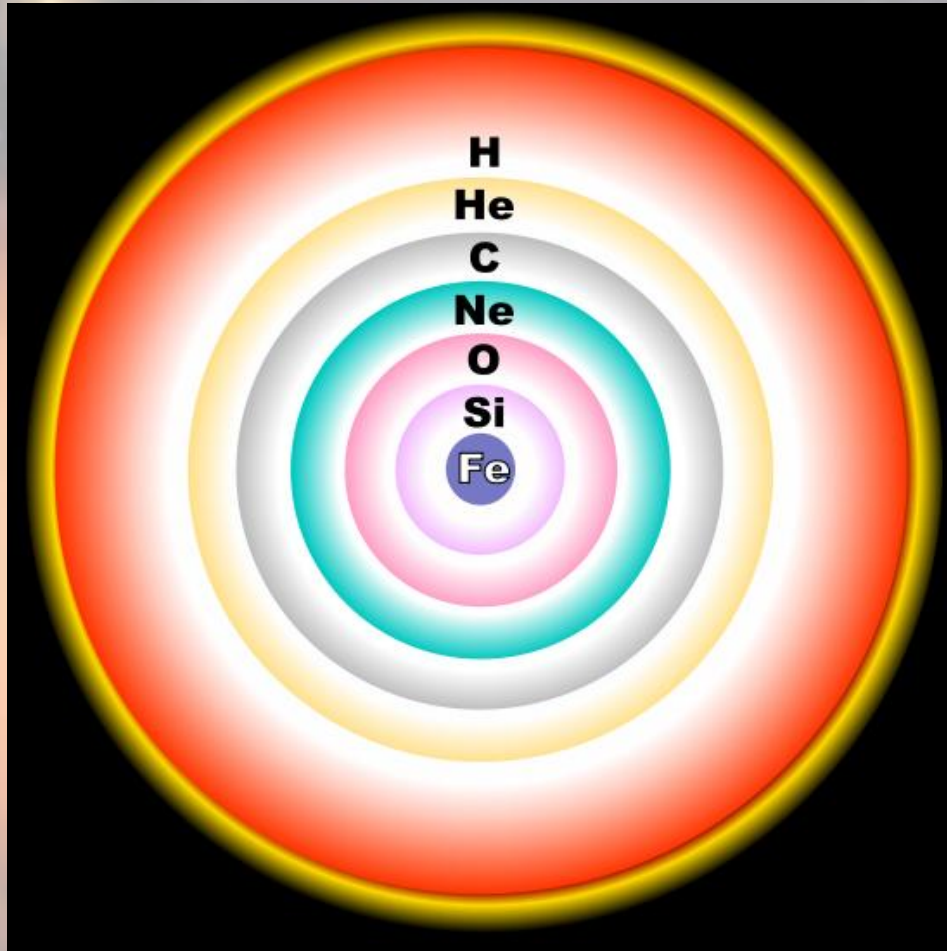
Początkowo ewoluują podobnie jak gwiazdy o mniejszych gwiazdach

Po wypaleniu wodoru i helu gwiazda ma na tyle dużą masę, że po zapadnięciu się jądra temperatura może wzrosnąć do wartości umożliwiającej zapalenie węgla i przemianę w neon, następnie (po kolejnym zapadaniu) neon przemienia się w tlen, tlen w krzem, a krzem w żelazo.

Żelazo nie może być już spalane w reakcjach termojądrowych.

Oczywiście spalane są też pozostałości lżejszych pierwiastków znajdujące się w zewnętrznych warstwach. Gwiazda osiąga charakterystyczny etap „cebuli”

# Gwiazdy masywne



Dalsza ewolucja zależy od tego jak masywne jest jądro.

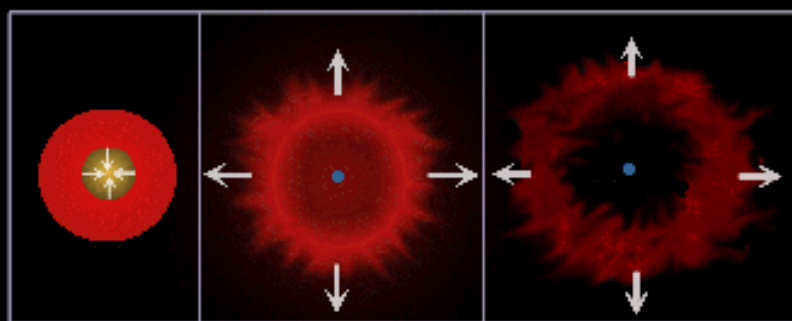
Jeżeli jego masa nie przekracza  $1.4 M_{\odot}$  to gwiazda kończy jako biały karzeł.

Gdy masa jądra jest większa to jego kurczenie nie jest zatrzymywane przez degenerację materii i kurczenie trwa aż do momentu gdy elektrony zostaną „wciśnięte” w jądra atomów żelaza.

W wyniku tego powstaje gwiazda zbudowana z samych neutronów – gwiazda neutronowa.

