

## Dodatek B: Jak i dlaczego gwiazdy świecą?

Zarówno ilość światła generowanego i spektrum będą zależały od właściwości fizycznych źródła. Widmo światła gwiazd jest na ogół bardzo złożone, ale od strony fizycznej możemy wyróżnić dwa główne procesy: emisję ciągłą, emisję liniową i absorpcję.

Emisja ciągła to proces fizyczny, który emituje fotony o szerokiej gamie długości fal. Przykładem jest tutaj widmo światła, które można zobaczyć przez pryzmat obserwując światło słoneczne – można zobaczyć kilka pasm w kolorze czerwonym, pomarańczowym, żółtym, niebieskim, indygo i fioletowym. Wszystkie te kolory są obecne w świetle słonecznym w tym samym czasie, ale nie widać ich pojedynczo – Słońce po prostu jest białe.

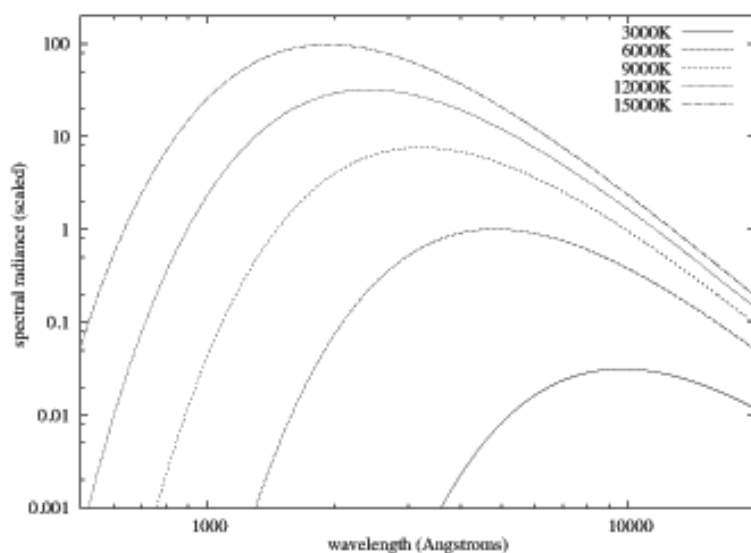
### *Promieniowanie ciała doskonale czarnego.*

Specjalnym rodzajem emisji ciągłej jest promieniowanie ciała doskonale czarnego, emitowane przez wszystkie obiekty, wszelkie przedmioty o temperaturze wyższej od zera absolutnego. Ilość światła i rozkład fal w widmie promieniowania ciała doskonale czarnego zależą tylko od jednego parametru: temperatury. Jeśli gwiazda jest bardziej gorąca niż inna to: (1) będzie emitować więcej światła oraz (2) spektrum przesunięte będzie w kierunku krótszych długości fal. Jeśli masz dwie gwiazdy, których rozmiary fizyczne są takie same i są w tej samej odległości od nas, ale jedna ma temperaturę 10 000 K, a druga 5000 K, to ta cieplejsza będzie jaśniejsza (więcej światła) i bardziej niebieska (więcej emisji dla krótszych długości fali). W ten sposób można wykorzystać światło gwiazd, aby zmierzyć ich temperaturę bez dotykania – sprytna sztuczka! Równania opisujące promieniowanie ciała doskonale czarnego zostały opracowane przez Maxa Plancka na początku 20 wieku i będziesz często spotykał się z terminem promieniowanie Plancka odnośnie promieniowania ciała doskonale czarnego.

Istnieje kilka pojęć związanych z promieniowaniem ciała doskonale czarnego, które są bardzo przydatne w astrofizyce. Po pierwsze, prawo Wiena, na podstawie którego możemy obliczyć długość fali, przy której ciało doskonale czarne emituje najwięcej światła (czyli szczyt spektrum):

$$\lambda_{\max} = b/T$$

gdzie  $\lambda$  to długość fali,  $T$  – temperatura CDC (ciała doskonale czarnego), a  $b$  jest stałą (znaną jako stała Wiena). Można ją uzyskać korzystając z równania na CDC i określając, gdzie krzywa jest w punkcie maksymalnym: określasz temperaturę i długość fali, przy której pochodna jest równa zero. Jest to bardzo przydatne równanie, ponieważ pozwala w przybliżeniu oszacować temperaturę dowolnego obiektu podobnego do CDC, poprzez ustalenie szczytu wykresu jego widma. Wiele gwiazd zachowują się tak podobnie do ciała doskonale czarnego, że jest to proste do zmierzenia; ale zawodzi dla gwiazd, które mają silną absorpcję atomową lub molekularną i ich spektra różnią się od CDC. (Zdarza się to często dla gwiazd typu M, których spektra „szczytują w bliskiej podczerwieni”).



Wykres B.1 Spektrum promieniowania ciała doskonale czarnego skalowane do szczytowej wartości blasku przy 6000 stopniach Kelvina. Efektywna temperatura Słońca wynosi około 5774 Kelvinów, gwiazdy A0 około 10 000, podczas gdy gwiazdy M wynosi poniżej 4000 Kelvinów. Porównaj pasma filtrów przedstawionych na rysunku 3.1 z krzywymi pokazanymi tutaj.

