

Astrofizyka cząstek

prof. dr hab. A.F.Żarnecki

Zakład Cząstek i Oddziaływań Fundamentalnych IFD

Wykład XI

- Ewolucja gwiazd
- Supernowe
- Błyski Gamma

Ewolucja gwiazd

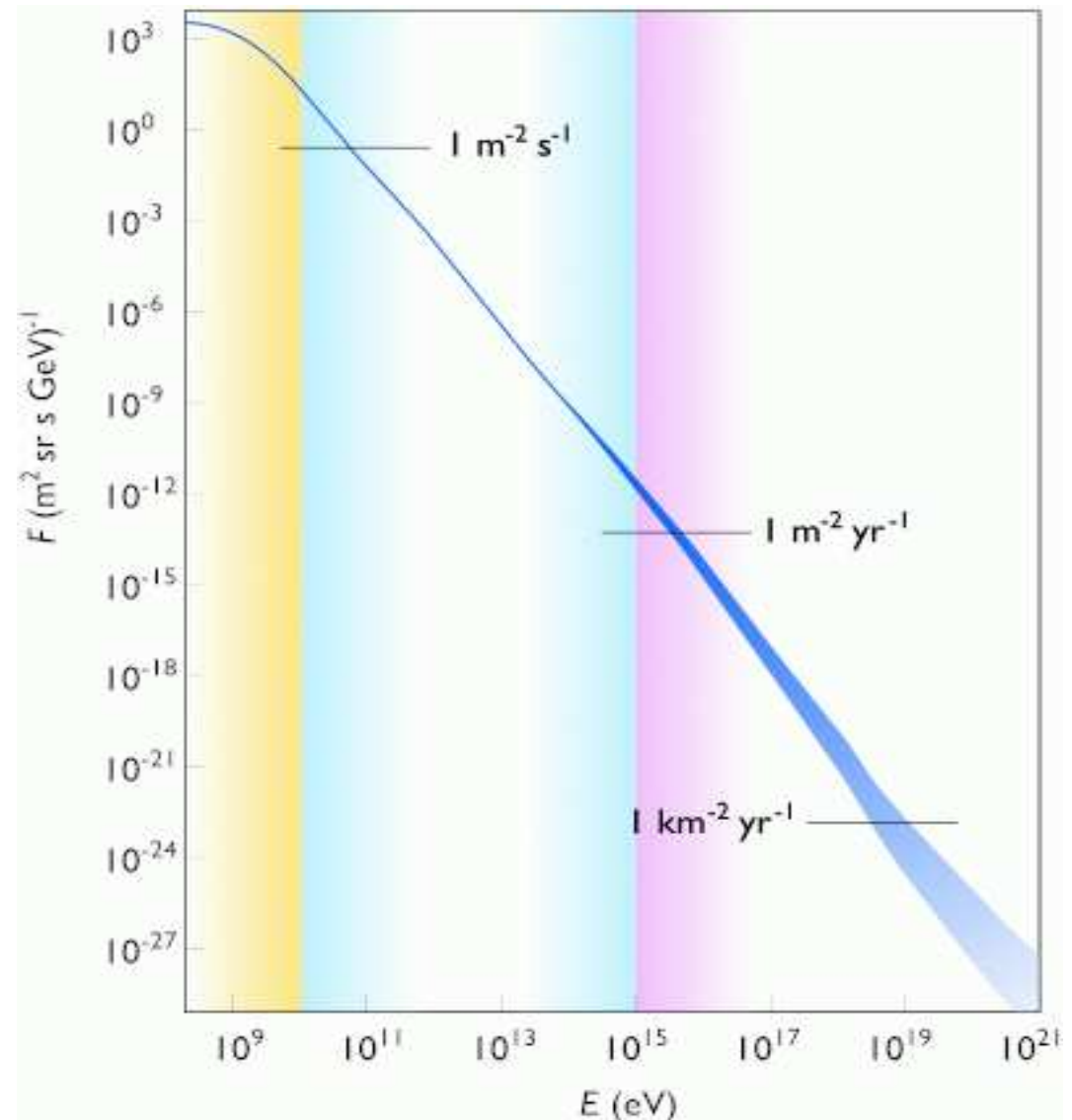
Promieniowanie kosmiczne

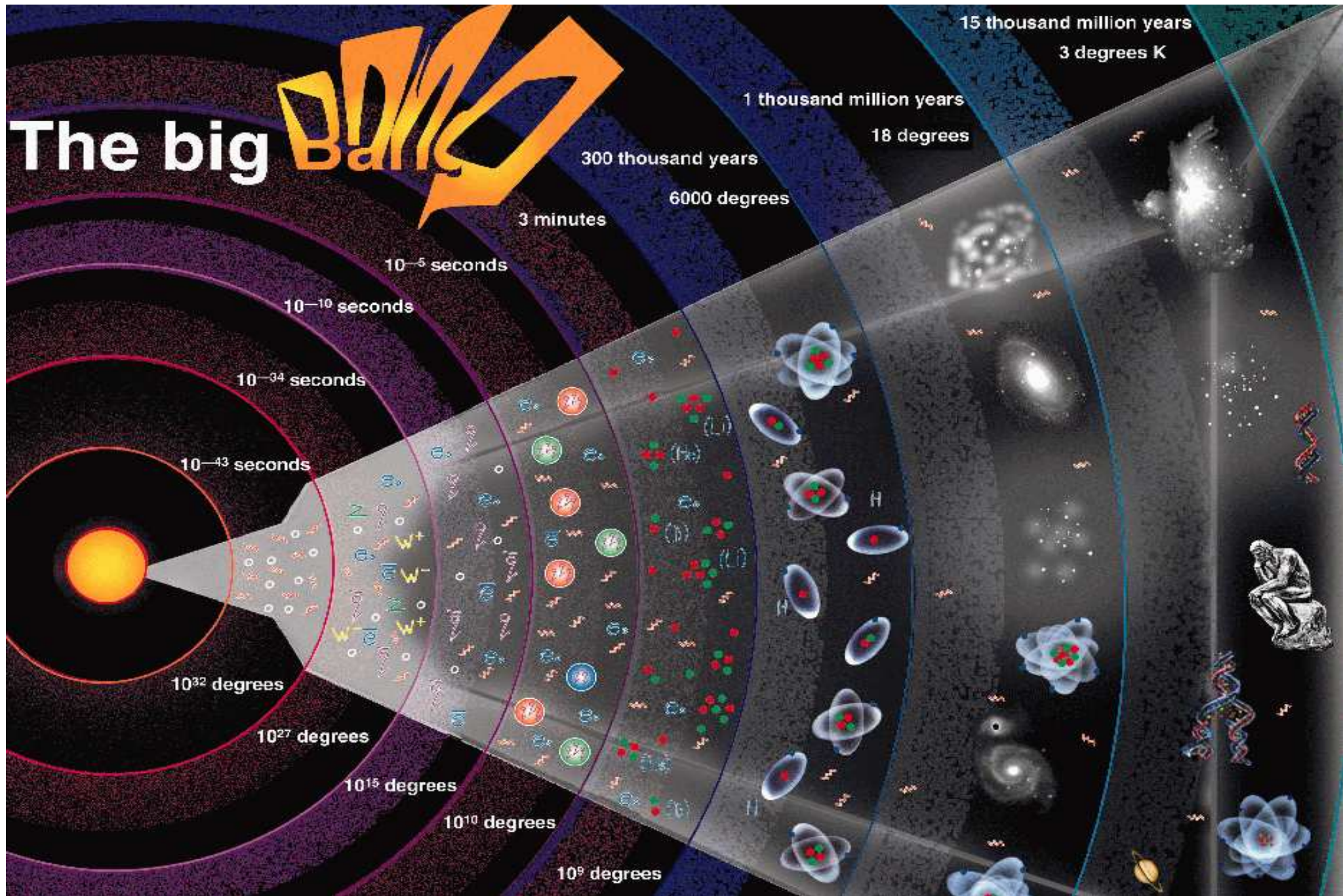
Mechanizm Fermiego opisuje możliwy metodę przyspieszania cząstek w falach uderzeniowych rozchodzących się w materii międzygwiazdnej.

Promieniowanie do energii rzędu 10^{15} – 10^{16} eV powstaje prawdopodobnie w falach rozchodzących się po **wybuchu supernowych**.

Wyższe energie: ???

Jakie mechanizmy mogą prowadzić do tak gigantycznych eksplozji?





Ewolucja gwiazd

Narodziny gwiazd

Gwiazdy powstają z chmur gazu i pyłu materii międzygwiazdnej w rejonach gdzie na skutek oddziaływań grawitacyjnych nastąpiło jej zgęszczenie.

Obłoki molekularne mają typowo rzędu $10^3 - 10^6$ mas Słońca i są bardzo zimne: ok. 10 - 30 K. Składają się głównie z cząsteczkowego wodoru (H_2) choć obecne są też inne proste cząsteczki (H_2O , CO , NH_3 ...)

Pod wpływem własnej grawitacji fragmenty obłoku zaczynają się zapadać i gęstnieć, ich temperatura zaczyna rosnąć (energia potencjalna \Rightarrow kinetyczna).

Rośnie też ciśnienie, które hamuje zapadanie, ale energia jest tracona na promieniowanie.

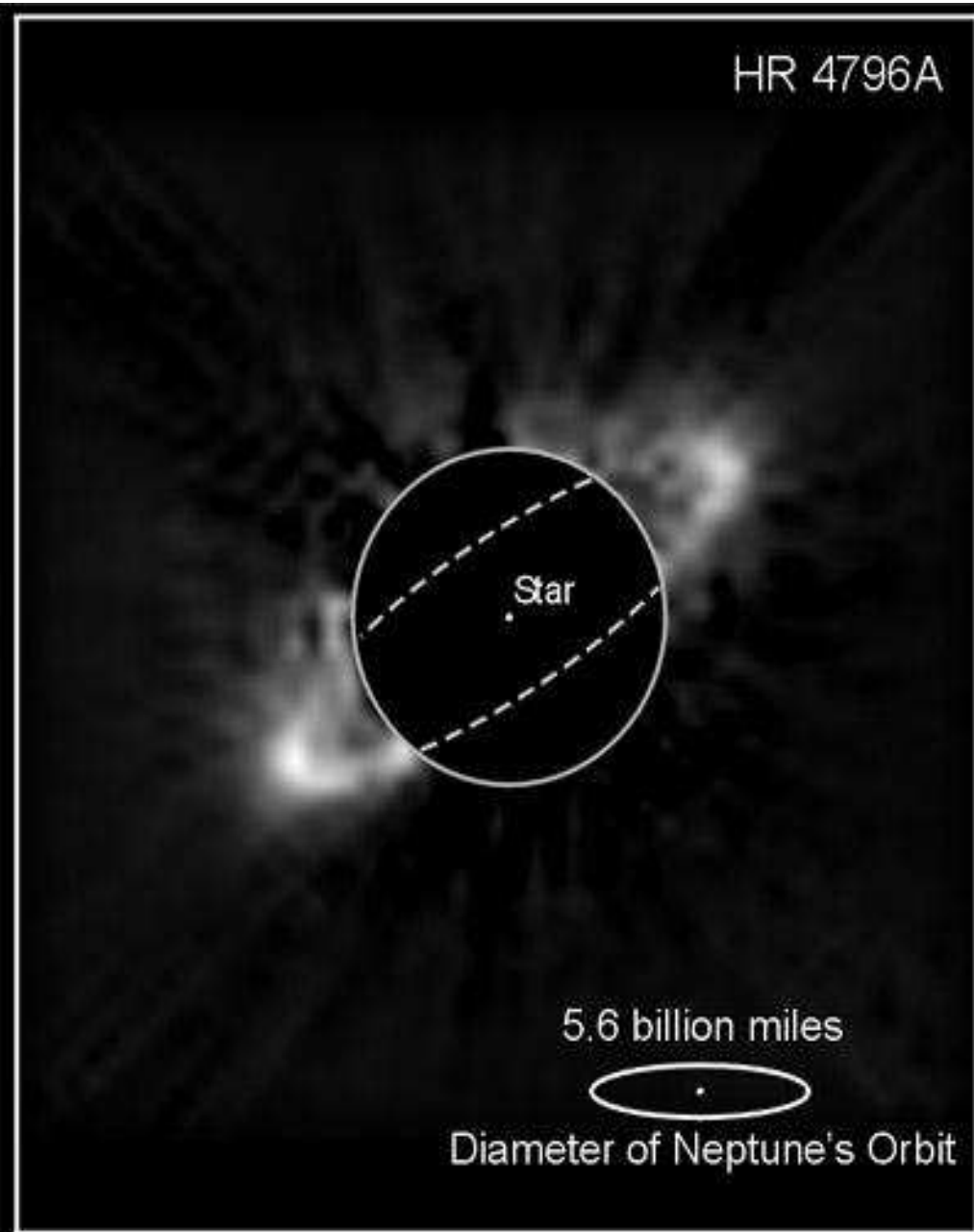
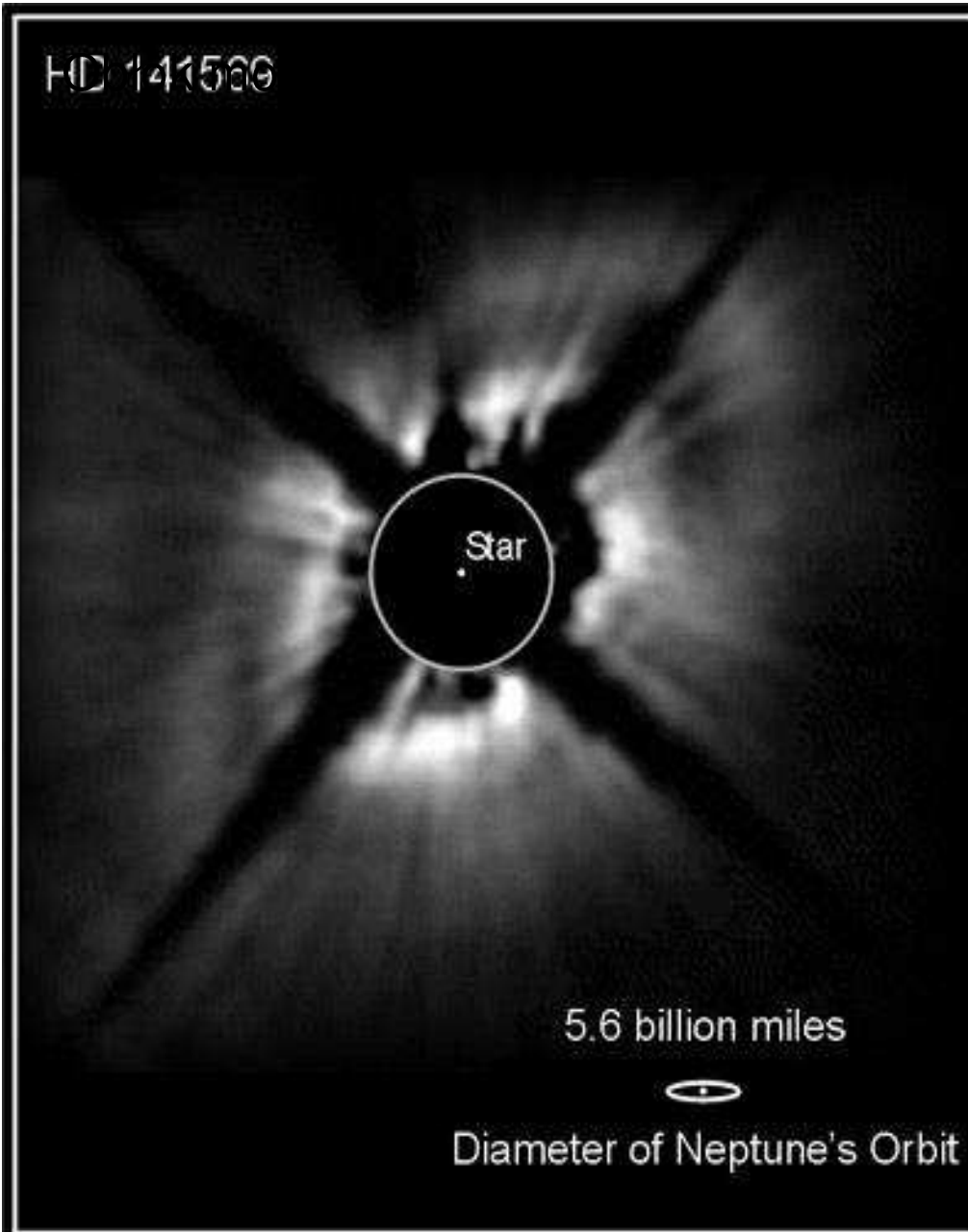
Także ew. moment pędu “przeciwstawia się” zapadaniu.

\Rightarrow W przypadku dużej rotacji obłok dzieli się na centralne “jądro” i rotujący dysk.

Z tego dysku w przyszłości mogą powstać planety...

Obłok molekularny (NASA)





Dust Disks around Stars

HST • NICMOS

Ewolucja gwiazd

Narodziny gwiazd

Protogwiazda: skupisko materii, które staje się nieprzeźroczyste dla fotonów (ze względu na gęstość i temperaturę).

Małe zgęszczenia mają zbyt słabą grawitację, żeby doprowadzić do powstania gwiazdy.

Ale większe zgęszczenia mogą powoli wchłaniać te mniejsze - ich masa rośnie. Im większa masa tym szybsze zapadanie.

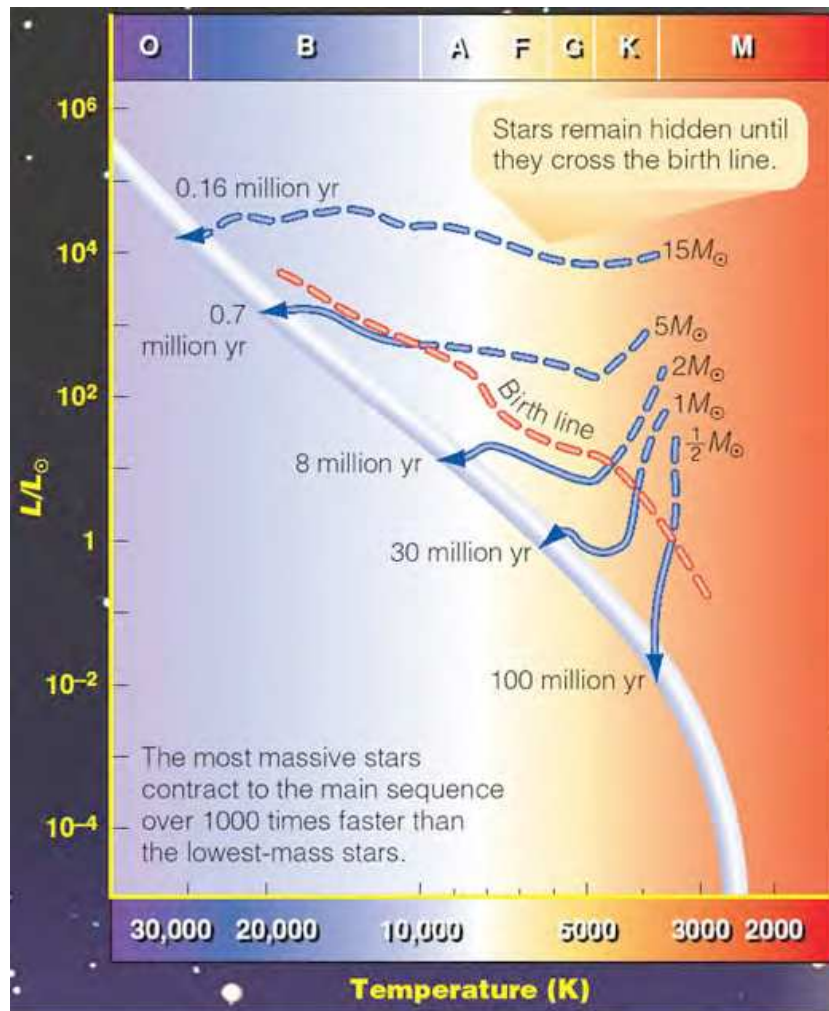
Także zewnętrzne zaburzenia (np. wybuch supernowej) mogą przyspieszać procesy formacji (dodatkowe ciśnienie).

Jeżeli masa obłoku jest wystarczająco duża, to temperatura osiąga wartość krytyczną, powyżej której zaczyna się reakcja termojądrowa proton-proton.