# Supernowe

The supernova phenomenon



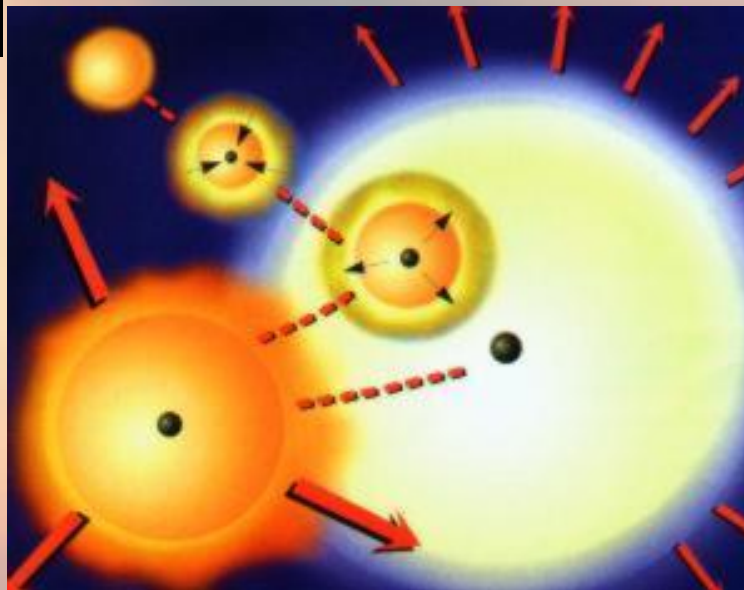
Implosion → Supernova → Remnant



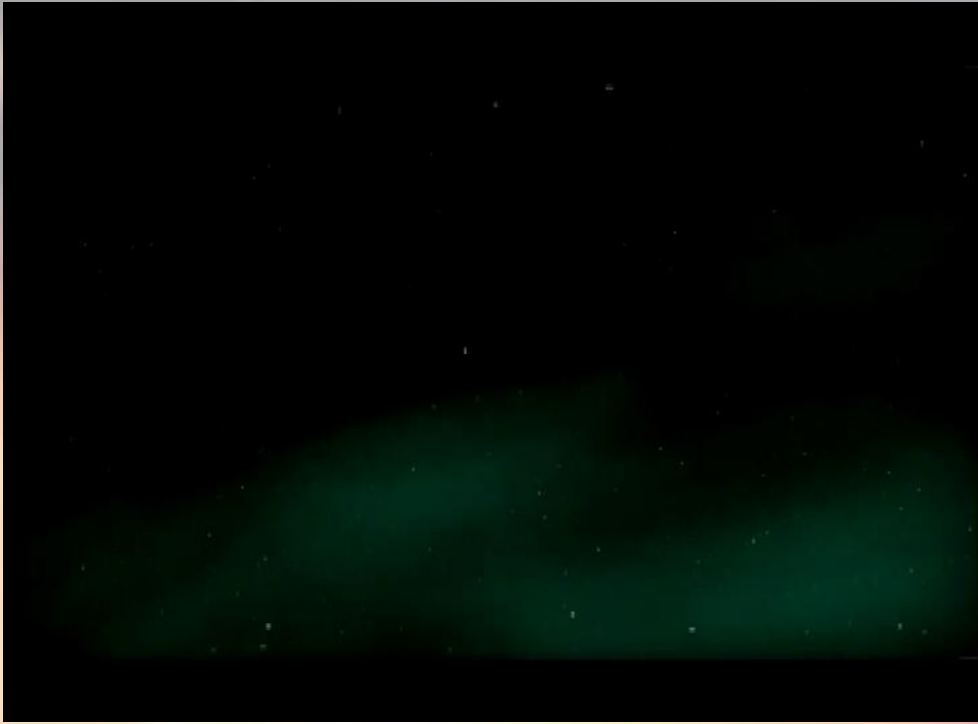
Wybuch supernowej 1987 w LMC

Podczas kurczenia centrum gwiazdy zapadają się także warstwy zewnętrzne.

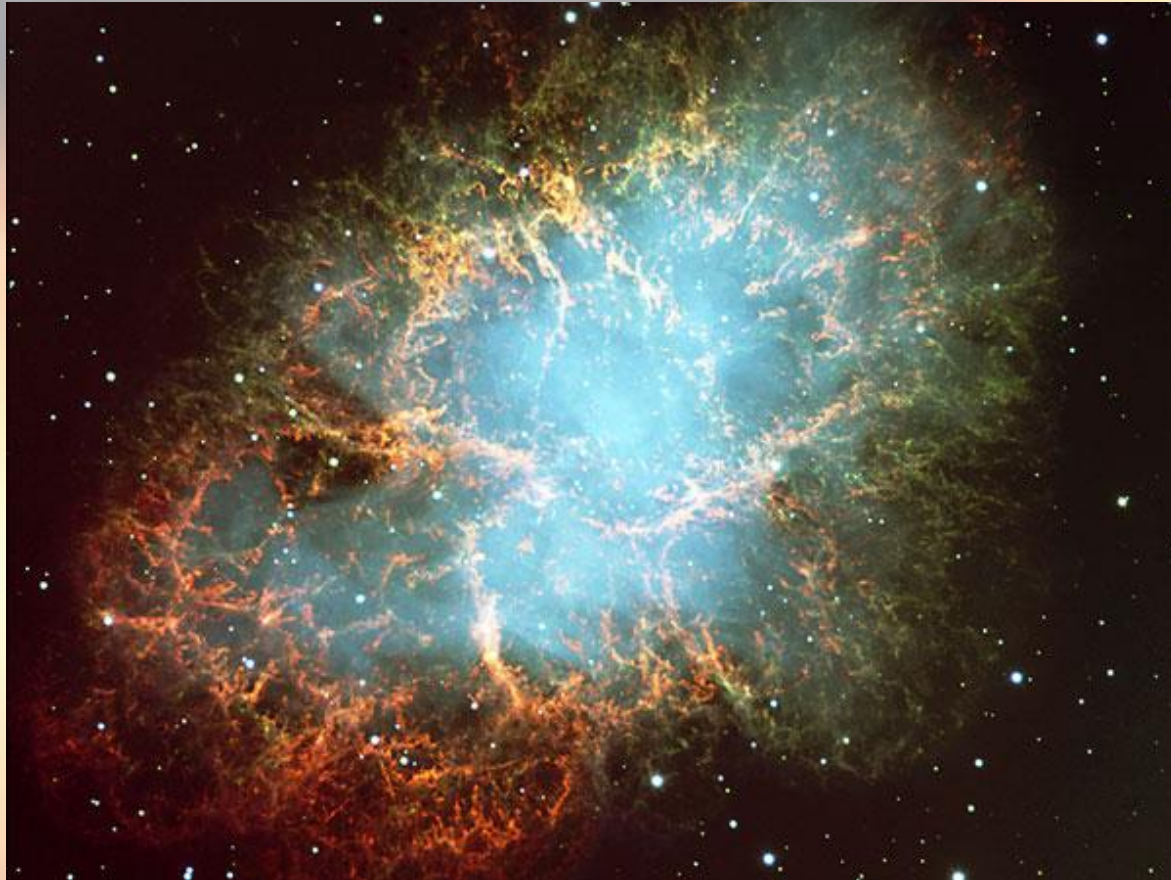
Utworzona gwiazda neutronowa jest obiektem bardzo sztywnym. Spadające warstwy zewnętrzne odbijają się od niej i obserwujemy wybuch supernowej.



# Supernowa 1987a



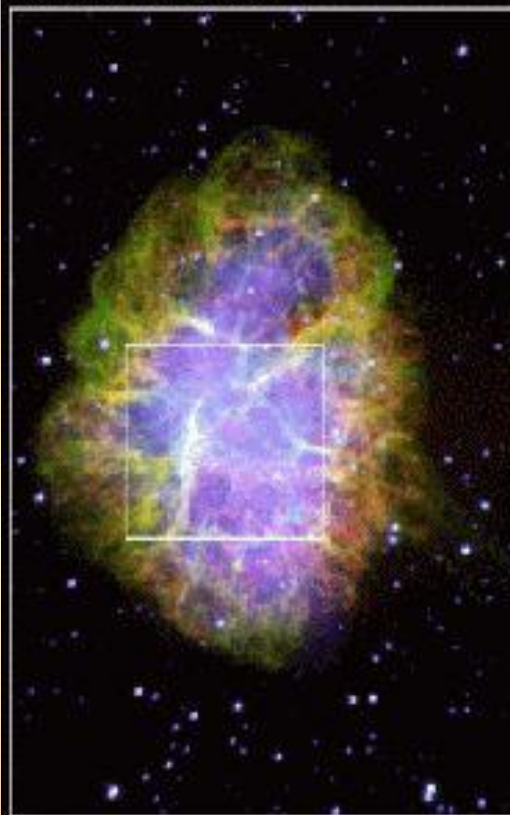
# Supernowe



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

# Pulsary

**Crab Nebula**

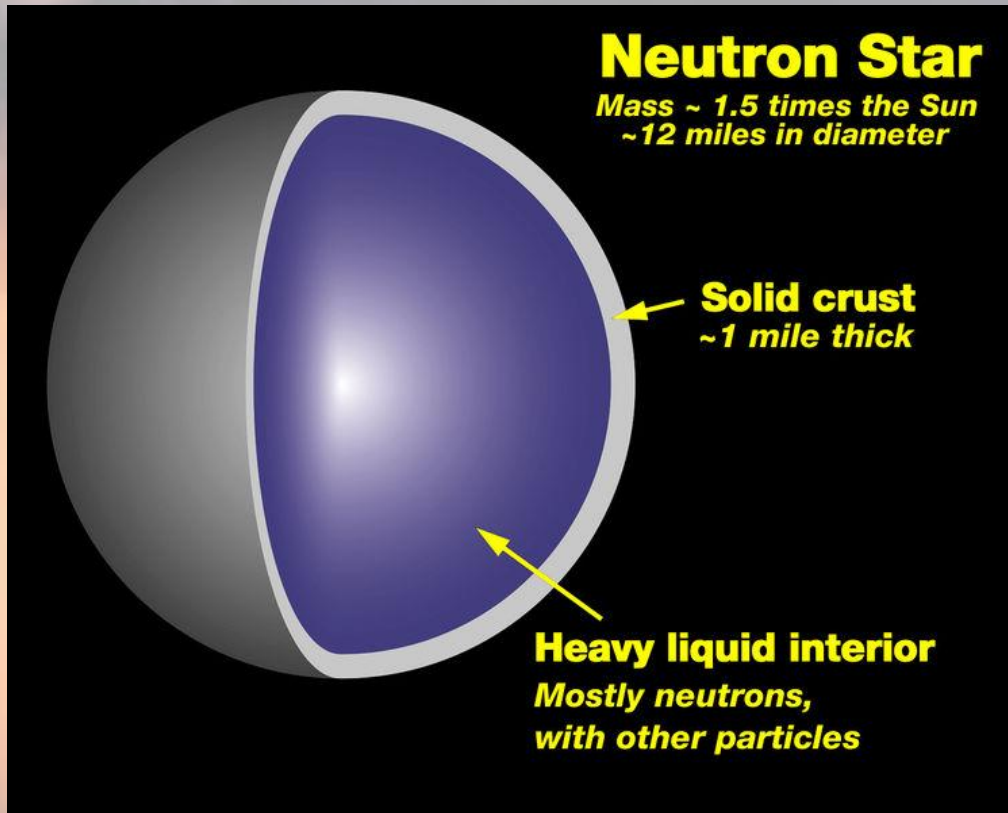


Palomar

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



# Pulsary



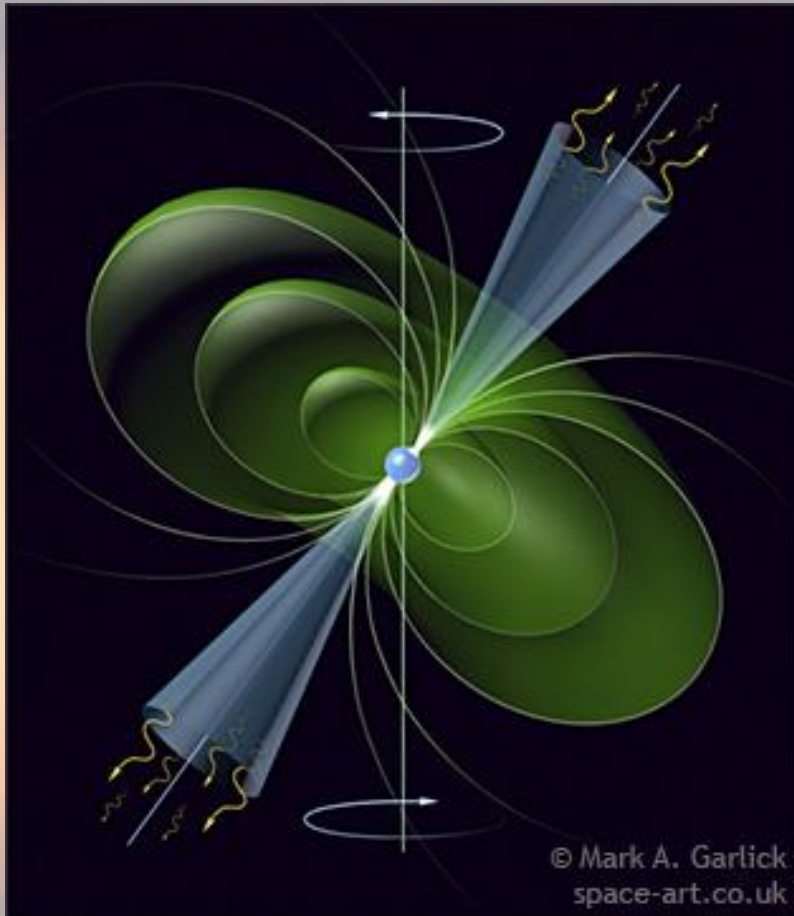
Wybuchy supernowych obserwowane były w przeszłości i widzimy pozostałości w postaci charakterystycznych obiektów mgławicowych.