Proces zapadania się grawitacyjnego zaczyna być hamowany przez ciśnienie rozgrzanej materii i promieniowania \Rightarrow gwiazda osiąga stan (quasi) równowagi

Ewolucja gwiazd

Narodziny gwiazd



© 2006 Brooks/Cole - Thomson

Czas jaki jest potrzebny dla uformowania gwiazdy z początkowego (fragmentu) obłoku i osiągnięciu przez nią równowagi:

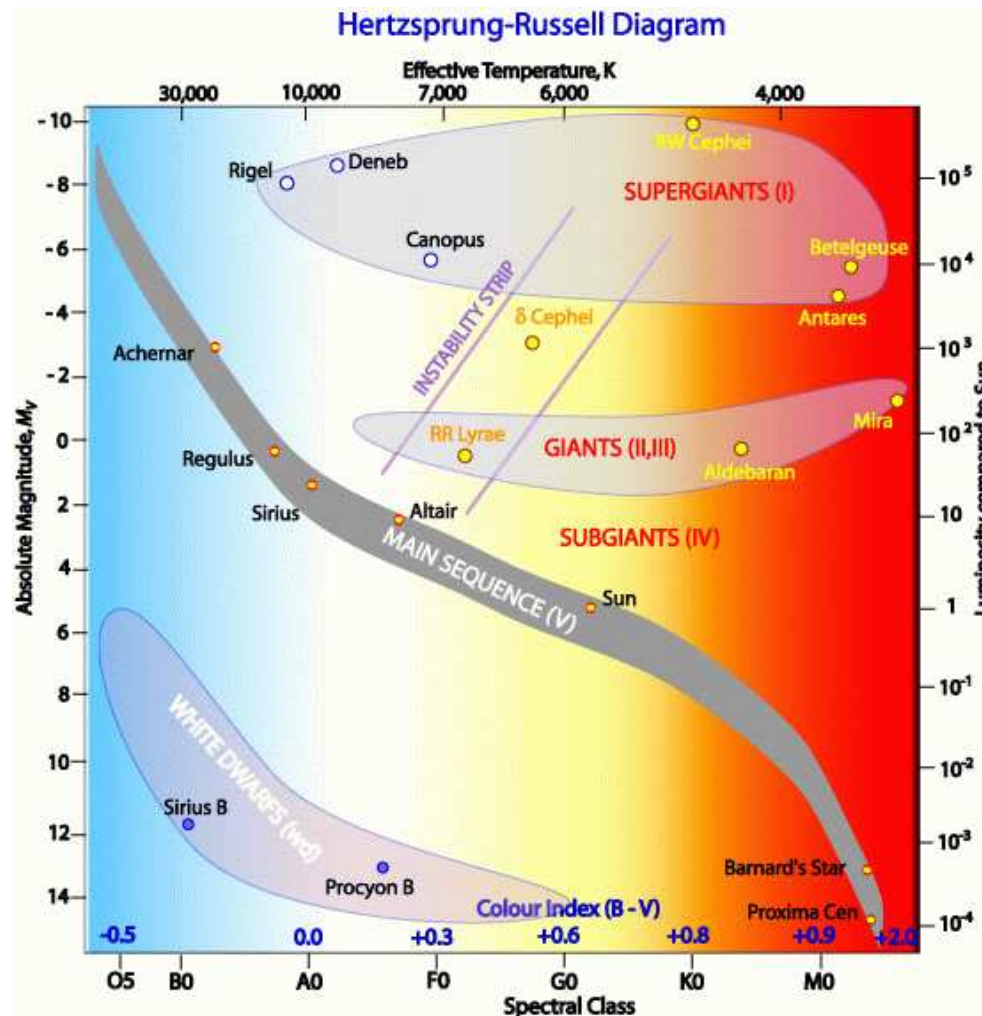
Masa [mas Słońca]	Czas [10^6 lat]
15	0.16
5	0.7
2	8
1	30
0.5	100

Gwiazda nie od razu staje się widoczna “na niebie”. Musi “odepchnąć” od siebie otaczające ją gazy i pyły.

Od jej masy zależy temperatura (\Rightarrow jasność) po osiągnięciu równowagi...

Ewolucja gwiazd

Diagram H-R

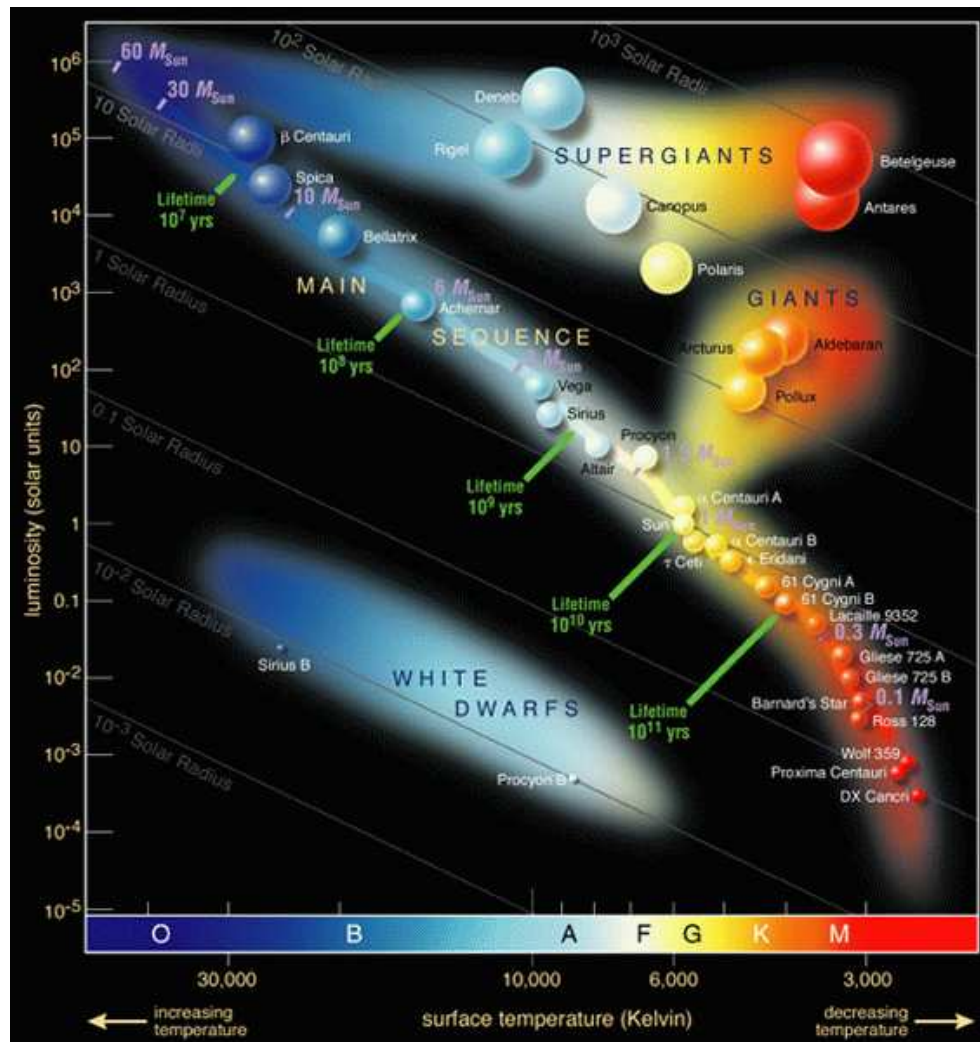


Graficzna prezentacja typu gwiazd, ale także ścieżki ich ewolucji.

Ciąg główny: powstające gwiazdy, po osiągnięciu stanu równowagi

Ewolucja gwiazd

Diagram H-R



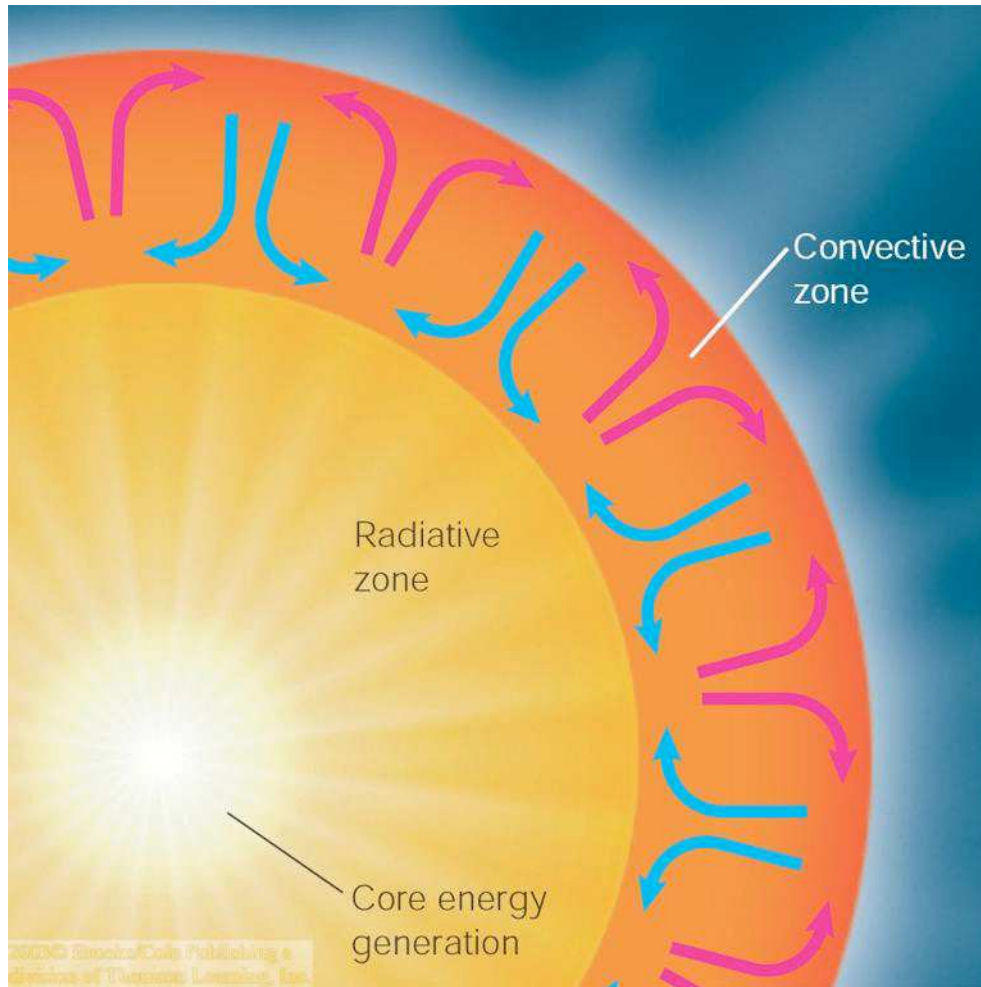
Graficzna prezentacja typu gwiazd, ale także ścieżki ich ewolucji.

Ciąg główny: powstające gwiazdy, po osiągnięciu stanu równowagi

Rozmiar gwiazd rośnie wzdłuż przekątnej

Ewolucja gwiazd

Gwiazdy na ciągu głównym



W jądrze gwiazdy zachodzą reakcje termojądrowe, produkowana jest energia.

Cała energia musi zostać przez gwiazdę wypromieniowana...

Energia ta przenoszona jest w centrum gwiazdy głównie przez promieniowanie, bliżej powierzchni zaczyna dominować konwekcja.

Szczegóły zależą od masy gwiazdy...

Ewolucja gwiazd

Gwiazdy na ciągu głównym

Gwiazdy ciągu głównego powoli zużywają swoje paliwo.

Im większa masa gwiazdy, tym większa temperatura panuje w jądrze, tym szybciej zachodzą reakcje termojądrowe.

Z obserwacji wnioskujemy, że jasność gwiazdy zależy od masy jak

$$L \sim M^{3.5}$$

Całkowita masa dostępnego “paliwa” to początkowa masa gwiazdy: M

Gwiazda utrzymuje stabilność (pozostaje w Ciągu Głównym) póki nie zużyje określonej części paliwa. Oczekiwany czas życia (stabilności) gwiazdy:

$$T \sim M^{-2.5}$$

⇒ najmasywniejsze, najjaśniejsze gwiazdy najszybciej ewoluują...

Ewolucja gwiazd

Gwiazdy na ciągu głównym

TABLE 12-2 Main-Sequence Lifetimes

Mass (M_{\odot})	Surface temperature (K)	Luminosity (L_{\odot})	Time on main sequence (10^6 years)	Spectral class
25	35,000	80,000	3	O
15	30,000	10,000	15	B
3	11,000	60	500	A
1.5	7000	5	3000	F
1.0 (Sun)	6000	1	10,000	G
0.75	5000	0.5	15,000	K
0.50	4000	0.03	200,000	M

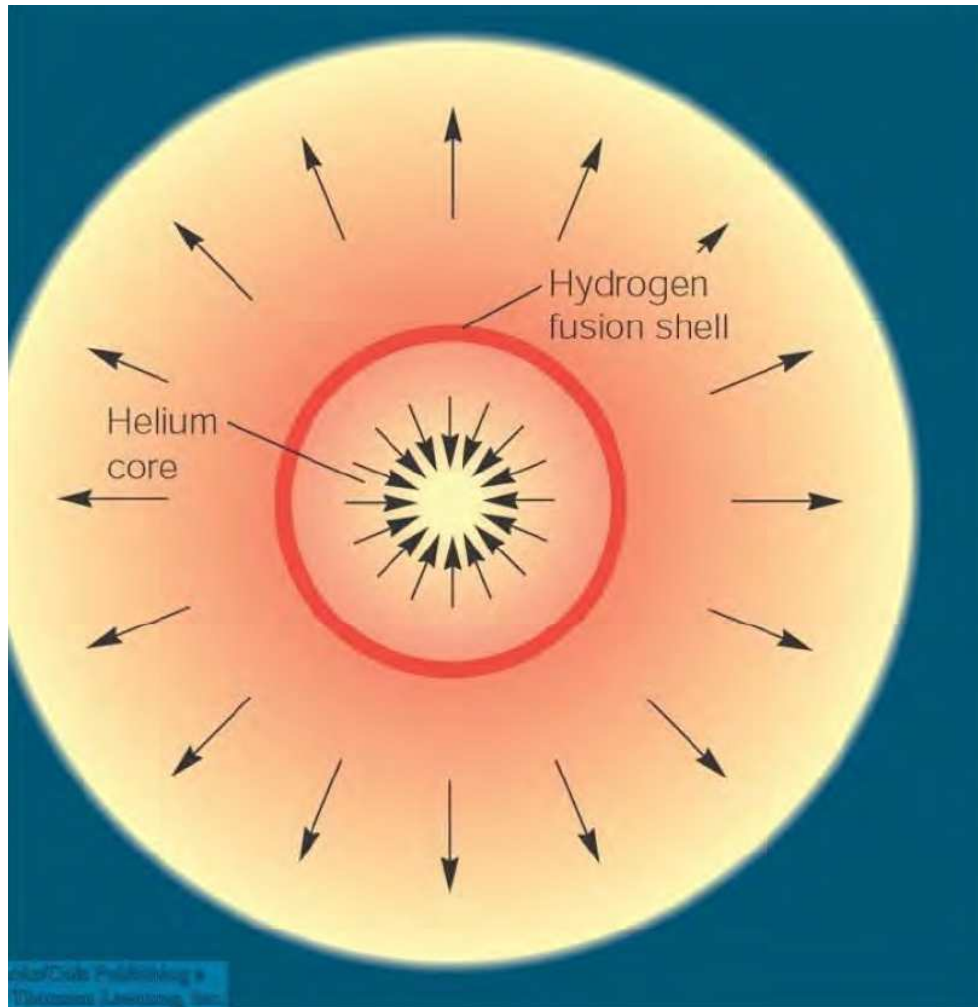
Table 12-2

Discovering the Universe, Eighth Edition

© 2008 W. H. Freeman and Company

Ewolucja gwiazd

Przyszłość Słońca



Gdy wypali się wodór w **jądrze** Słońca zacznie się ono zapadać \Rightarrow ogrzewać

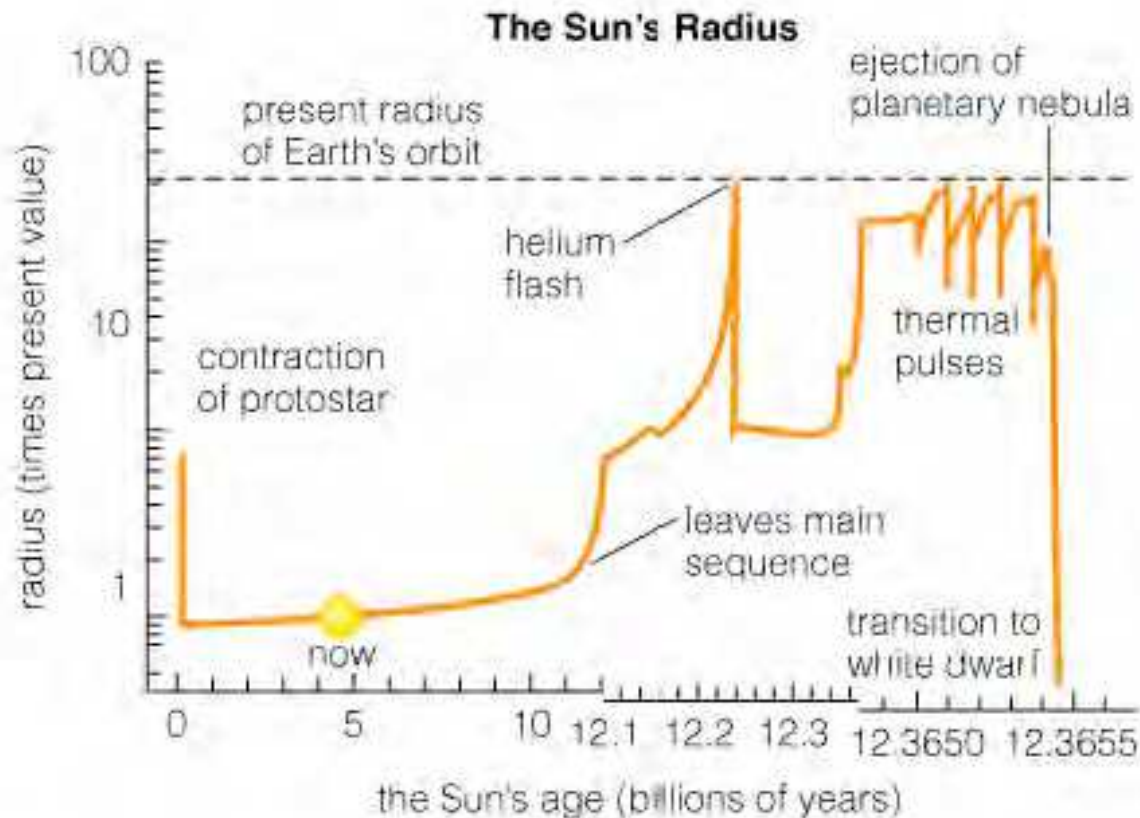
Temperatura nie wystarczy do zapłonu helu w jądrze, ale reakcja spalania wodoru może dalej zachodzić w otaczającej powłoce.

Produkcja energii wzrasta (!)
co zwiększa ciśnienie i powoduje rozszerzenie się gwiazdy

\Rightarrow Czerwony Olbrzym

Ewolucja gwiazd

Przyszłość Słońca



© 2006 Pearson Education, Inc., publishing as Addison Wesley

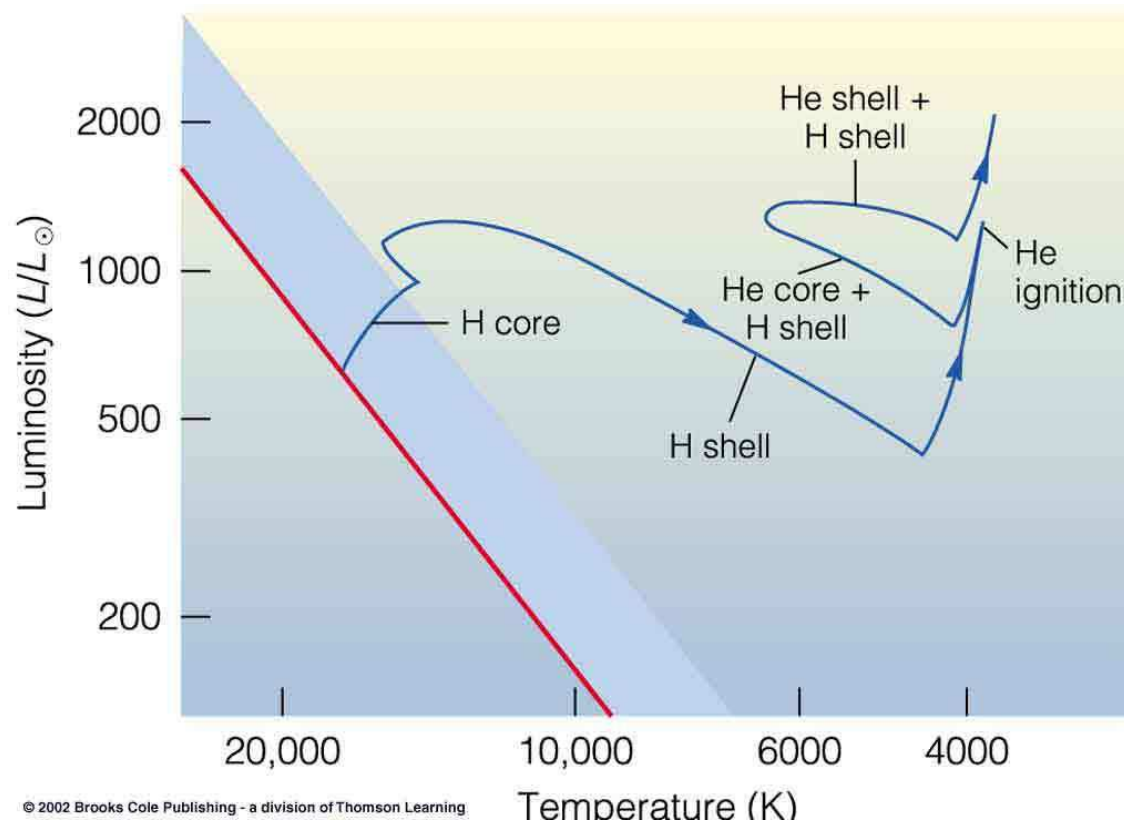
Za około 6 mld lat Słońce wypali wodór w jądrze i “zejdzie” z Ciągu Głównego.

Za ok. 7 mld lat promień Słońca urośnie do rozmiarów rzędu orbit Ziemi.

Gdy ciśnienie i temperatura w jądrze osiągnie ok. 10^8 K
⇒ zapłon helu

Ewolucja gwiazd

Przyszłość Słońca



Spalanie helu

- ⇒ produkcja cięższych pierwiastków
- ⇒ zmniejszanie liczby jąder
- ⇒ zmniejsza się ciśnienie

Gwiazda zmniejsza swoje rozmiary

Ale spalanie helu zachodzi lawinowo.

Po wypaleniu helu w jądrze spala się on dalej w rozszerzającej się powłoce, gwiazda znów puchnie...

Ewolucja gwiazd

Przyszłość Słońca

Po wypaleniu helu w jądrze gwiazdy, zacznie ono ponownie zapadać.

Ciśnienie grawitacyjne jest zbyt słabe, żeby doprowadzić do syntezy cięższych (niż C i O) pierwiastków.

Zapadanie jądra zostaje powstrzymane przez ciśnienie degeneracji elektronów (zakaz Pauliego \Rightarrow nie można ich ciasniej upakować).