Jednak po supernowej powinna zostać jeszcze gwiazda neutronowa.

Jak zaobserwować taki dziwny obiekt?

Kluczem do tej zagadki okazało się pole magnetyczne gwiazdy neutronowej

# Pulsary



**Pole magnetyczne gwiazdy neutronowej jest bardzo dobrym akceleratorem cząstek.**

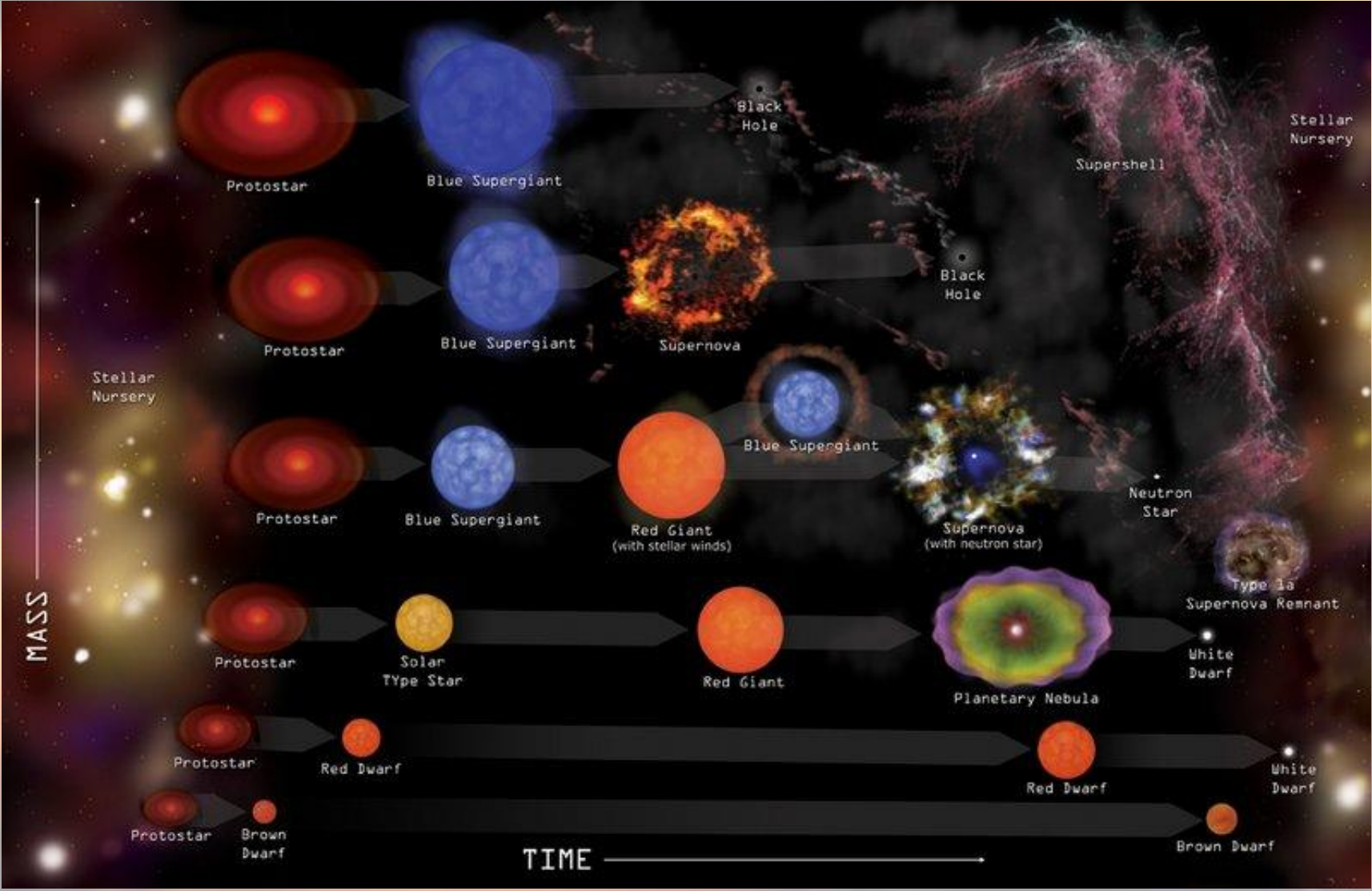
**Cząstki rozpędzone do ogromnych prędkości zderzają się z zewnętrznymi warstwami gwiazdy neutronowej w okolicach biegunów magnetycznych.**