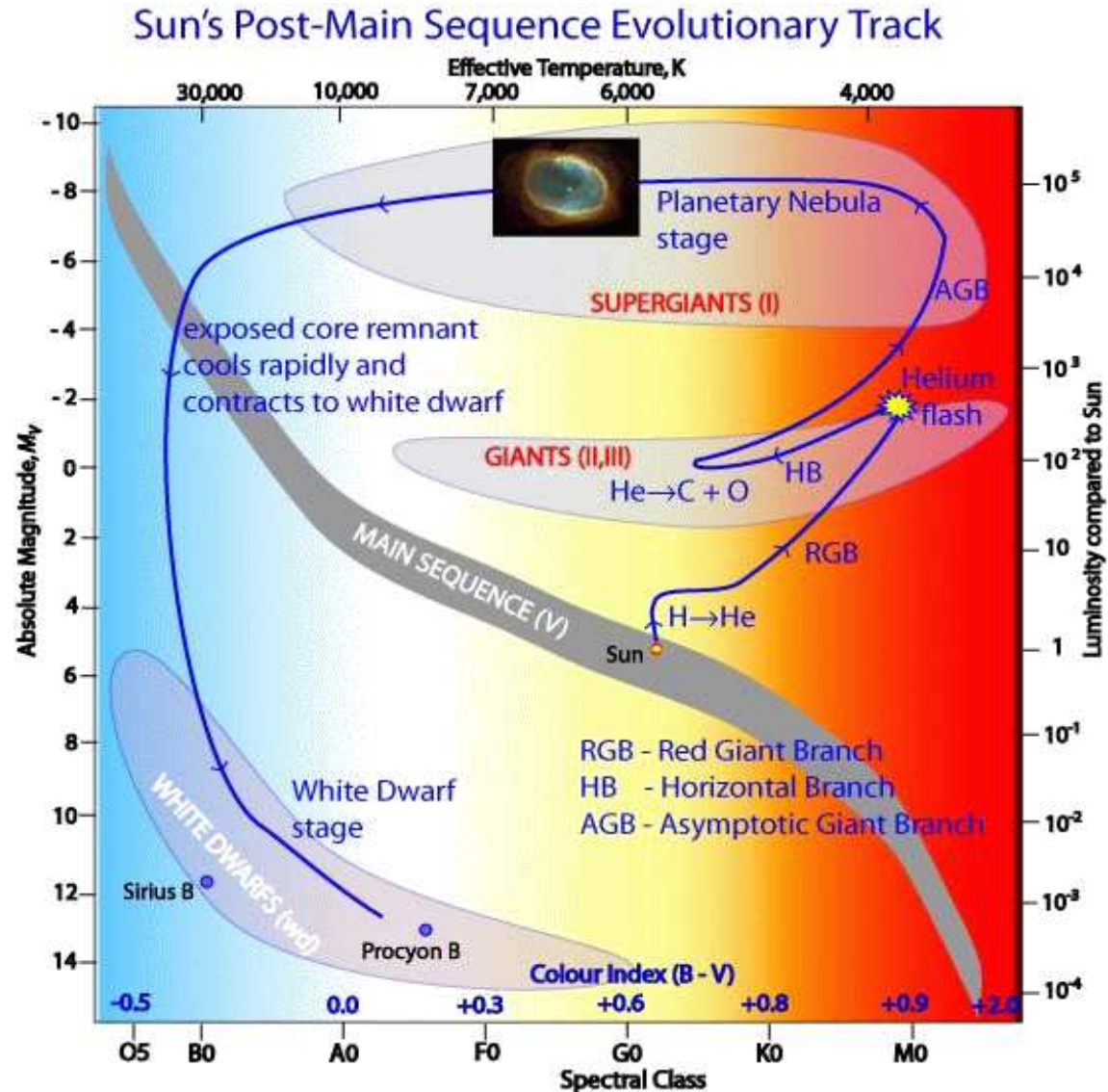
\Rightarrow biały karzeł

Zewnętrzne warstwy zostają odrzucone przez ciśnienie wynikające z gwałtownego spalania helu (i wodoru) w rozszerzających się powłokach

\Rightarrow mgławica planetarna

Ewolucja gwiazd

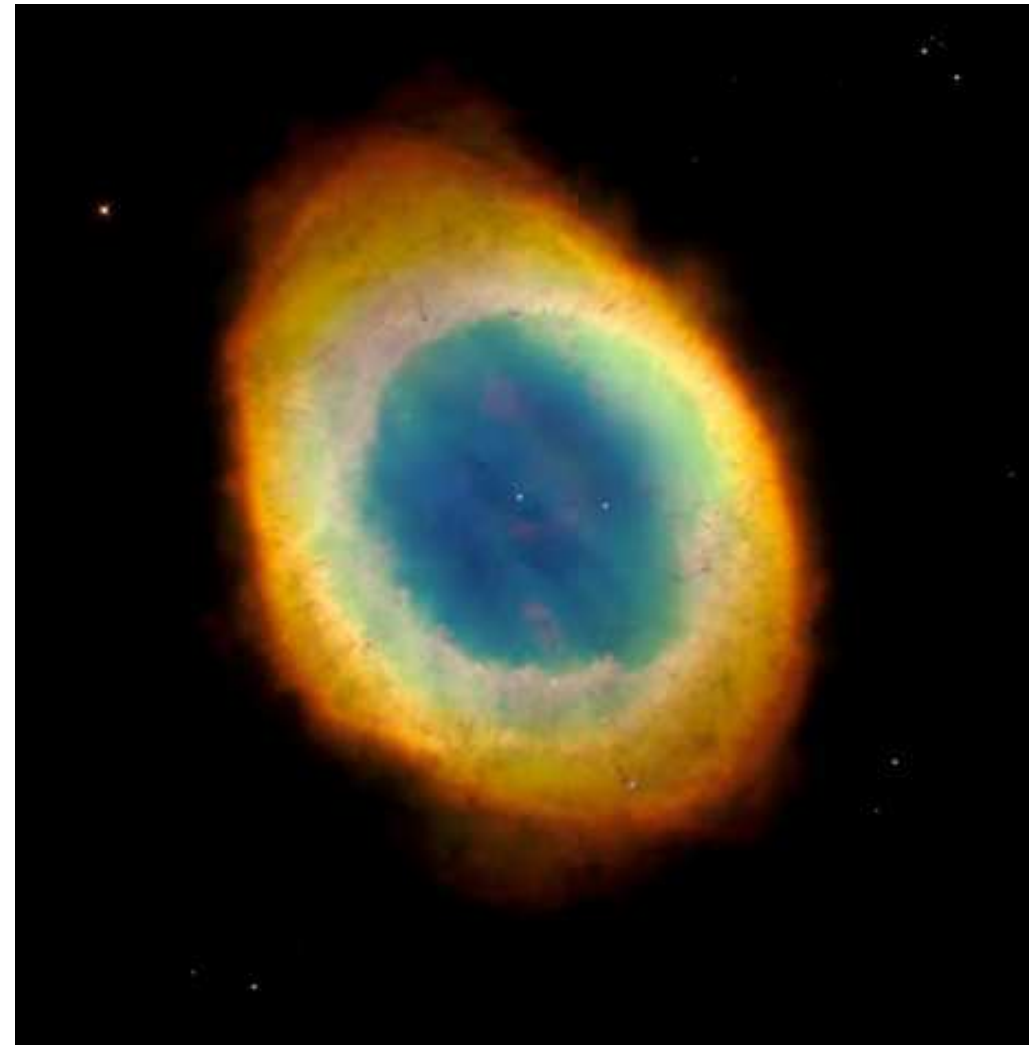
Przyszłość Słońca



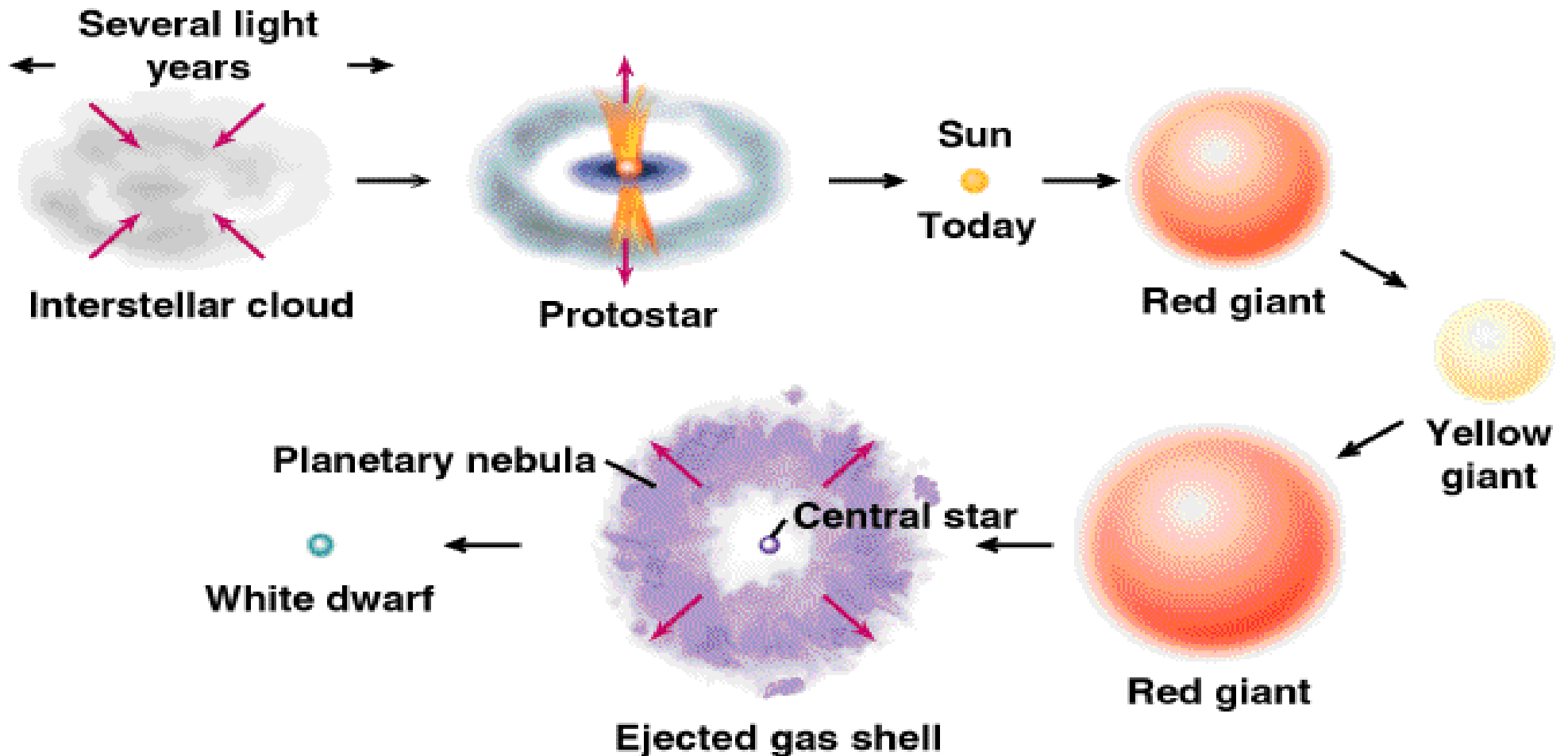
Ewolucja gwiazd

Przyszłość Słońca

Mgławice planetarne

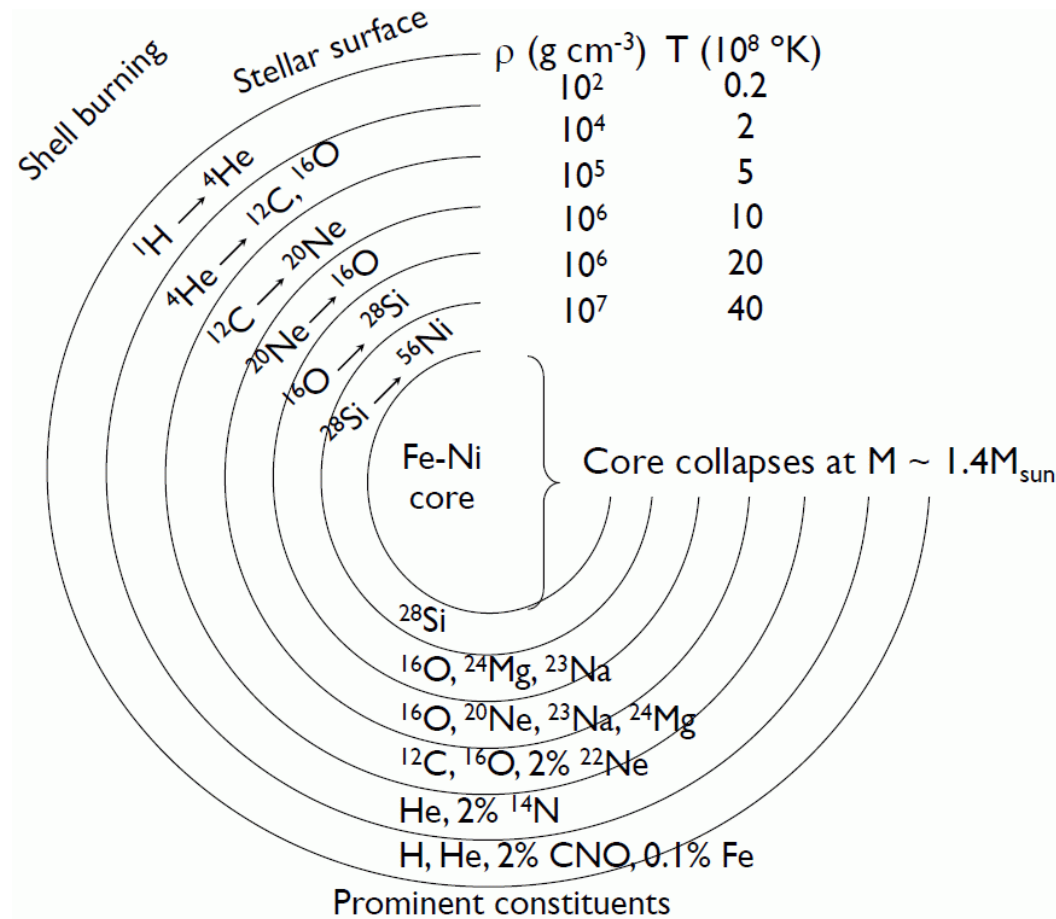


Life of the Sun



Ewolucja gwiazd

Masywne gwiazdy



Dla gwiazd cięższych niż ok. 8 mas Słońca ciśnienie grawitacyjne jest na tyle duże, że mogą przebiegać reakcje syntezy cięższych pierwiastków.

Synteza zaczyna się w jądrze, ale następnie obejmuje kolejne powłoki

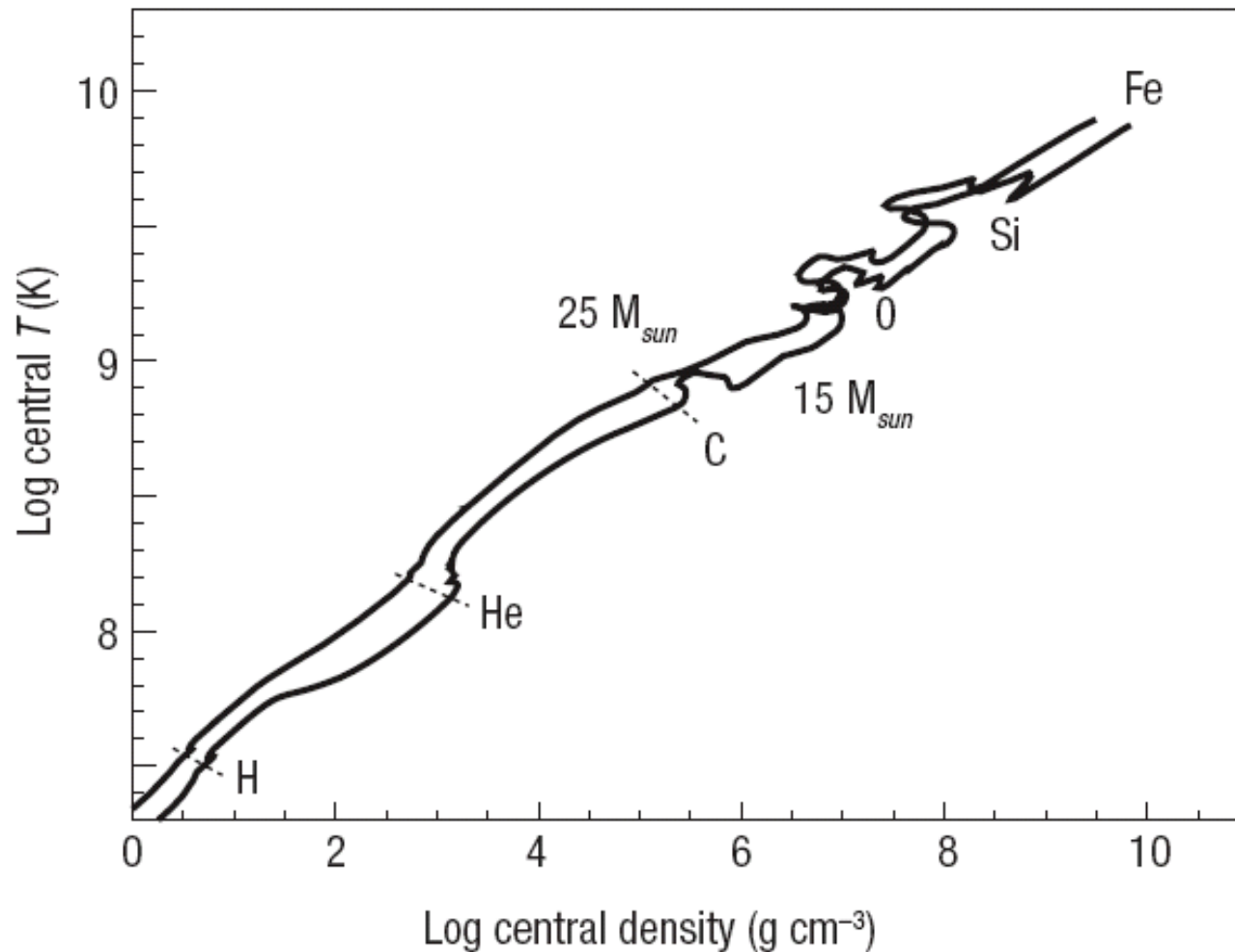
Energia wiązania na nukleon jest największa dla ^{56}Fe .

Cięższe pierwiastki nie mogą już być produkowane...

Ewolucja gwiazd

Masywne gwiazdy

Gdy wypala się jeden składnik, jądro zapada się i rozgrzewa, aż może zapalić się kolejny



Ewolucja gwiazd

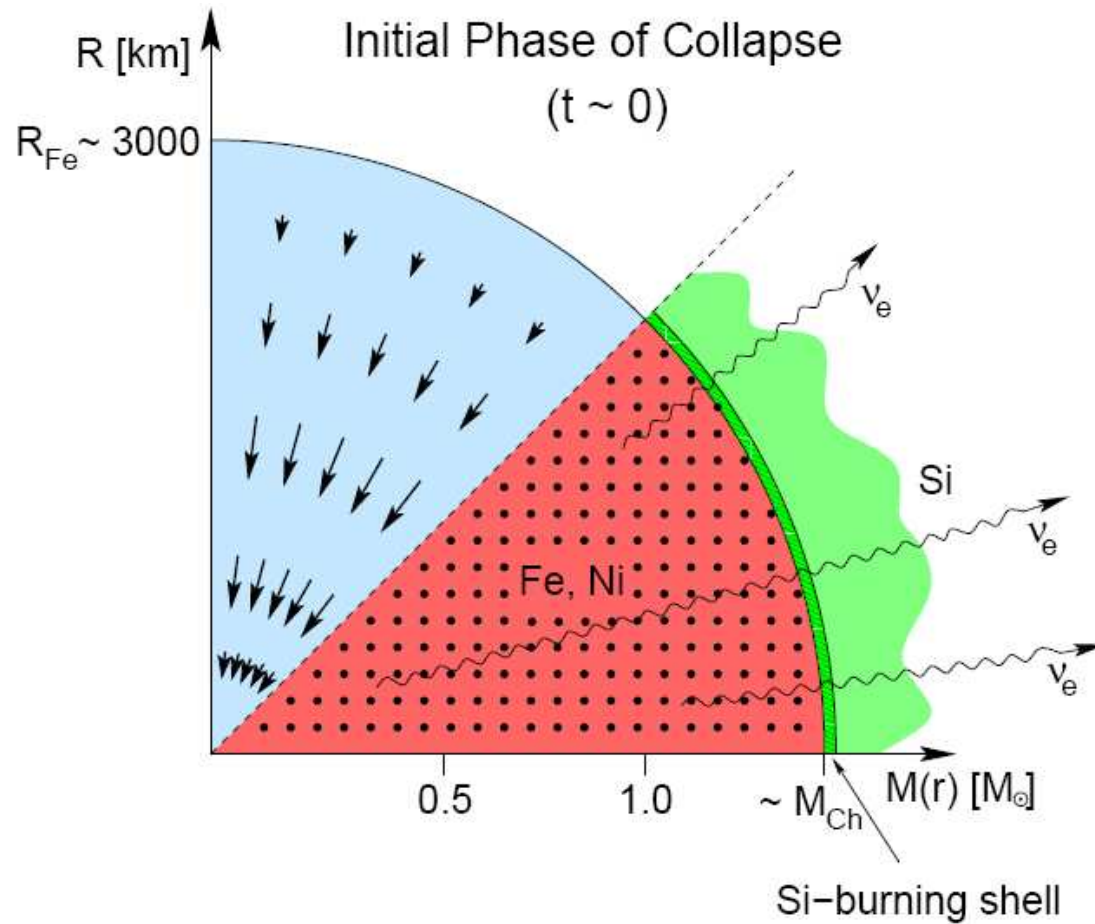
Masywne gwiazdy

Kolejne etapy ewolucji zachodzą coraz szybciej

Fused	Products	Time	Temperature
H	${}^4\text{He}$	10^7 yrs.	4×10^6 K
${}^4\text{He}$	${}^{12}\text{C}$	Few $\times 10^6$ yrs	1×10^8 K
${}^{12}\text{C}$	${}^{16}\text{O}$, ${}^{20}\text{Ne}$, ${}^{24}\text{Mg}$, ${}^4\text{He}$	1000 yrs.	6×10^8 K
${}^{20}\text{Ne} +$	${}^{16}\text{O}$, ${}^{24}\text{Mg}$	Few yrs.	1×10^9 K
${}^{16}\text{O}$	${}^{28}\text{Si}$, ${}^{32}\text{S}$	One year	2×10^9 K
${}^{28}\text{Si} +$	${}^{56}\text{Fe}$	Days	3×10^9 K
${}^{56}\text{Fe}$	Neutrons	< 1 second	3×10^9 K

Ewolucja gwiazd

Masywne gwiazdy



Początkowo ciśnienie grawitacyjne w żelaznym jądrze jest równoważone przez ciśnienie degeneracji elektronów.

Gdy żelazne jądro osiąga ok. 1.5 masy Słońca staje się niestabilne.

Ciśnienie grawitacyjne wymusza zachodzenie reakcji zmniejszających liczbę elektronów, np.:

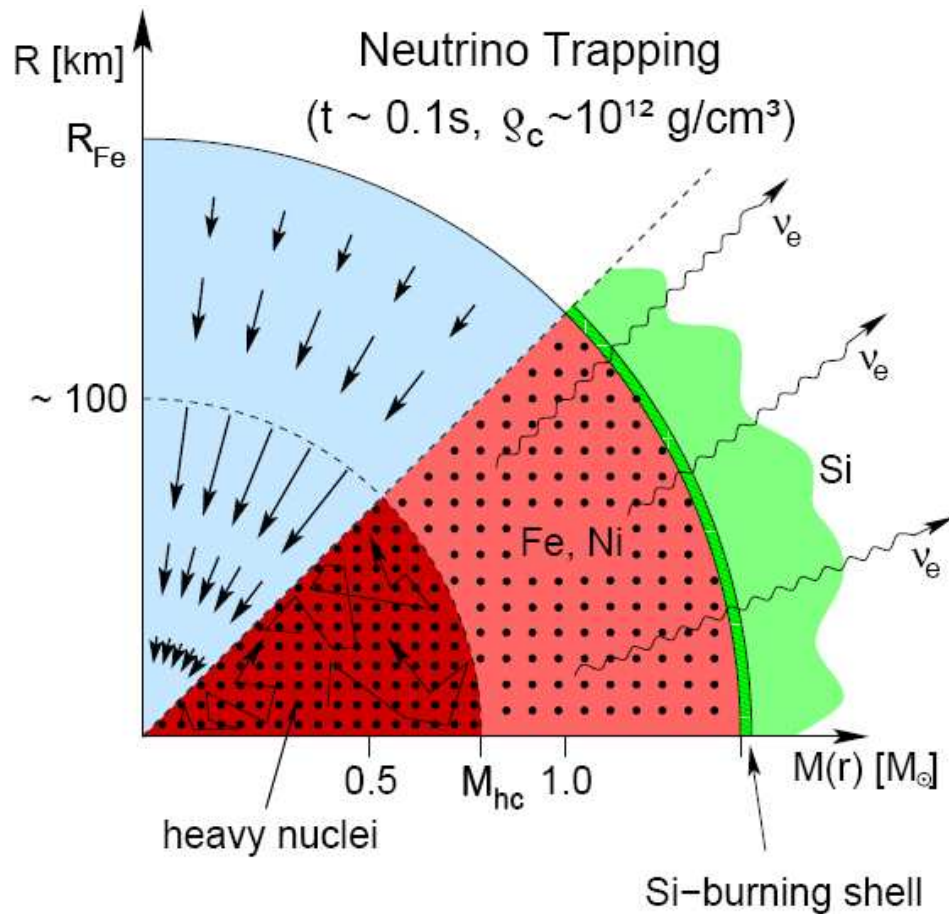


⇒ zapadanie grawitacyjne...

zaczerpnięte z prezentacji Markusa Weilandta, LMU, München

Ewolucja gwiazd

Masywne gwiazdy



Produkowane są coraz cięższe i bogatsze w neutrony pierwiastki.

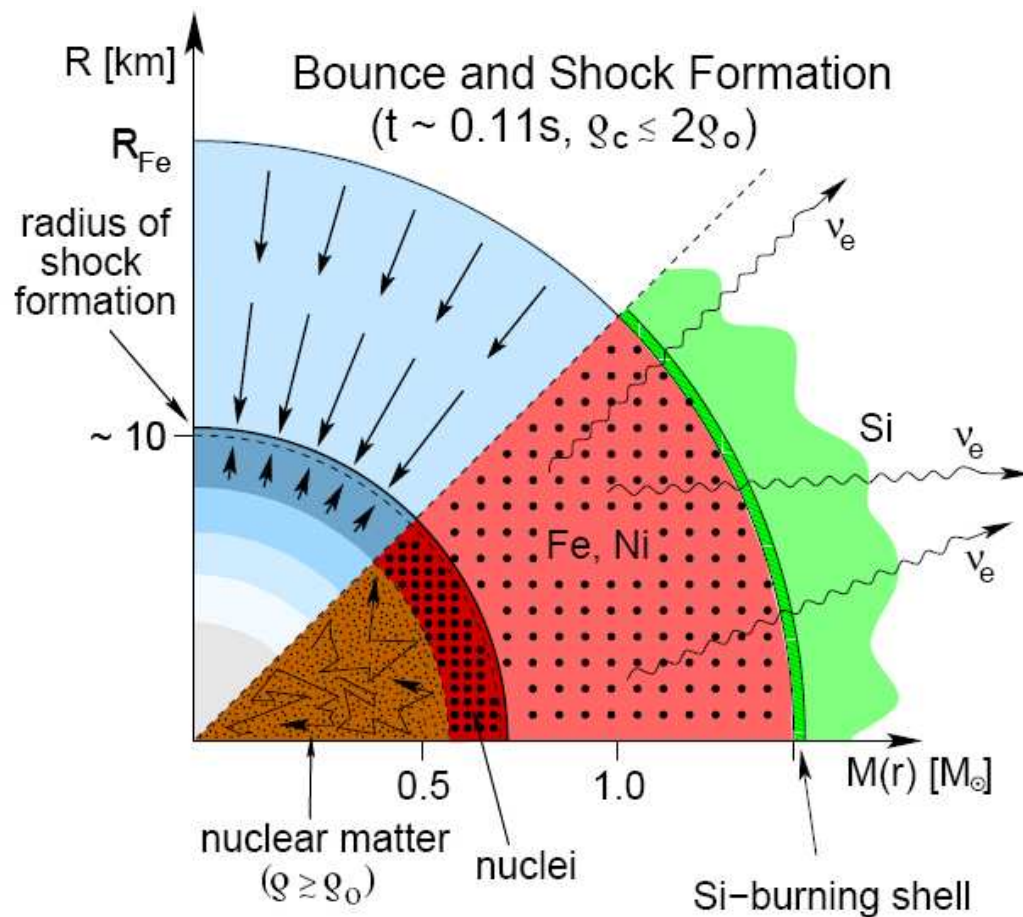
Materia jądrowa jest tak gęsta, że neutrino są uwięzione (!)

Jądro zapada się coraz szybciej...

zaczerpnięte z prezentacji Markusa Weiland, LMU, München

Ewolucja gwiazd

Masywne gwiazdy



Gęstość jądra dochodzi do gęstości jądrowej:

$$\rho_0 = 10^{14} \text{ g/cm}^3$$

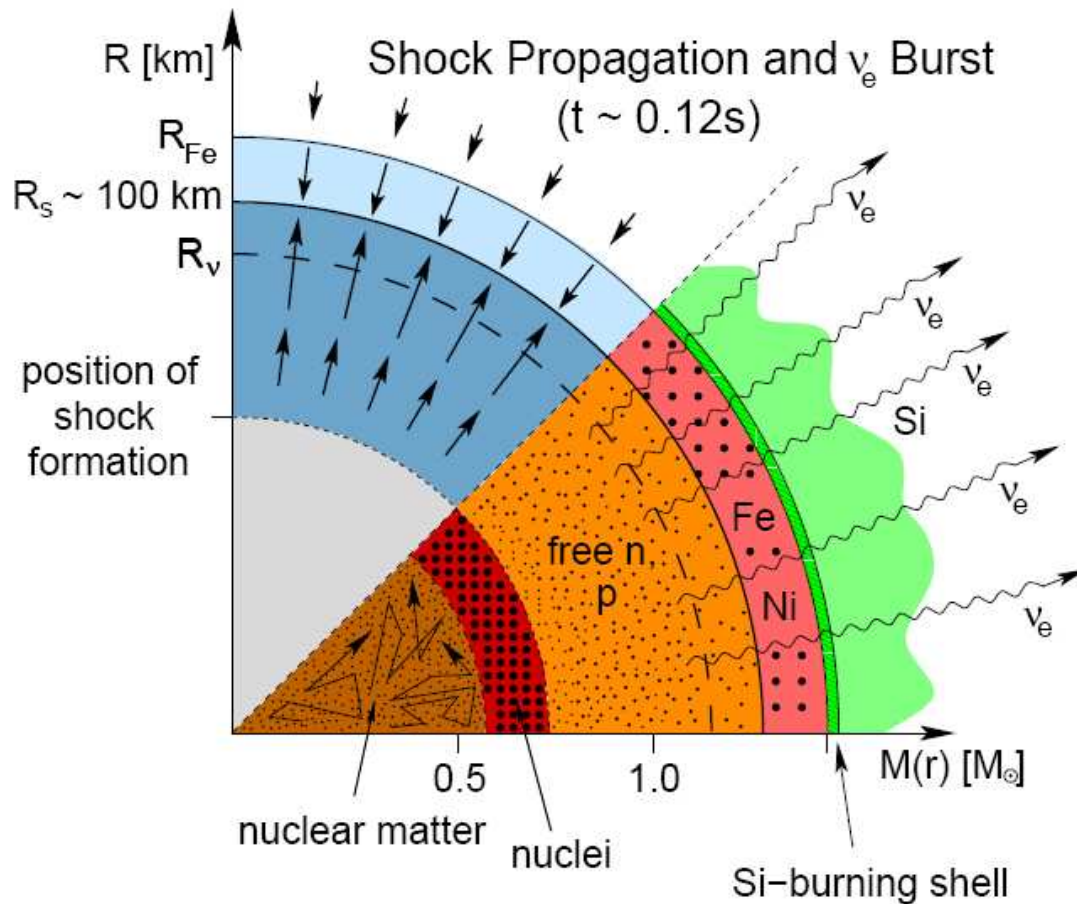
Dalsze kurczenie nie jest możliwe!
Hamuje je ciśnienie degeneracji neutronów!

Zewnętrzne warstwy "opadające" na jądro są gwałtownie zatrzymywane
 \Rightarrow rozchodzi się fala uderzeniowa

zaczepnięte z prezentacji Markusa Weilandta, LMU, München

Ewolucja gwiazd

Masywne gwiazdy



Energia wyzwolona w momencie zapadnięcia jądra jest szybko wytracana na rozbijanie jąder żelaza na protony i neutrony.

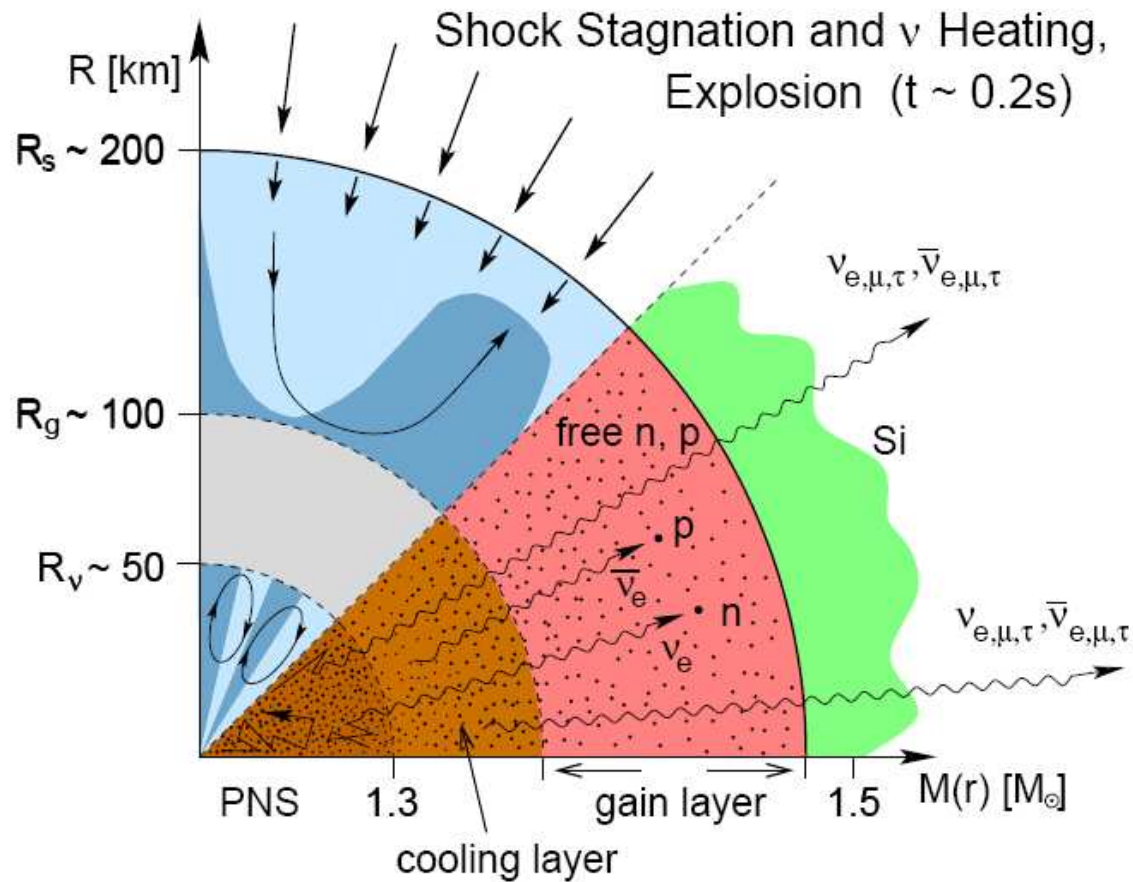
Energia nie może swobodnie “wydostać się” z jądra.

Fala uderzeniowa słabnie...

zaczepnięte z prezentacji Markusa Weilandta, LMU, München

Ewolucja gwiazd

Masywne gwiazdy



Neutrino unosią z jądra większość energii wyzwolonej w wyniku zapadania.

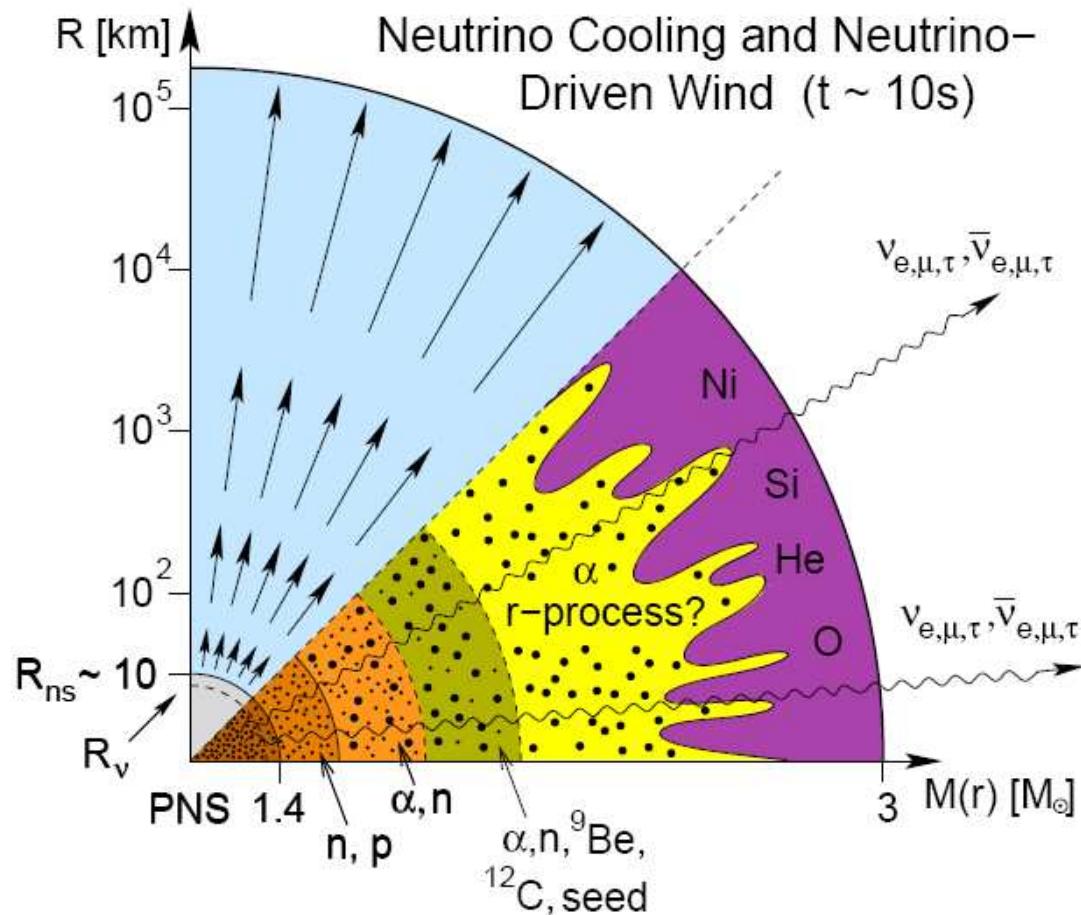
⇒ oddziałując w bardziej zewnętrznych warstwach (wciąż bardzo gęstych) mogą wtórnie napędzić falę uderzeniową.

Następuje wybuch Supernowej!...