**W wyniku zderzeń produkowane jest promieniowanie, które możemy rejestrować.**

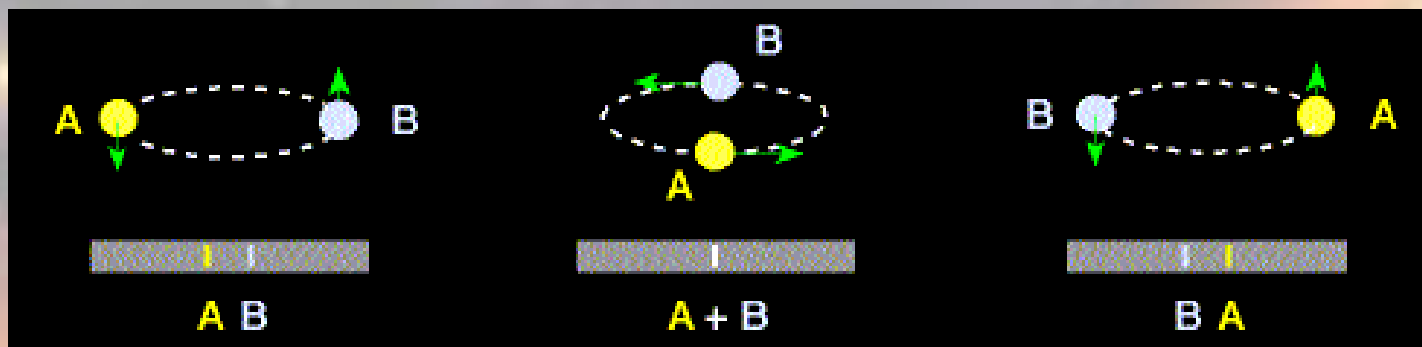
**Po raz pierwszy dokonała tego Jocelyn Bell w 1967 roku.**



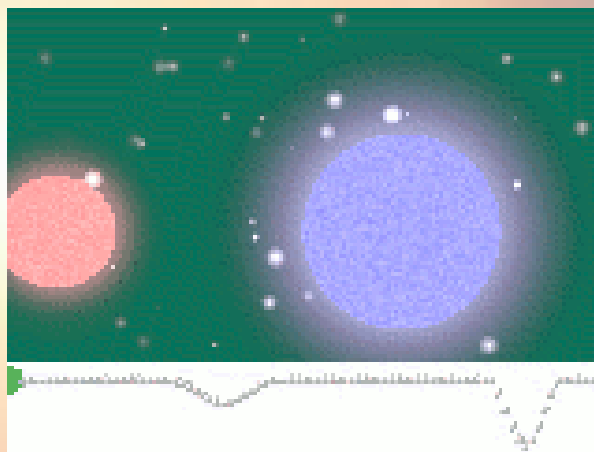
# Ewolucja pojedynczej gwiazdy



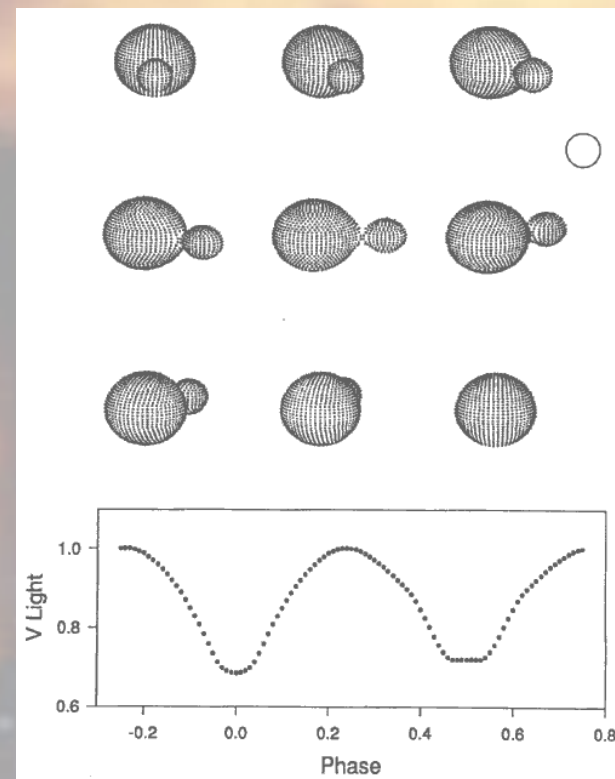
# Gwiazdy podwójne - obserwacje



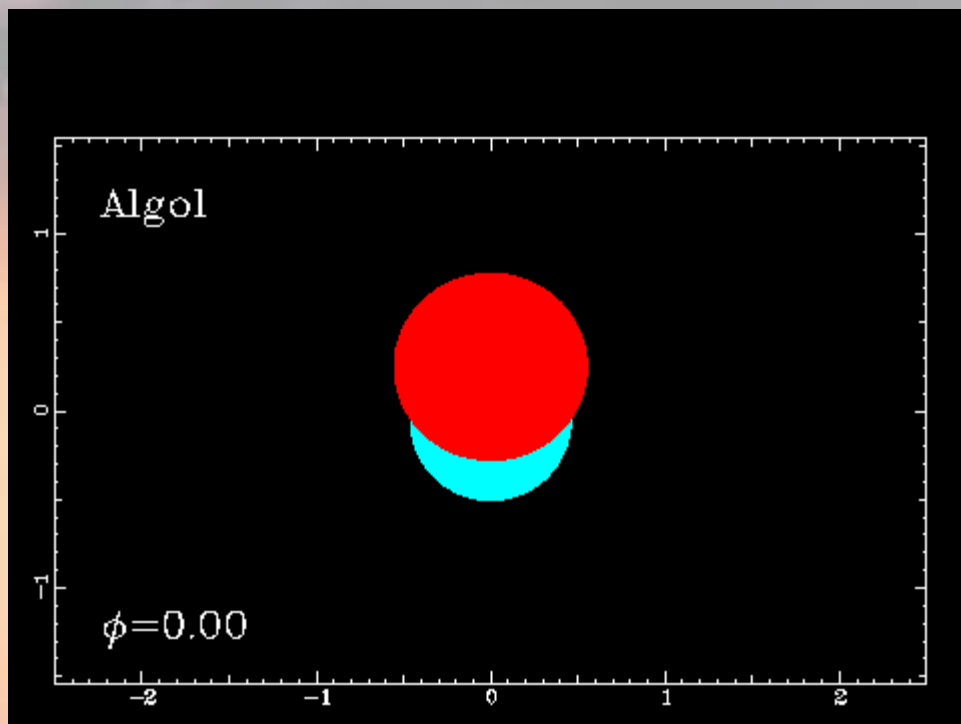
← **spektroskopowo podwójne** →



zaczmieniowe



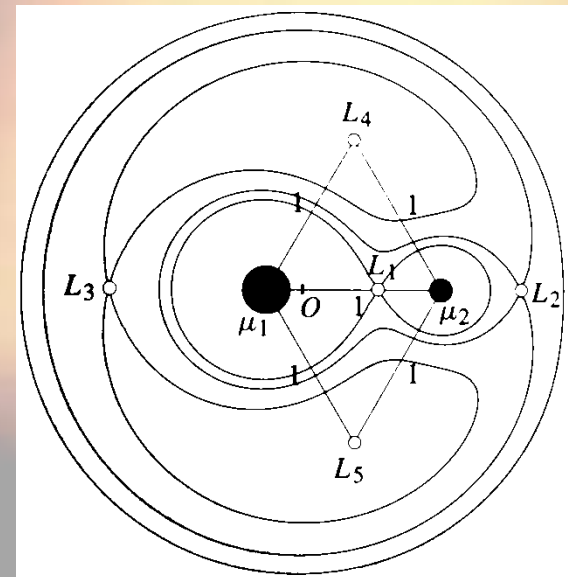
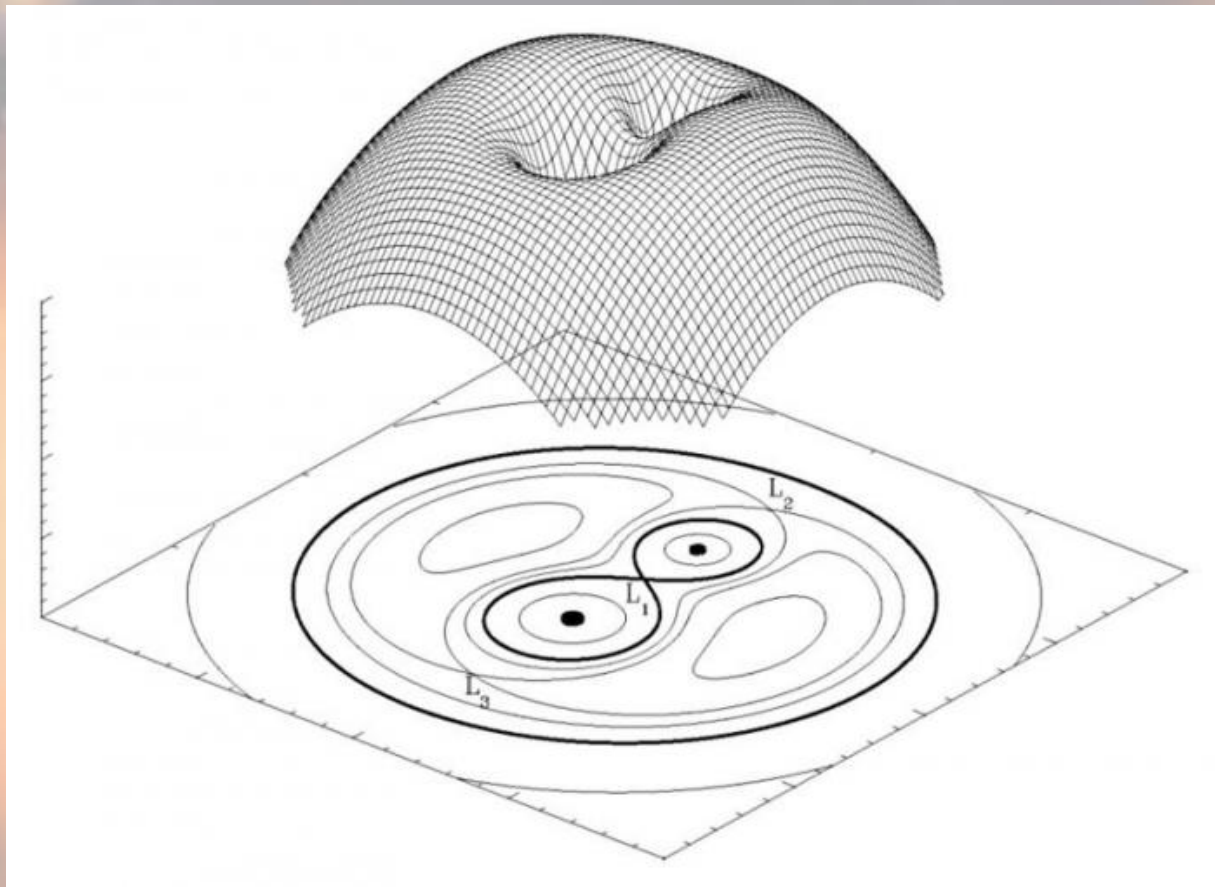
# Paradoks Algola