zaczerpnięte z prezentacji Markusa Weilandta, LMU, München

Ewolucja gwiazd

Masywne gwiazdy

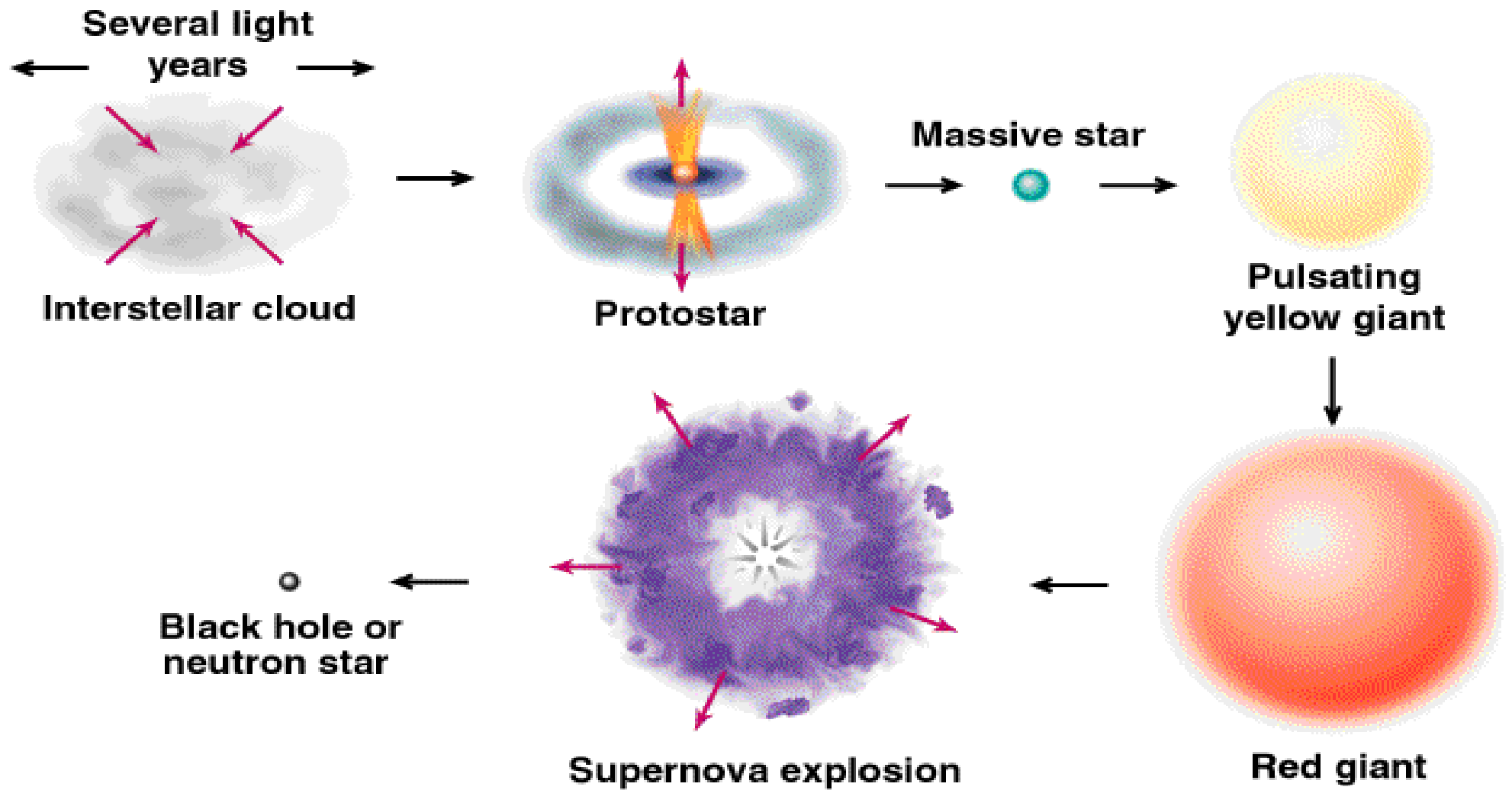


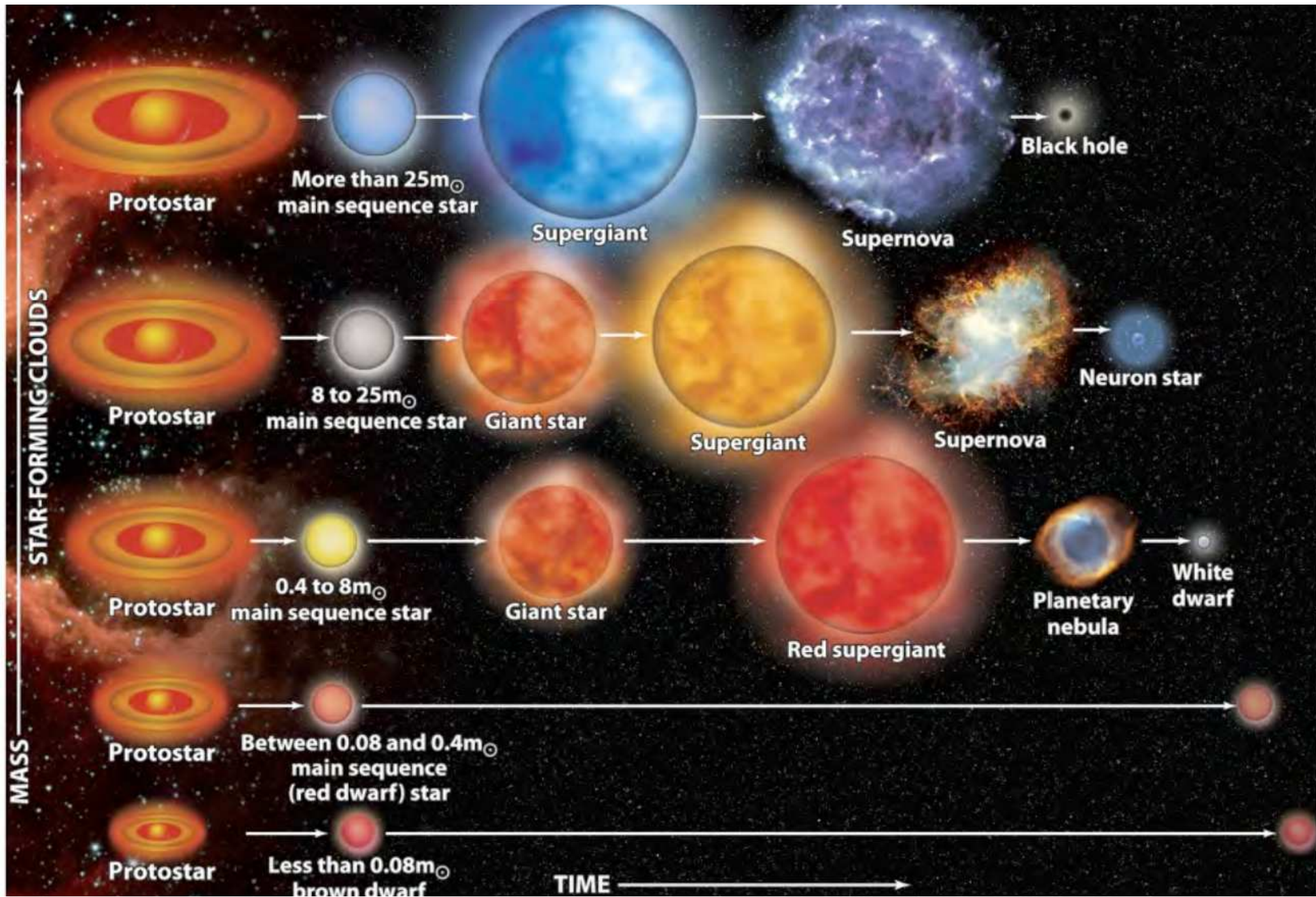
Przypuszczamy, że w momencie wybuchu Supernowej zachodzi też lawinowo “proces r” (ang. r-process, rapid neutron captures process).

W wyniku wychwytu wielu neutronów mogą powstawać jądra o $A \approx 80 - 240$.

zaczepnięte z prezentacji Markusa Weilandta, LMU, München

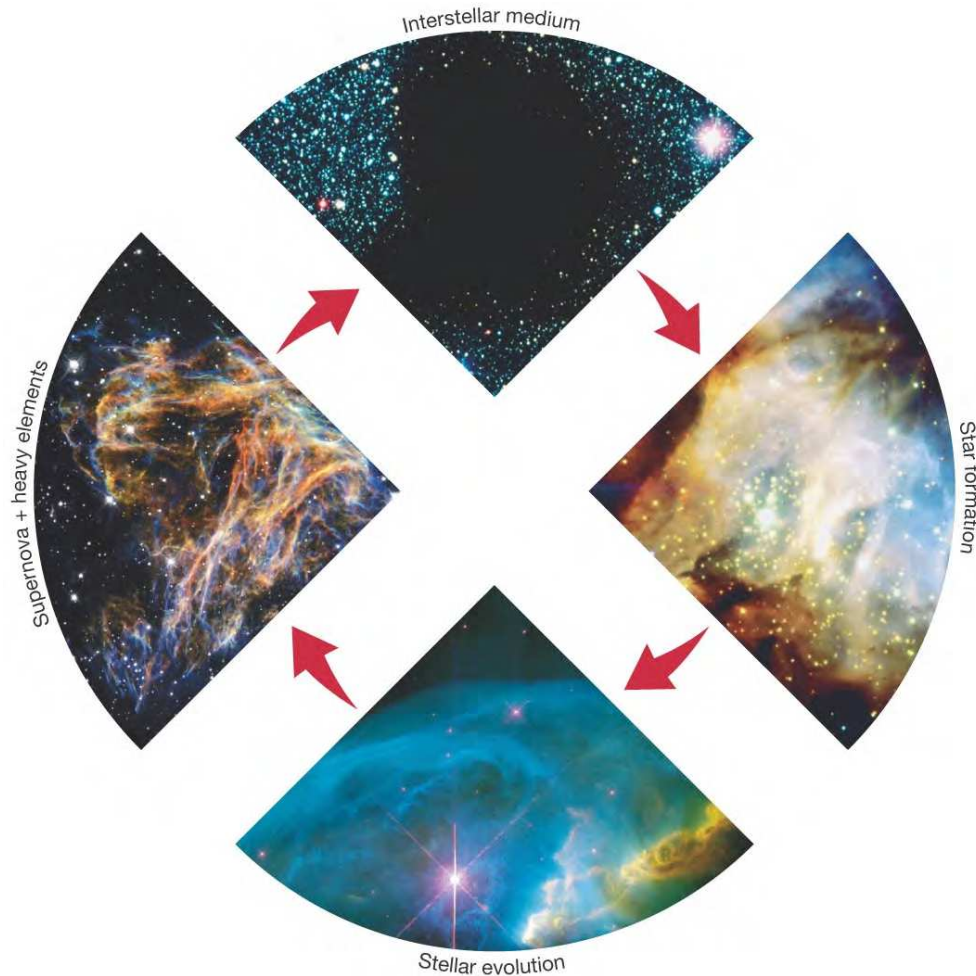
Life of a High Mass Star





Ewolucja gwiazd

Cykl rozwojowy



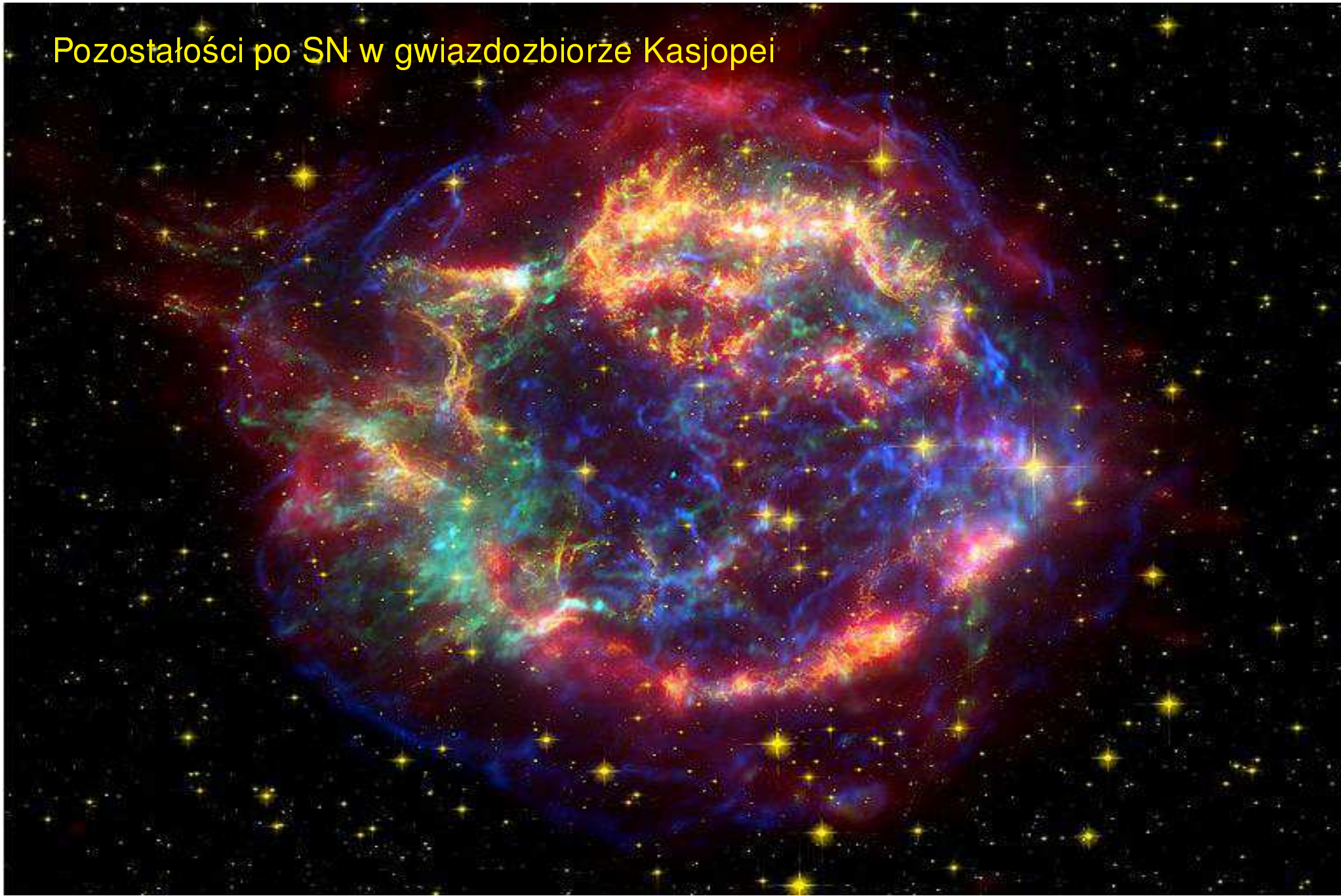
Czas życia masywnych gwiazd jest znacznie krótszy niż czas życia Wszechświata.

$$15M_{\odot} \Rightarrow 15My$$

Gwiazdy te musiały już przejść wiele cykli ewolucji.

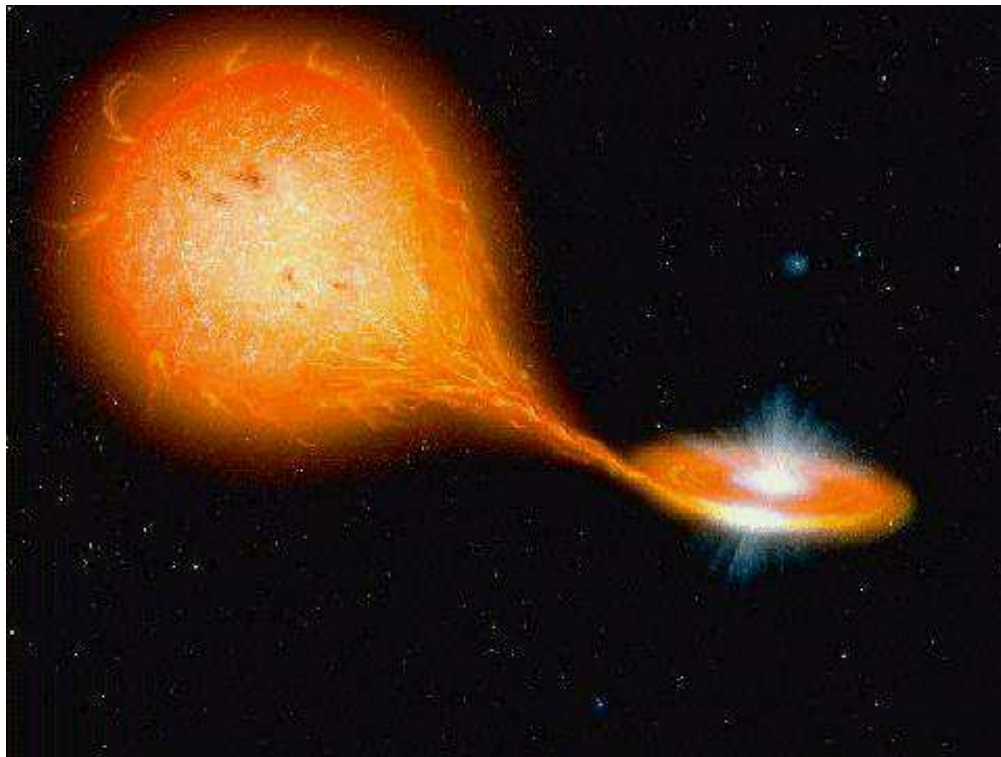
Pozostałości starych gwiazd stają się materiałem budulcowym dla nowych...

Pozostałości po SN w gwiazdozbiore Kasjopei



Supernowe

Supernowe Typ I



Białe karły są stabilne jeśli ich masa nie przekracza ok. 1.5 mas Słońca

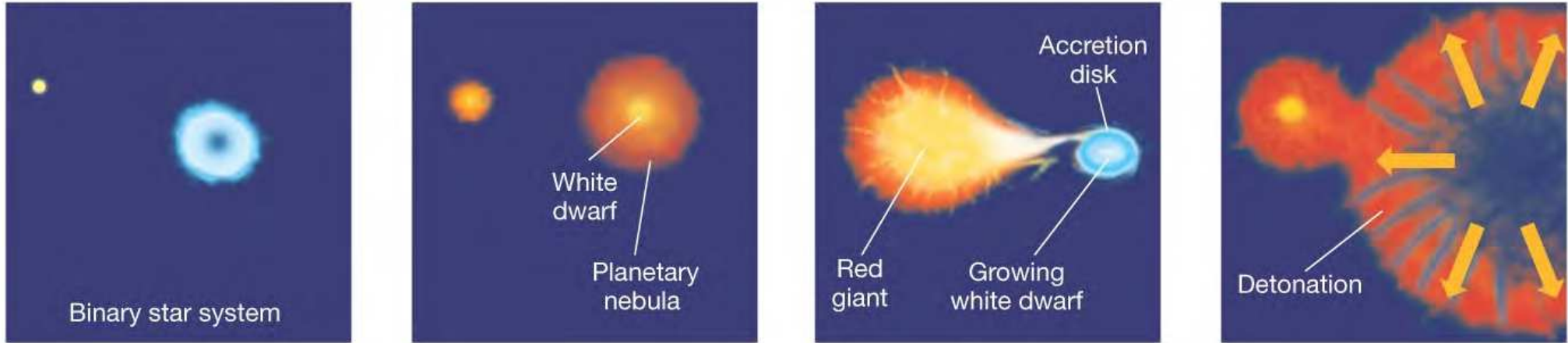
Wtedy ciśnienie degeneracji elektronów równoważy ciśnienie grawitacyjne

Jeśli jednak biały karzeł znajduje się w bliskim układzie podwójnym, jego masa może powoli rosnać...

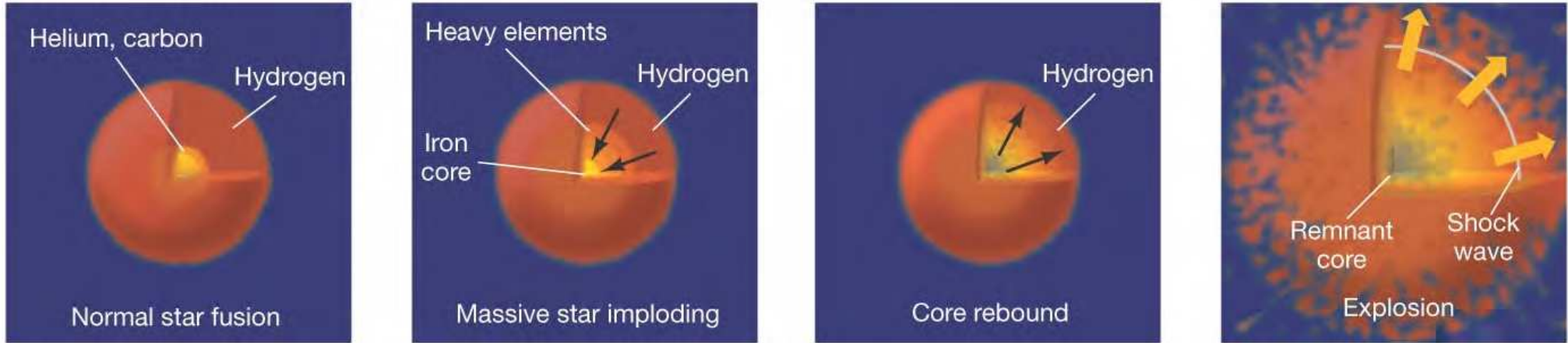
Z chwilą przekroczenia progowej wartości masy następuje zapadnięcie się białego karła, analogiczne do zapadnięcia się jądra w Supernowej typu II.

Supernowe

(a) Type I Supernova

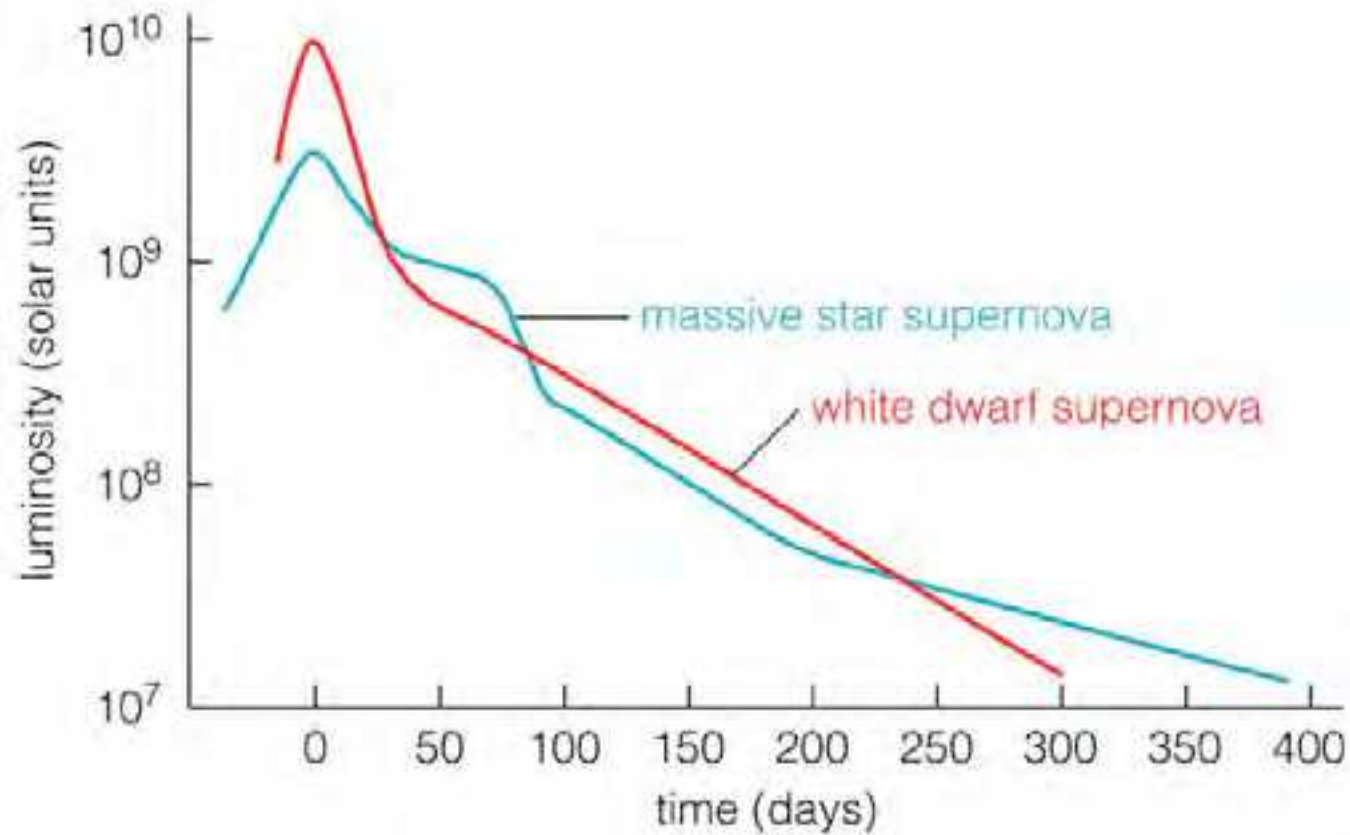


(b) Type II Supernova



Supernowe

Możemy rozróżnić typy supernowych na podstawie krzywej blasku i widma



Copyright © 2004 Pearson Education, publishing as Addison Wesley.