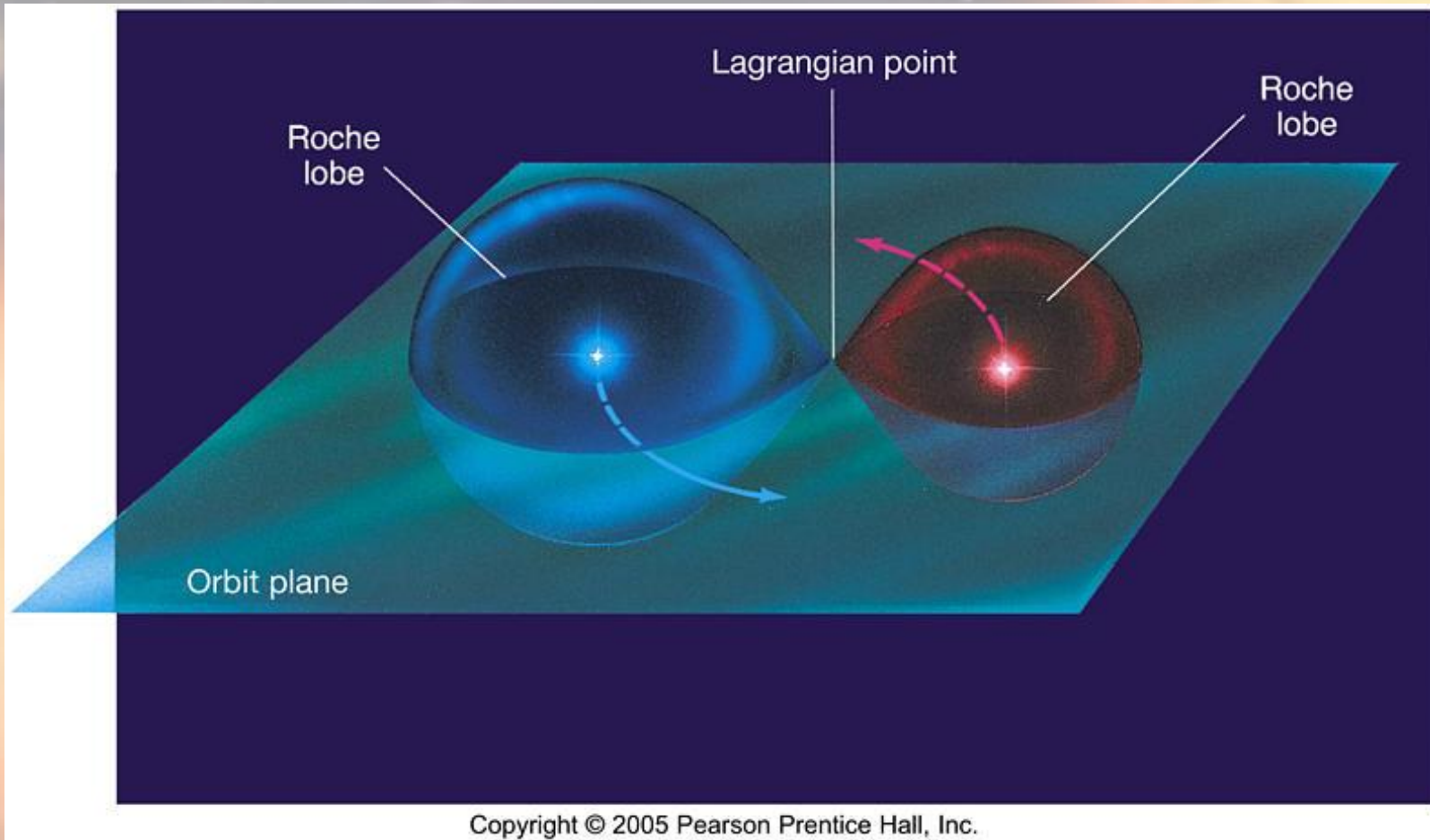
Algol (Beta Persei) – zmienna zaćmieniowa

gorąca gwiazda B8 oraz mniej masywny  
olbrzym typu K0

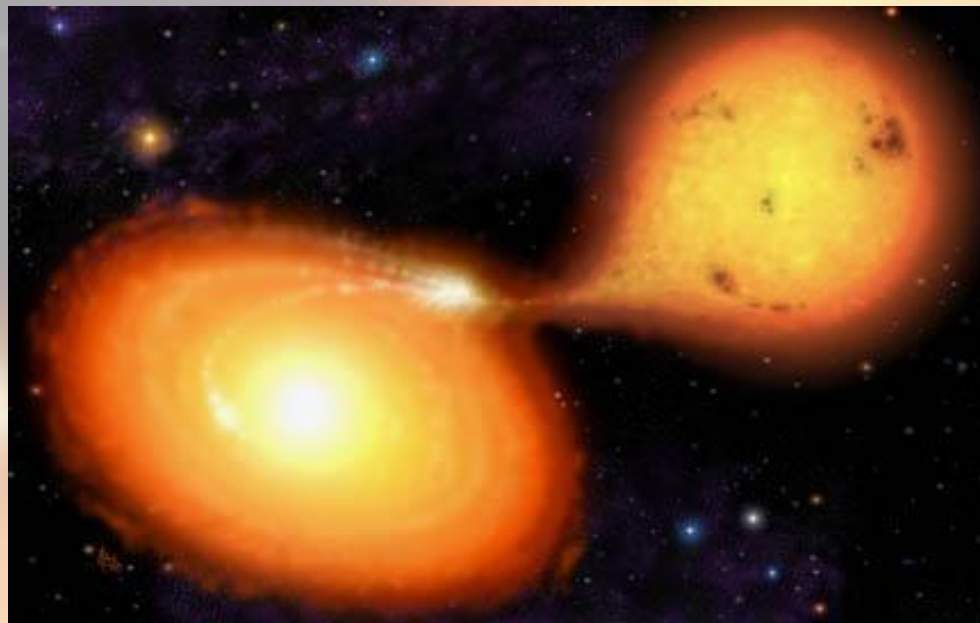
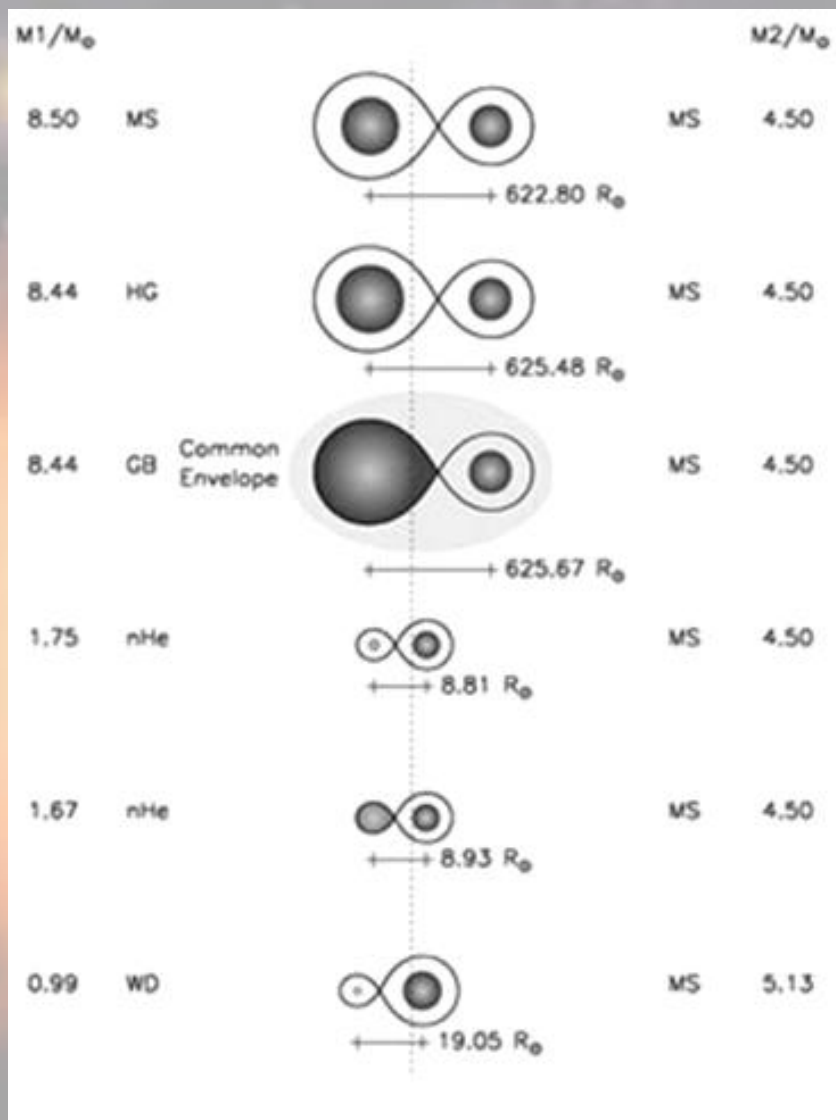
# Powierzchnie Roche'a