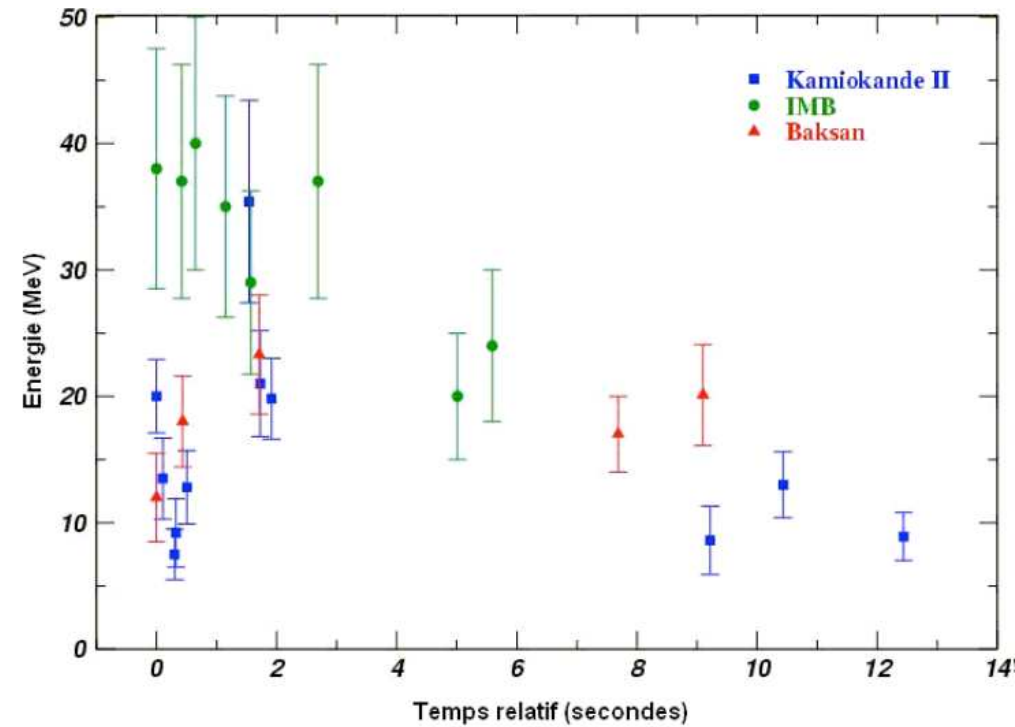
Ewolucja gwiazd

SN 1987A



Ewolucja gwiazd

SN 1987A



Obserwacja “impulsu neutrinowego” na około 3 godziny przed rozbłyskiem optycznym
24 przypadki w 13 s \Rightarrow potwierdzenie przewidywań modelu

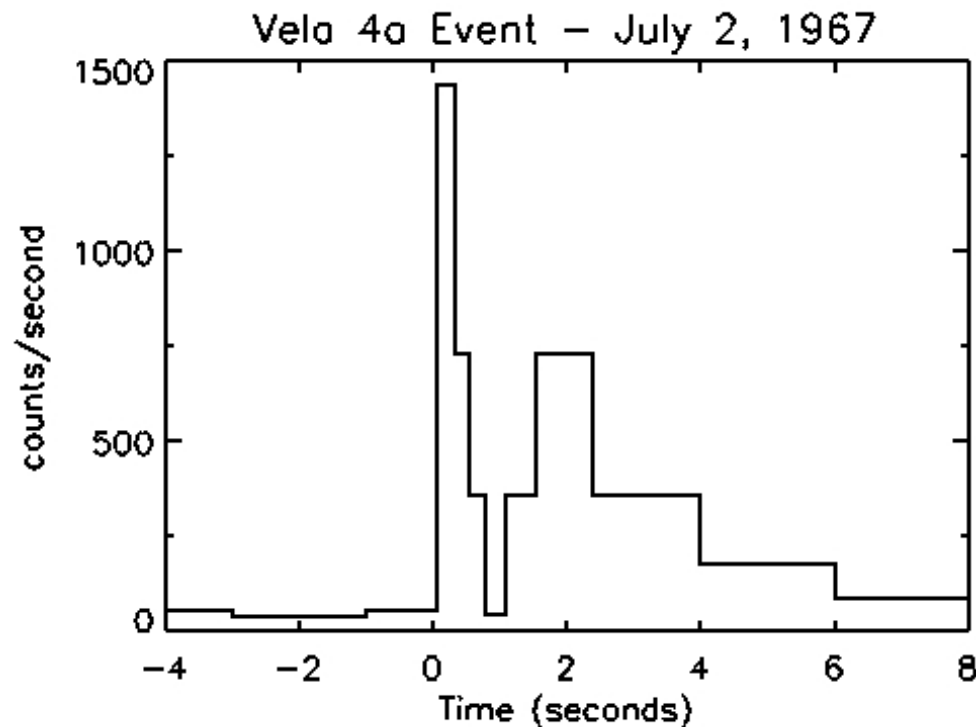
Błyski gamma

Gamma Ray Bursts (GRB)

Krótkie (do 1000 s), silne, nie powtarzające się rozbłyski promieniowania γ pochodzące z punktowych źródeł na niebie

Obserwowane w bardzo szerokim zakresie widma, od fal radiowych do fotonów GeV

Odkryte w 1967 roku przez amerykańskie satelity szpiegowskie Vela (publikacja 1973)

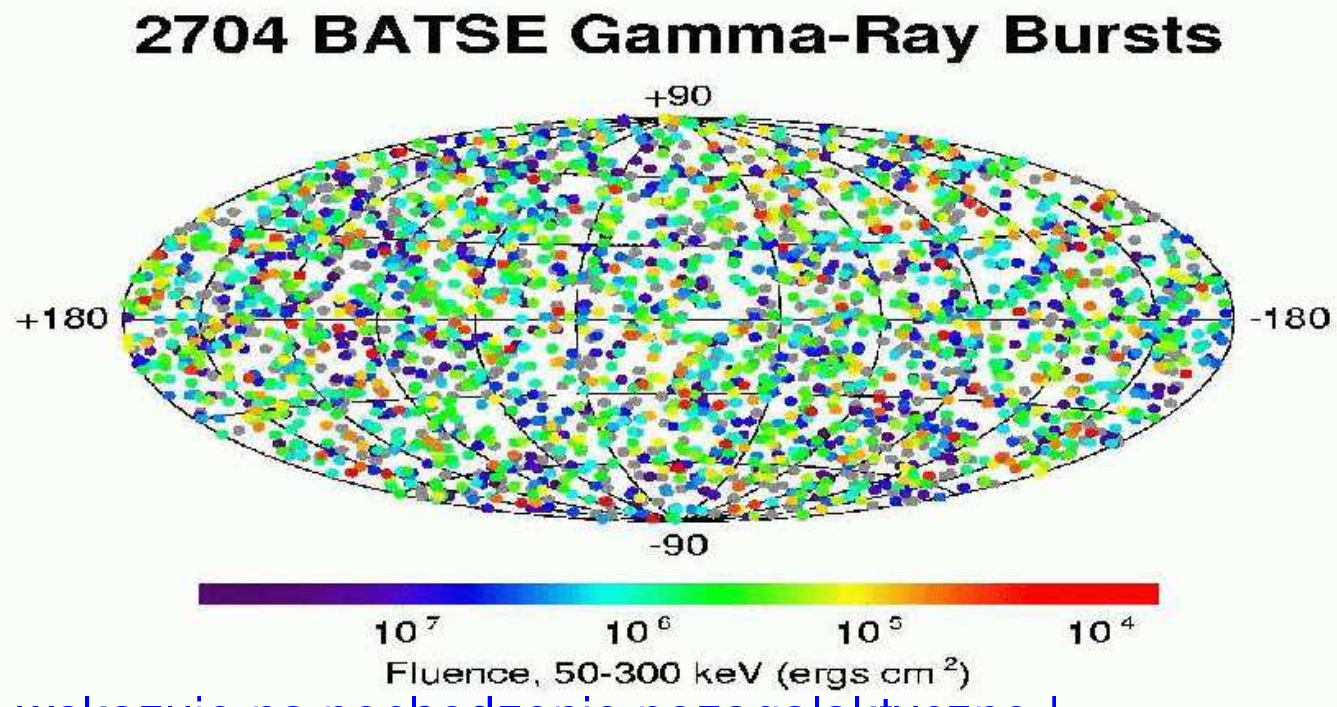


Błyski gamma

BATSE

Satelity VELA zarejestrowały 16 błysków (1969-73), nie pochodzących z Ziemi, Słońca, ani planet. Większość astronomów przypuszczała, że pochodzą z naszej Galaktyki...

Przełom w badaniach GRB przyniosła misja satelity CGRO (wystrelony w 1991) z detektorem BATSE (Burst And Transient Source Experiment)

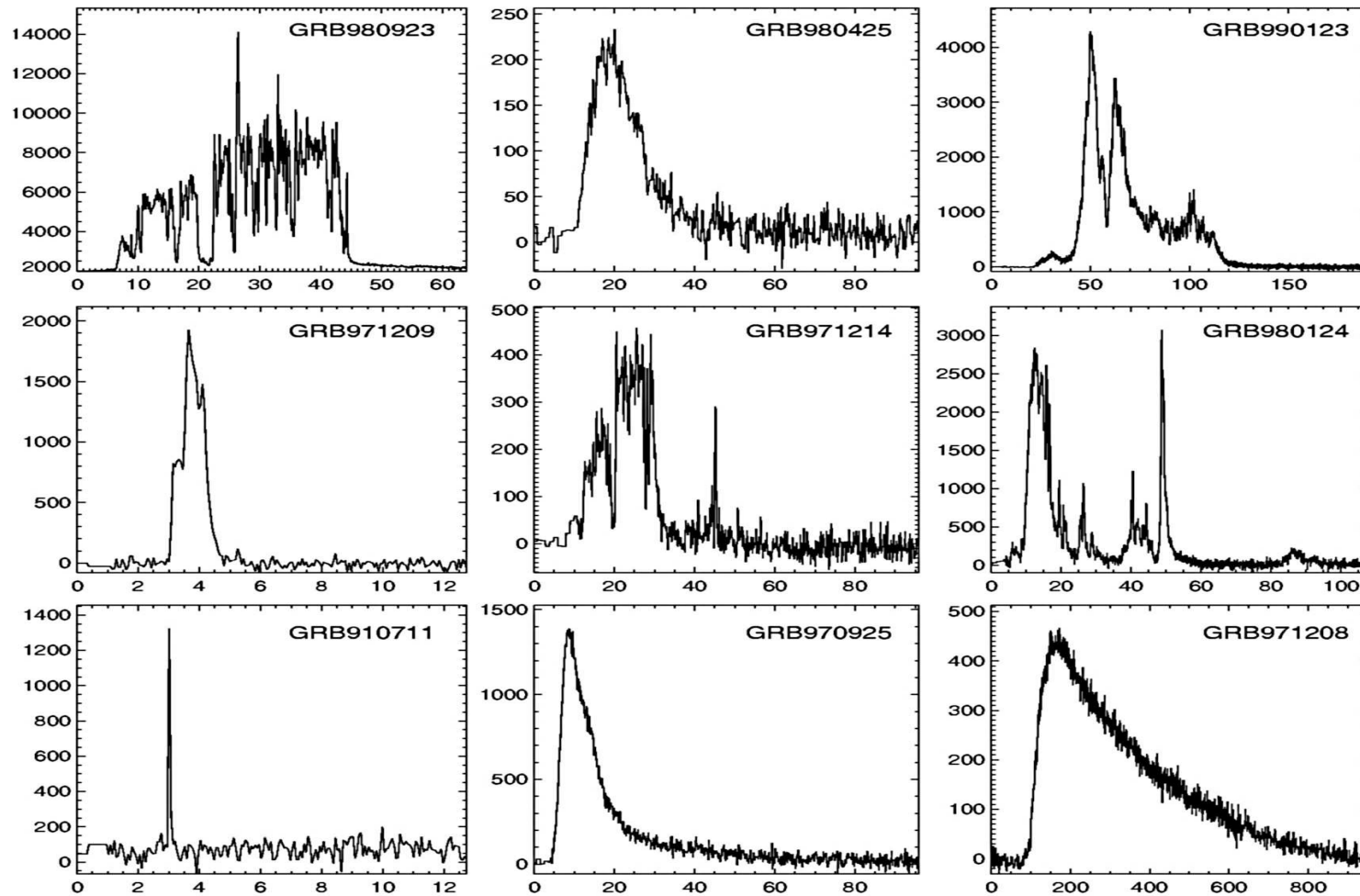


Izotropowy rozkład wskazuje na pochodzenie pozagalaktyczne !

Błyski gamma

BATSE

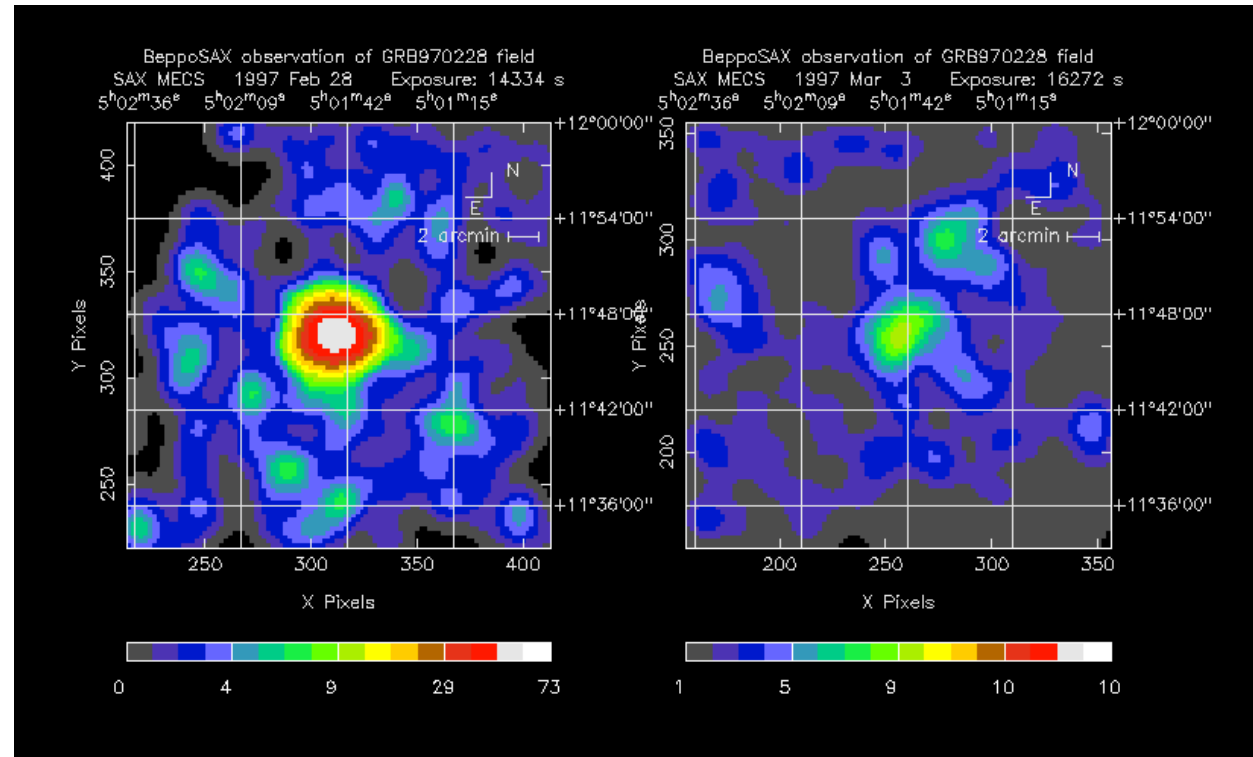
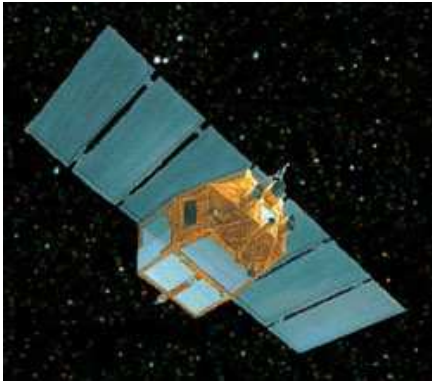
Błyski są bardzo nieregularne, praktycznie nie ma dwóch podobnych



Błyski gamma

Poświaty

W 1997 roku włoski satelita BeppoSAX zarejestrował gasnące źródło promieniowania rentgenowskiego w miejscu wykrytego wcześniej GRB970228



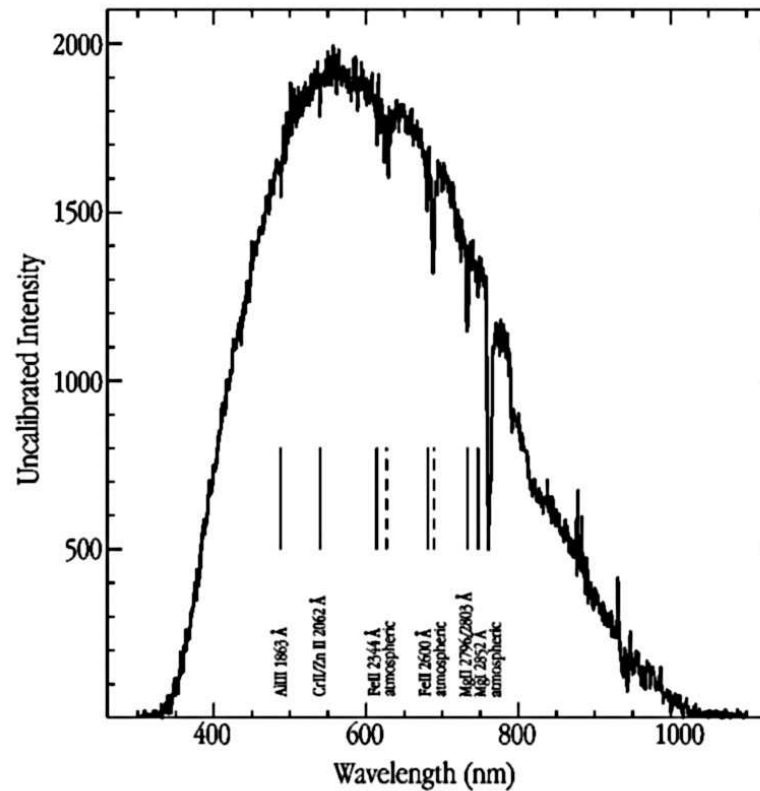
- ⇒ dokładniejsza pozycja umożliwiła nakierowanie dużego teleskopu
- ⇒ pomiar optyczny ⇒ przesunięcie ku czerwieni ⇒ odległość

Błyski gamma

Poświaty

Przykład: pomiar widma poświaty optycznej błysku GRB990510 (10 maja 1999)

⇒ $z = 1.619$



Spectrum of GRB 990510 Afterglow
(VLT/ANTU + FORS1)

ESO PR Photo 22f/99 (18 May 1999)

© European Southern Observatory



Błyski gamma

SWIFT



Satelita dedykowany pomiarom błysków GRB

Wystrzelony we wrześniu 2004

Trzy instrumenty:

- Burst Alert Telescope (BAT)
szerokie pole widzenia, wykrywa ponad 100 błysków rocznie
- X-Ray Telescope (XRT)
wyznacza pozycję z dokładnością do sekund kątowych
- UV/Optical Telescope (UVOT)
poszukuje poświat optycznych do 24^m

W momencie wykrycia błysku przez BAT, satelita obraca się, aby skierować XRT i UVOT na źródło

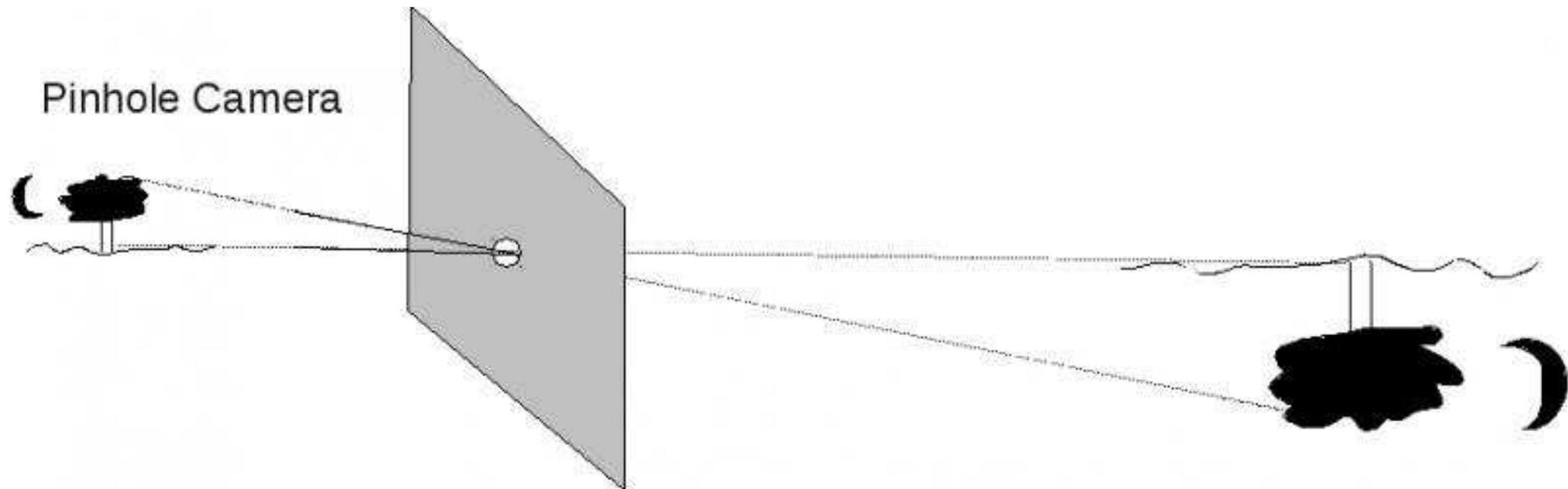
Błyski gamma

SWIFT

Jak określić dokładnie pozycję na niebie źródła promieniowania gamma?

Promieniowanie gamma nie daje się ogniskować ani odbijać!...

Możnaby wykorzystać “kamerę otworkową”:



Ale precyzję pozycji uzyskujemy kosztem czułości...

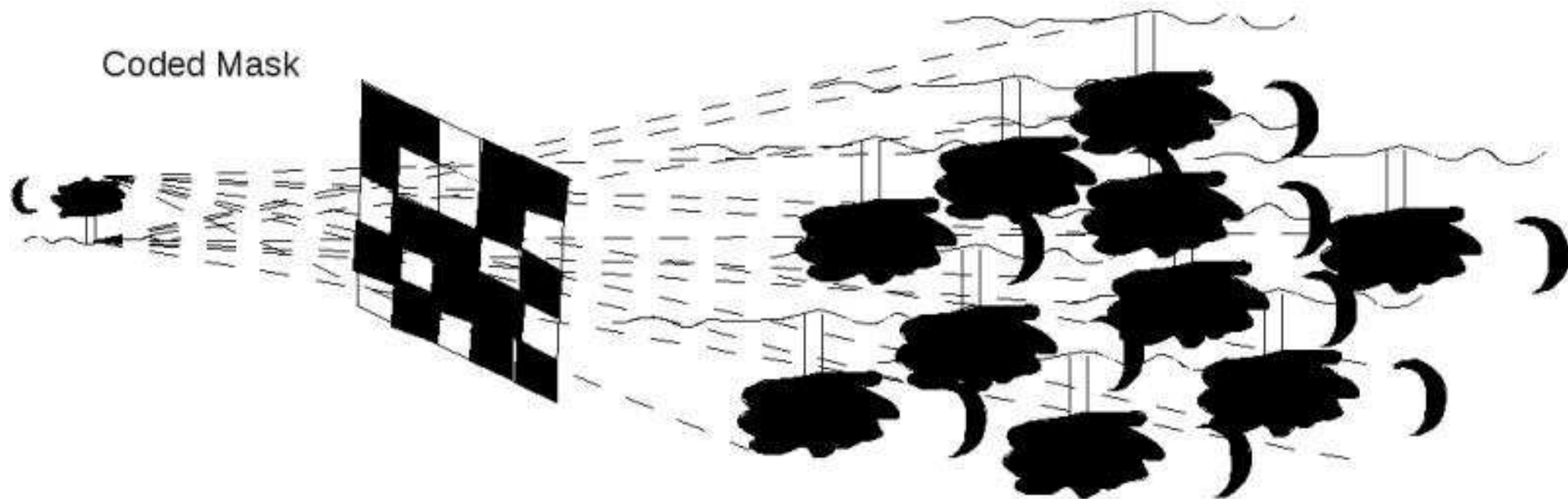
Błyski gamma

SWIFT

Jak określić dokładnie pozycję na niebie źródła promieniowania gamma?

Promieniowanie gamma nie daje się ogniskować ani odbijać!...

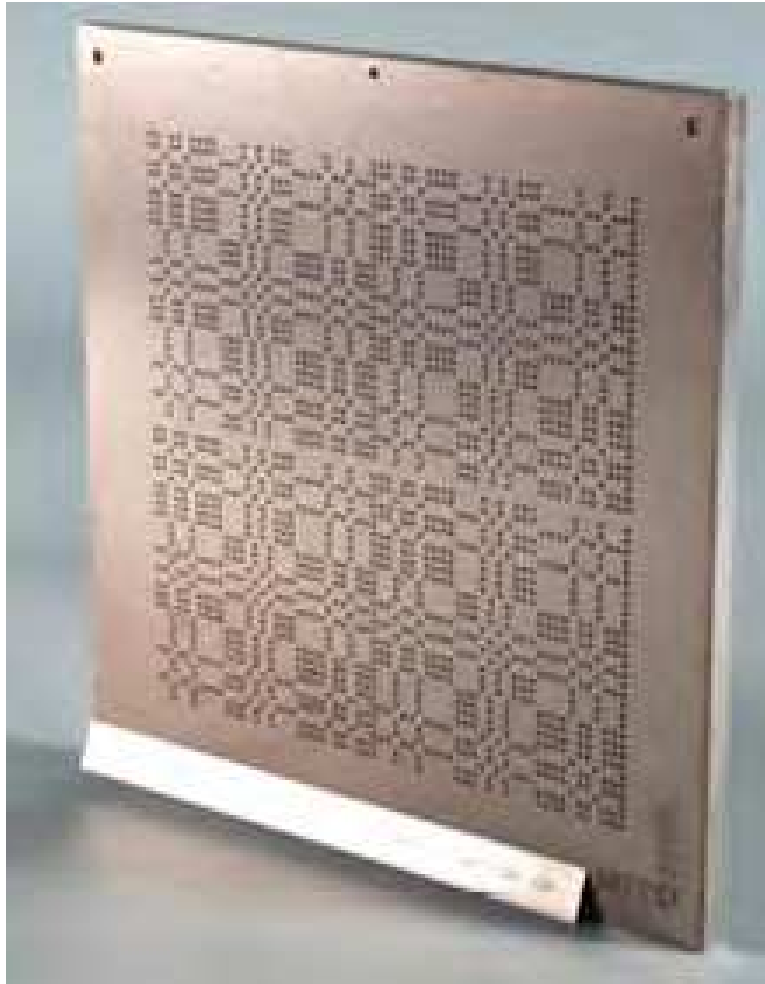
Ale można zrobić wiele otworków \Rightarrow tzw. maska kodowana:



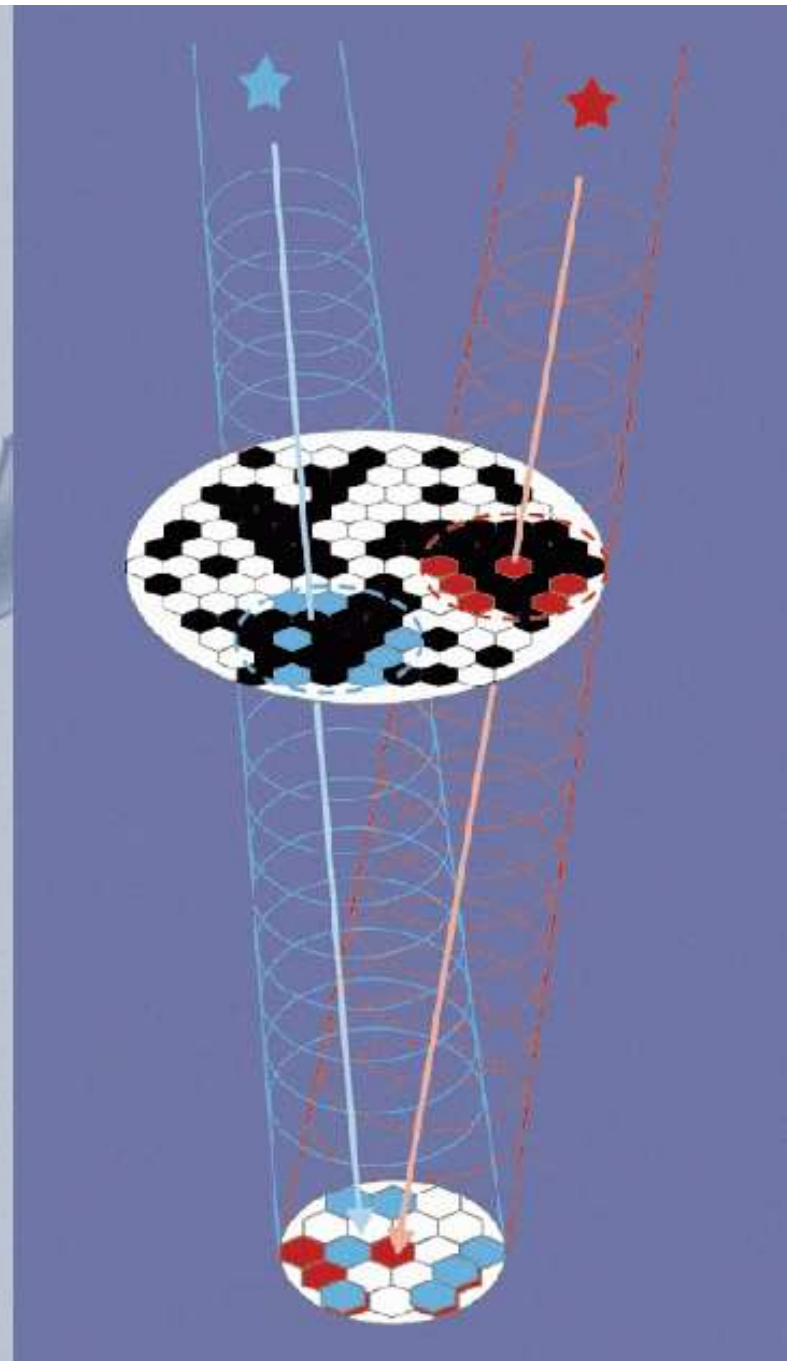
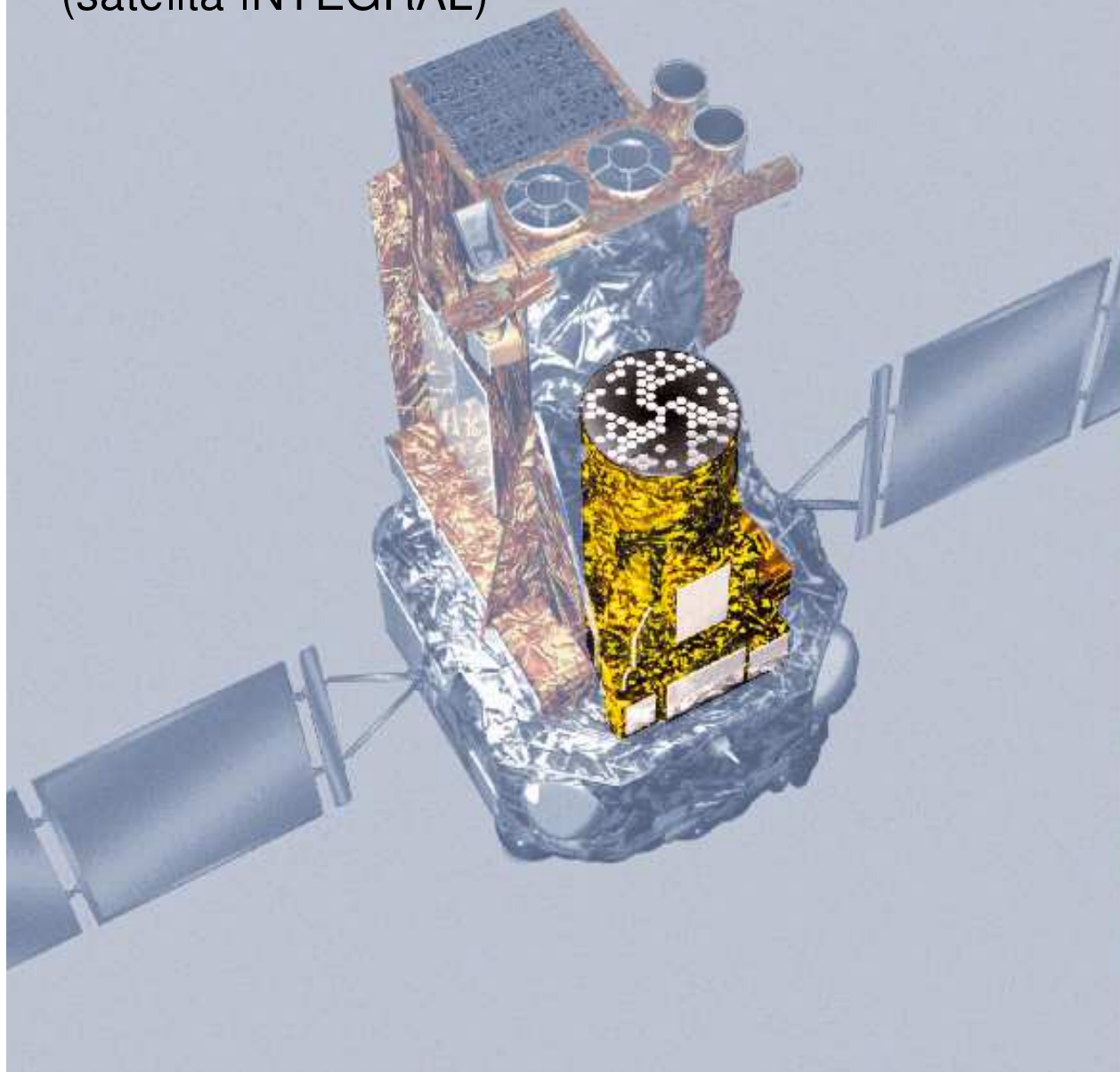
Możemy dokładnie wyznaczyć pozycję przesłaniając jedynie $\geq 50\%$ apertury

Błyski gamma

Maski kodowane

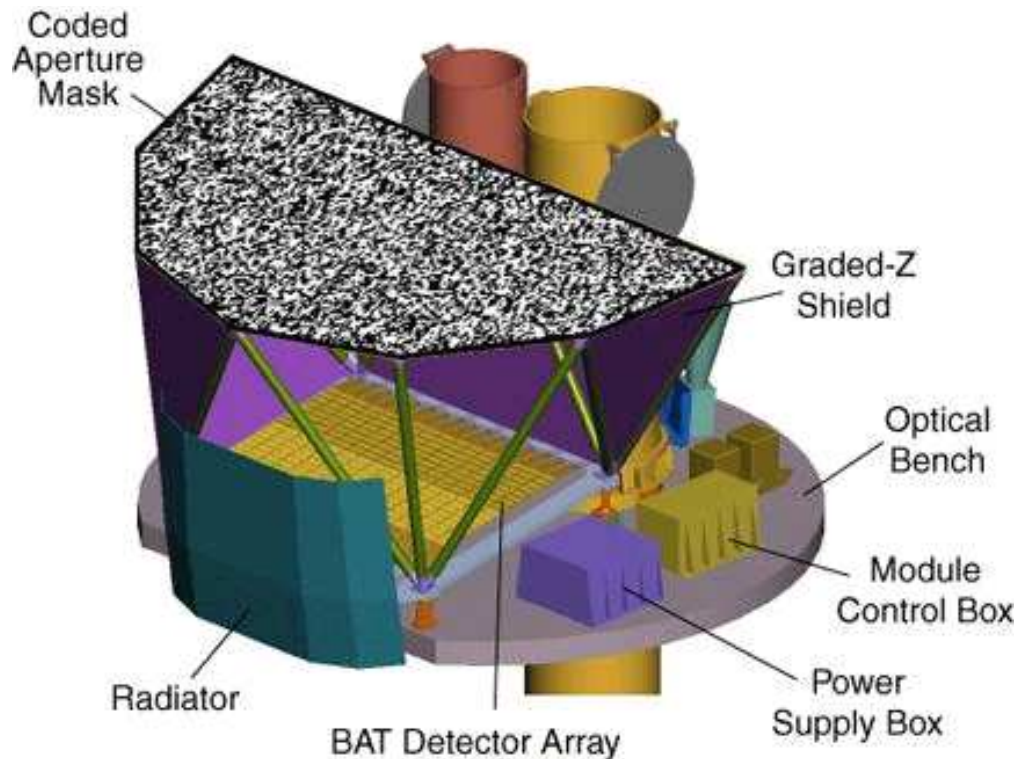


Schemat działania maski kodowanej detektora SPI (satelita INTEGRAL)



Błyski gamma

SWIFT



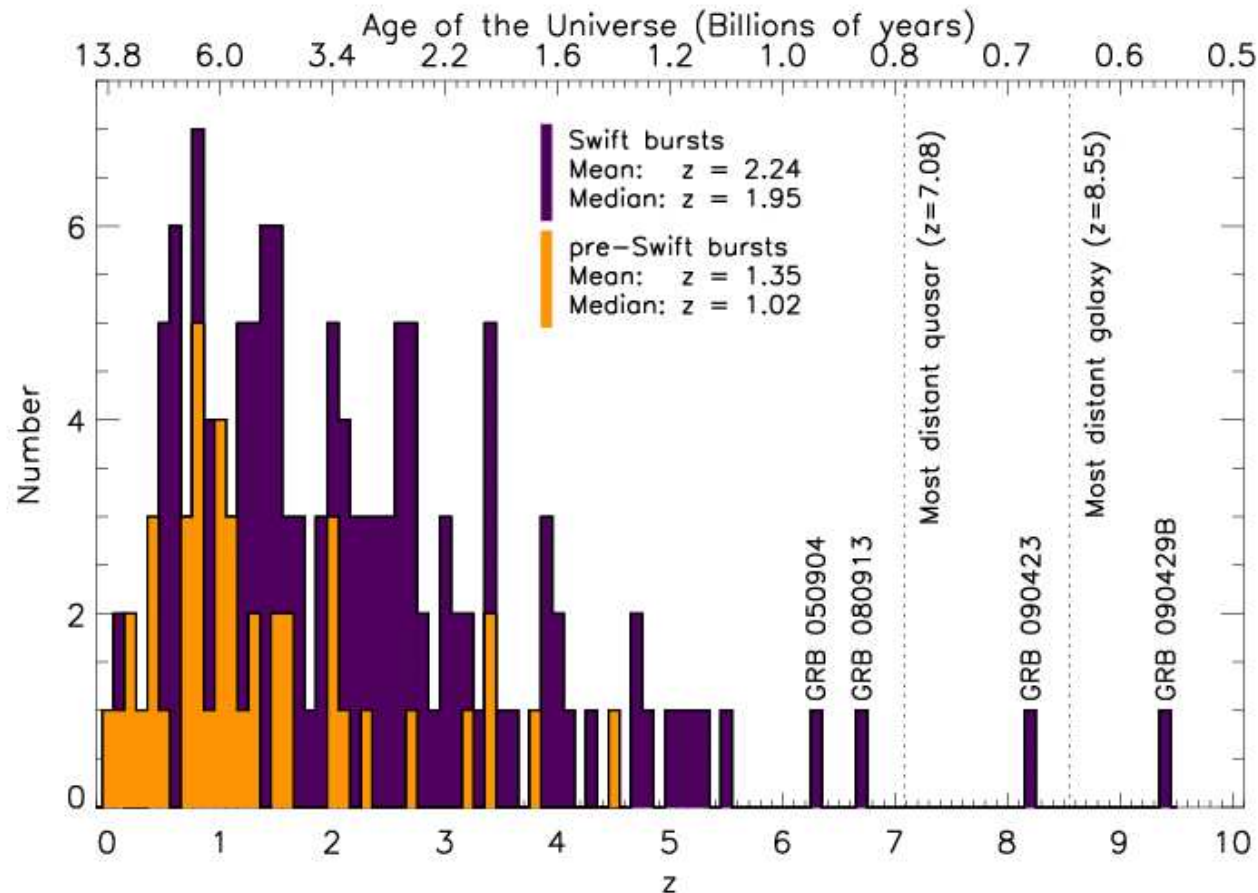
Dzięki wykorzystaniu maski kodowanej detektor BAT umożliwia wyznaczenie pozycji błysku z dokładnością do ułamka stopnia.

Wymaga to zaawansowanej analizy obrazu, ale dedykowane algorytmy robią to w czasie rzeczywistym...

Błyski gamma

Przesunięcie ku czerwieni

Duża dokładność wyznaczania pozycji przez SWIFT pozwoliła na wyznaczenie przesunięcia ku czerwieni dla dużej liczby błysków



Błyski gamma

Hipotezy

Na podstawie dotychczasowych obserwacji GRB można podzielić na dwie klasy:

- krótkie błyski, o czasie trwania do 2 s, o twardszym widmie
- długie błyski, o czasie trwania powyżej 2s, o miększym widmie

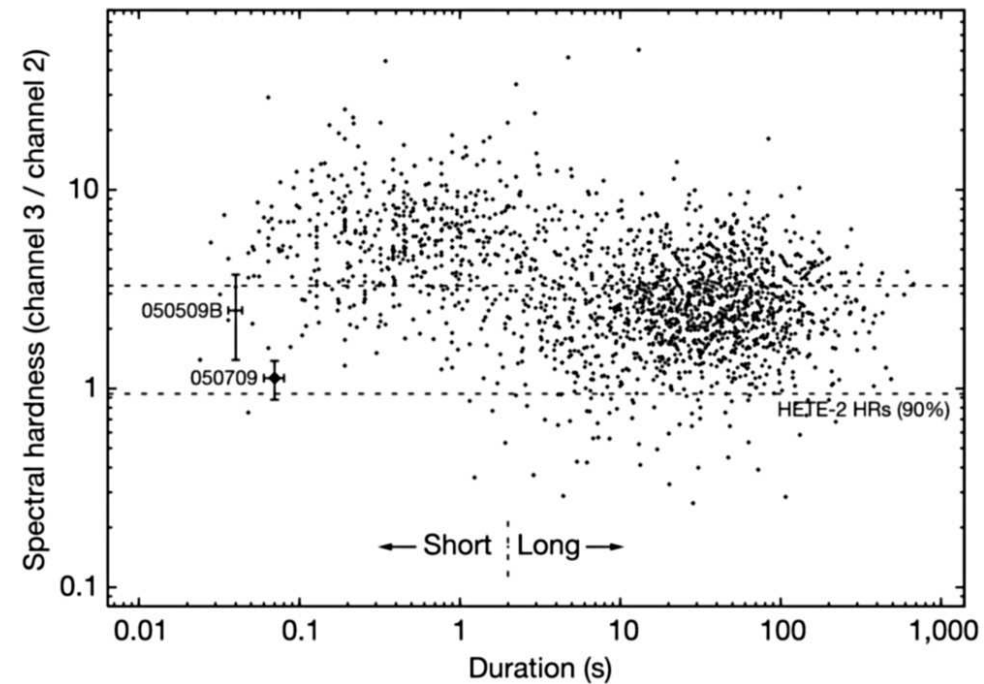
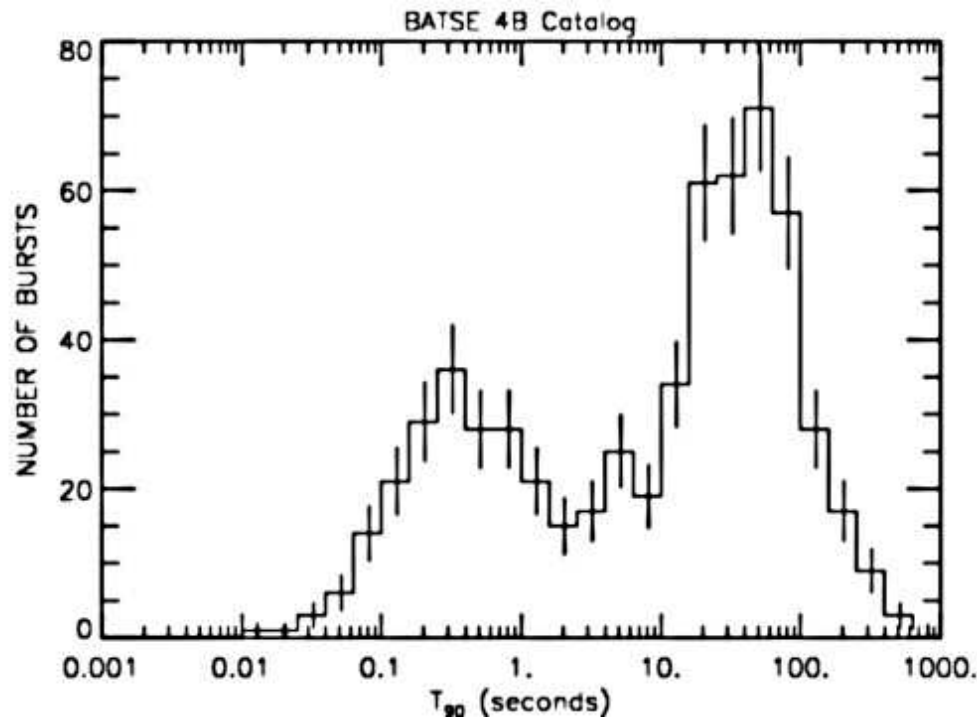


Figure 1 | The classic BATSE duration-spectral hardness diagram¹.