# Przeptyw masy



# Przeptyw masy



Istotnie wpływa na ewolucję składników.

Może zachodzić w jednym kierunku, a po pewnym czasie w odwrotnym

# Przykład

$T \sim 3 \text{ Myr}$ ,  $N \sim 10^4$



Two OB main-sequence stars

$T \sim 10^4 \text{ yr}$ ,  $N \sim 30$



More massive star (primary) overfills Roche lobe

$T \sim 2 \cdot 10^5 \text{ yr}$ ,  $N \sim 500$

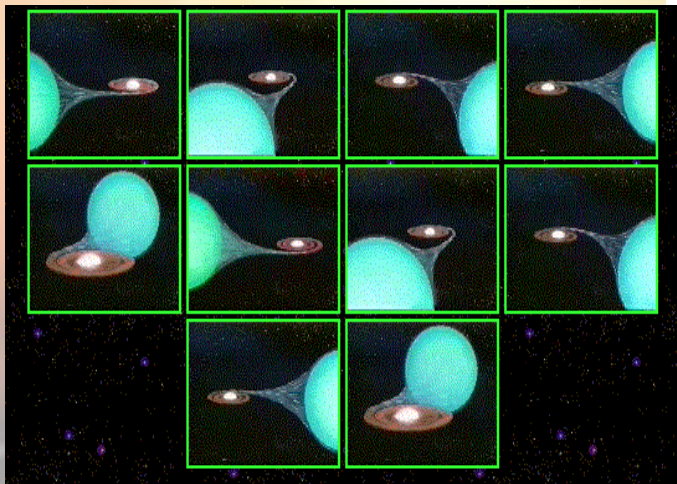
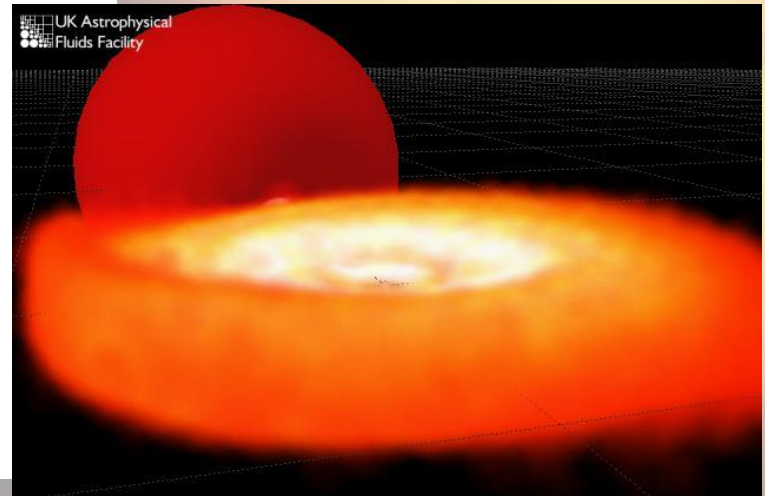


Helium-rich WR star with OB-companion

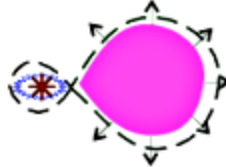
$\nu \sim 10^{-2} \text{ yr}^{-1}$



Primary explodes as type Ib Supernova and becomes a neutron star or black hole




$T \sim 10^4 \text{ yr}$ ,  $N \sim 100$



Secondary is close to Roche lobe. Accretion of stellar wind results in powerful X-ray emission

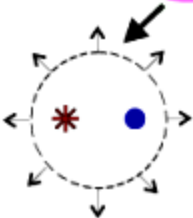
$T \sim 10^4 \text{ yr}$ ,  $N \sim 30$



Helium core of the secondary with compact companion inside mass-losing common envelope

$T \sim 2 \cdot 10^4 \text{ yr}$ ,  $N \sim 50$

Wolf-Rayet star with compact companion surrounded by expanding envelope



Components merge. Red (super)giant with neutron star or black hole core (Thorne-Zytkow object)

# Przykład