T_{90} - czas w którym rejestrowano od 5% do 95% zliczeń

Twardość: stosunek zliczeń 100-300 keV do 25-100 keV

Błyski gamma

Hipotezy

GRB dochodzą do nas z bardzo dużych odległości (do $z=9.4$!)

Mimo to są niesłychanie jasne (gołym okiem dostrzegalny był błysk $z=6.7$)

Jeśli przyjąć, że promieniują izotropowo, błysk musiałby wyzwalać energię $E_{iso}^{\gamma} \sim 10^{48} J$

Dla porównania wybuch Supernowej produkuje $E^{\gamma} \sim 10^{42} J$

Szybka zmienność oznacza, że promieniować musi mały obszar $R < 300 - 3000$ km

⇒ muszą to być procesy prowadzące do powstania zwartego obiektu (czarnej dziury?)

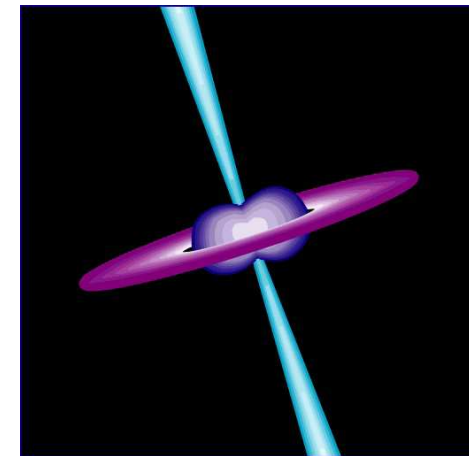
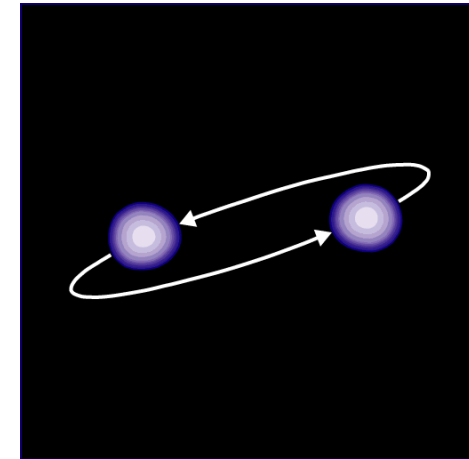
⇒ aby wytłumaczyć bardzo dużą intensywność promieniowania należy przyjąć, że emisja następuje w postaci wąskich strug (jetów)

Złamanie symetrii wynika prawdopodobnie z dużego momentu pędu...

Błyski gamma

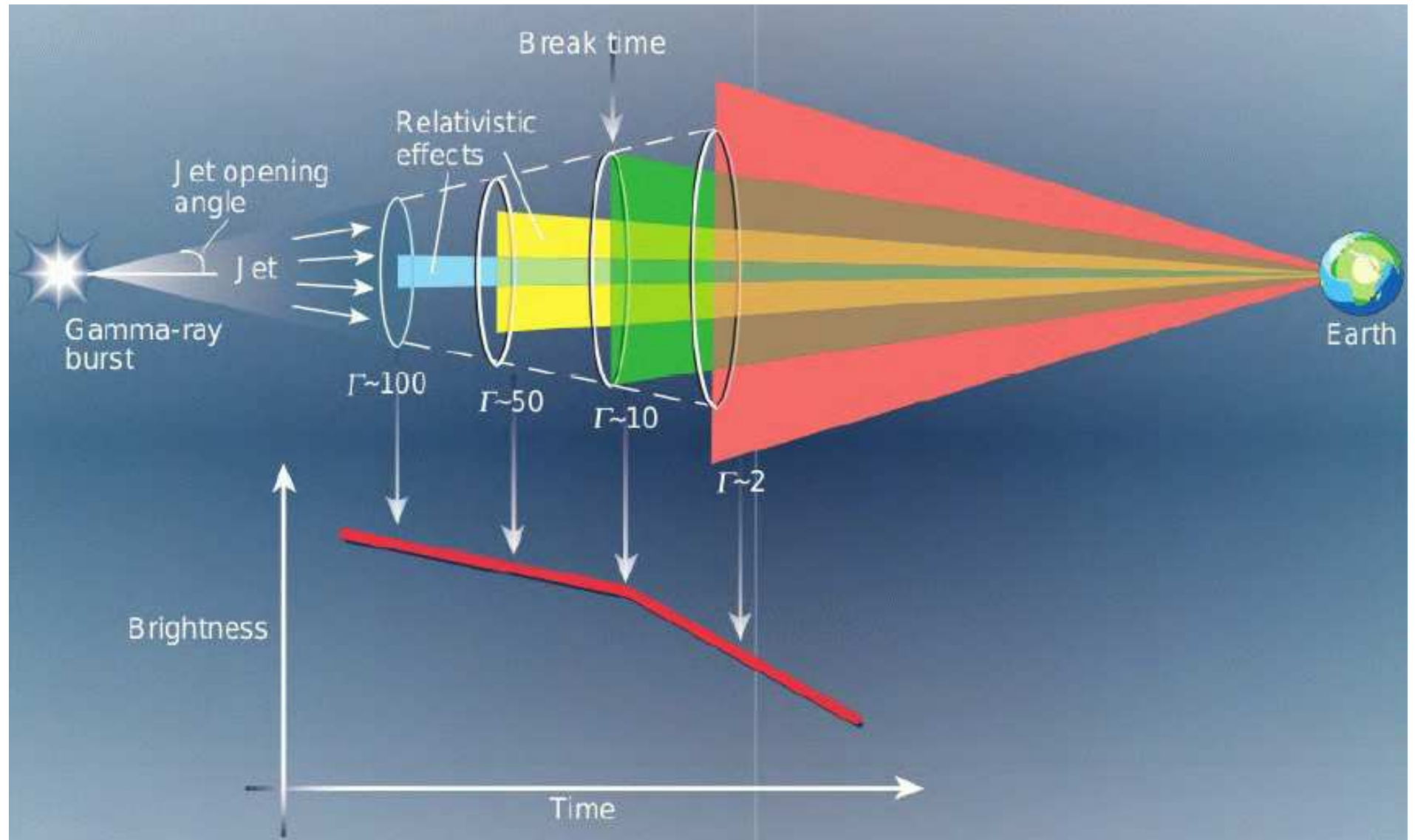
Hipotezy

- Krótkie błyski:
zderzenie dwóch zwartych obiektów:
gwiazd neutronowych i/lub czarnych dziur
- Długie błyski:
zapaść bardzo masywnej,
szybko rotującej gwiazdy
 $M > 20 M_{\odot}$
do czarnej dziury (hipernowa)



Ale wciąż możliwe wiele mechanizmów generacji promieniowania...

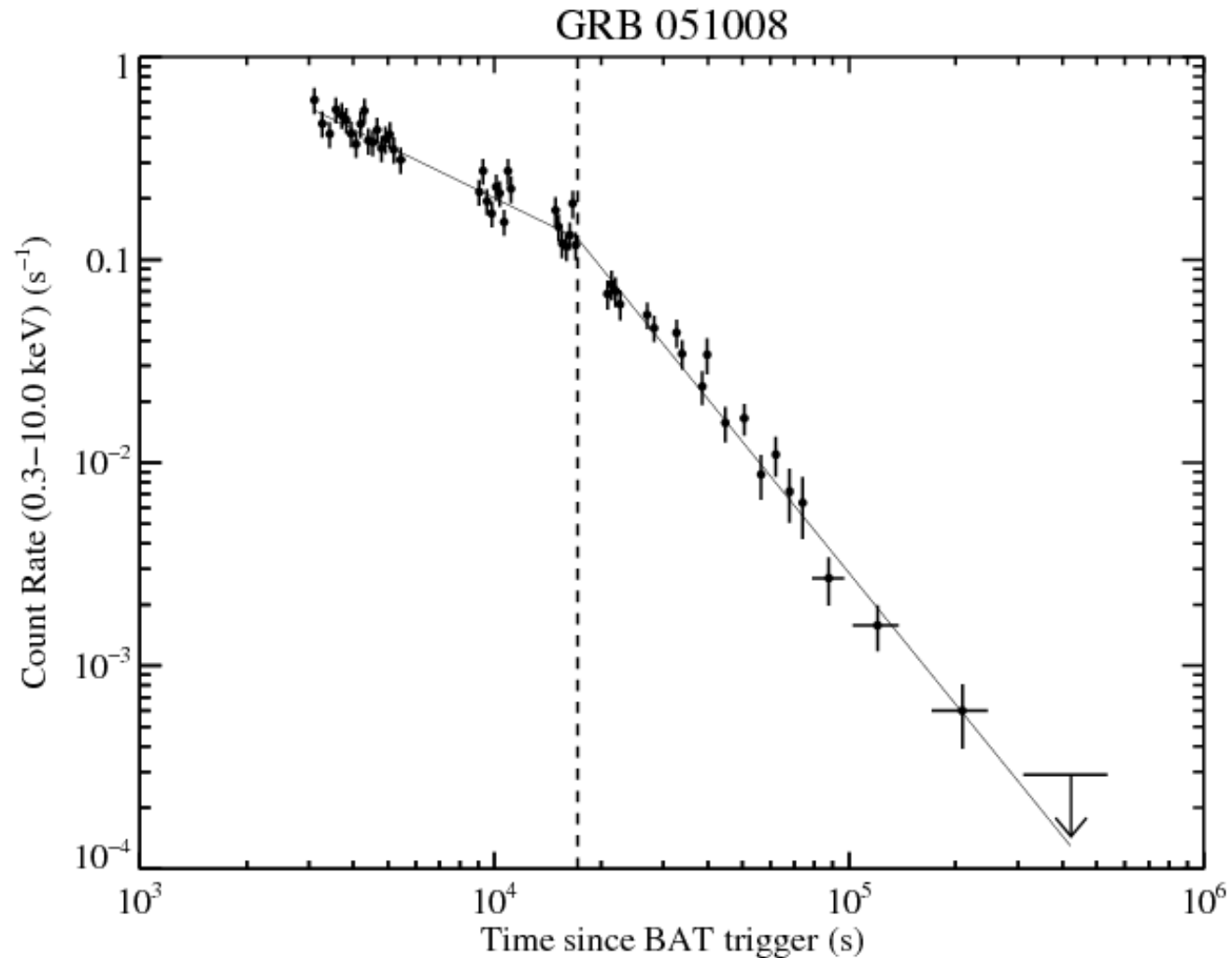
Błyski gamma



Błyski gamma

Jety

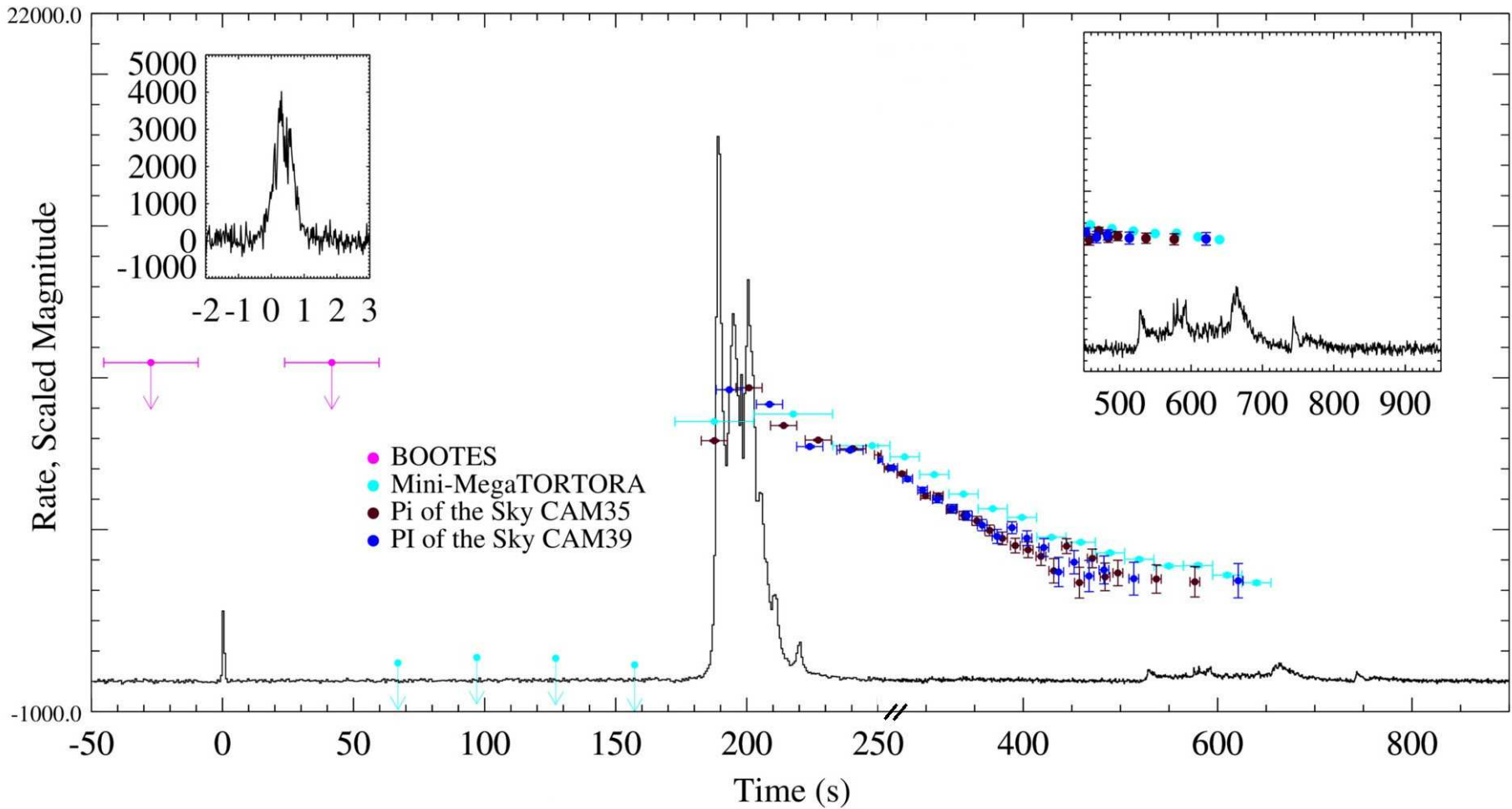
Obserwowane załamania na krzywych blasku GRB potwierdzają hipotezę emisji w jetach



Błyski gamma

GRB160625B

Wyjątkowy “błysk”: trzy błyski obserwowane z tego samego źródła



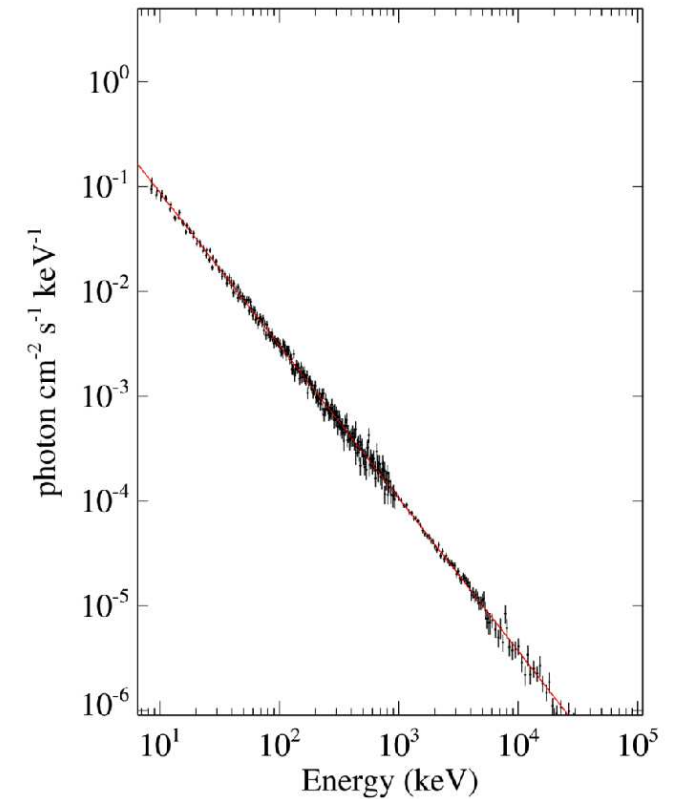
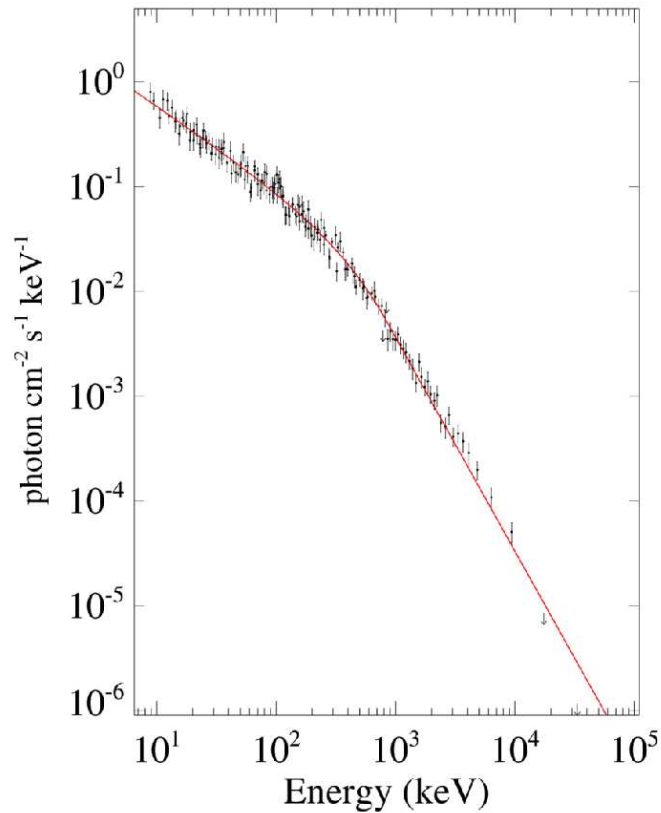
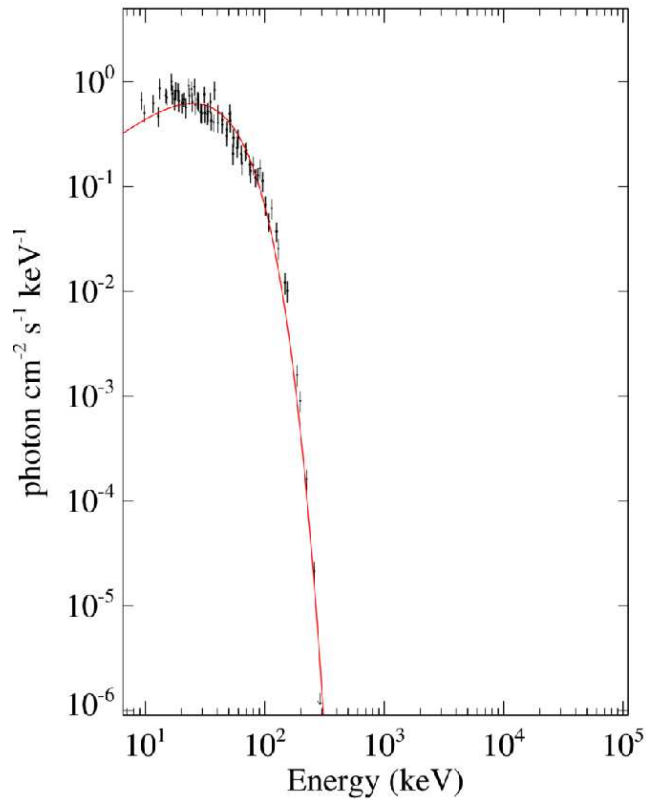
Błyski gamma

GRB160625B

Każdy z “podbłysków” ma inny rozkład widma promieniowania:

termiczne

synchrotronowe



Błyski gamma

GW170817

Ostatnia obserwacja fal grawitacyjnych z kolapsu dwóch gwiazd neutronowych potwierdziła hipotezę pochodzenia krótkich błysków gamma...