Kolejnym powiązaniem równaniem jest Prawo Stefana-Boltzmann, które pokazuje prostą zależność pomiędzy strumieniem energii wypromieniowanym z jednostki powierzchni ciała doskonale czarnego i jego temperaturą:

$$f_{\text{bol}} = \sigma T^4$$

gdzie  $f$  to całkowity strumień energii na jednostkę powierzchni,  $T$  – temperatura, a  $\sigma$  jest stała (stała Stefana-Boltzmann). Im gorętszy CDC, tym więcej promieniuje energii. To prowadzi do innej ciekawej konkluzji. Można fotometrycznie lub spektroskopowo oszacować efektywną temperaturę gwiazdy. Całkowita jasność (światło emitowane we wszystkich kierunkach) przez CDC wynosi dokładnie  $f_{\text{bol}}$  razy całkowita powierzchnia:  $4\pi R^2$ . Połączenie tych dwóch równań daje poniższy wzór:

$$L_{\text{bol}} = 4\pi R^2 \sigma T^4$$

Mamy tutaj kilka potencjalnie interesujących wielkości: jasność (która może być powiązana z odległością do gwiazdy) i promień gwiazdy. To wszystko jest ważne z astrofizycznego punktu widzenia; jasność gwiazdy jest proporcjonalna zarówno do jej skutecznej temperatury i promienia. Typy spektralne obejmują również klasy jasności od karłów do nadolbrzymów. Gwiazda może mieć efektywną temperaturę 4000 K, ale będzie ogromna różnica w jasności w zależności od tego, czy jest karłem, czy nadolbrzymem.

### *Emisja liniowa i absorpcja*

Emisja liniowa i absorpcja to dwa zjawiska spowodowane przez ten sam proces fizyczny – emisję lub absorpcję pojedynczych fotonów przez atomy. Atomy składają się z jąder (protonów i neutronów) otoczonych przez elektrony posiadające bardzo specyficzne orbity. Orbity te odpowiadają określonym poziomom energetycznym. Jeżeli elektron przechodzi z wyższego poziomu energetycznego na niższy, to uwalnia energię w postaci fotonu. Ponieważ długość fali odpowiada energii, to przejścia elektronów generują określoną długość fali światła. Te długości fal – lub kombinacje długości fal – są specyficzne dla każdego rodzaju atomu. Jeśli pobudzimy próbkę wodoru (powiedzmy w tubie fluorescencyjnej), to będzie ona emitowała światło w kilku dyskretnych długościach fal odpowiadających poziomom energetycznym elektronów w atomie wodoru. Podobnie z próbkami azotu, sodu lub neonu (wszystkie powszechne w świetłówkach) – dają one różne widma (To właśnie dlatego „neony” świecą różnymi kolorami. Używają różnych gazów).

Odwrotnością emisji jest absorpcja: jeśli weźmiemy foton o odpowiedniej długości fali, aby pobudzić atom, który ma możliwość przejścia elektronów na wyższy poziom, to atom ten zaabsorbuje foton. Jeśli zestawimy źródło emisji ciągłej (np fotosfery gwiazd) wraz z jakimś pierwiastkiem, który może absorbować energię (jak wodór, wapń, żelazo i inne), to spektrum gwiazdy będzie wyglądać jak spektrum CDC ze zredukowanymi lub brakującymi niektórymi długościami fal. W spektrum gwiazd zobaczymy przede wszystkim kontynuuum widma światła, ale z ciemnymi pasmami występującymi wzdłuż osi dyspersji. Wielkość absorpcji uzależniona jest od wielu czynników, w tym mnogości różnych rodzajów atomów i cząsteczek i od temperatury gwiazdy. Gwiazdy typu A określone są jako posiadające najsilniejsze linie absorpcji w pasmie wodoru. Jako inny przykład, absorpcja molekularna w chłodnych gwiazdach typu M, zależy od tego, czy gwiazda jest bogatsza w tlen czy węgiel.

Astrofizyka promieniowania i transportu promieniowania jest bardzo złożona. Wiele z tego, co zostało omówione powyżej zostało wyłożone jeszcze przed złotą erą mechaniki kwantowej przez żyjącego w XIX wieku fizyka Gustava Kirchhoffa i zostało podsumowane pod postacią trzech praw promieniowania Kirchhoffa:

1. Gorące, stałe (lub optycznie gęste) obiekty emitują widmo ciągłe.
2. Gorący optycznie rzadki gaz emituje światło o nieciągłej długości fali charakterystycznej składu chemicznego gazów.
3. Spektrum ciągłe przechodzące przez chłodny, optycznie rzadki gaz, pokaże linie absorpcyjne charakterystyczne dla składu chemicznego gazu (przy identycznych długościach fal linii emisyjnych, które pojawiają się, gdy gaz jest gorący).

Kirchhoff przedstawił te zasady w XIX wieku, zanim jeszcze zasady fizyki atomowej i mechaniki kwantowej zostały zrozumiane. Ale dla wielu przypadków w astronomii gwiazd zmiennych zasady te opisują wyczerpująco wszystko co zobaczysz, a modele matematyczne dotyczące tego jak powstaje światło i jak rozchodzi się w układzie fizycznym są zakorzenione w prawach Kirchhoffa.

Niniejsza instrukcja nie obejmuje analizy spektralnej, ale jest możliwe aby wykorzystać obserwację i pomiar linii spektralnych, aby poznać skład chemiczny gwiazdy. Pomiar linii atomowych w laboratorium był i nadal jest głównym polem do działania w astrofizyce laboratoryjnej. Linie absorpcji i emisji zmieniają swój wygląd w skomplikowany sposób w zależności od składu plazmy, temperatury (i rozkład temperatur kiedy patrzymy przez rzadki gaz) oraz ciśnienia. Niektóre linie i grupy linii są tak silne i wyraźne, że służą one jako wzorzec dla całej „metalowej różności” (tj. wszystkiego z wyjątkiem wodoru i helu). W niektórych przypadkach są one tak silne, że mogą być wykryte w świetle szerokopasmowym, a zatem może być łatwiej wykryta w fotometrii (filtrowanej) niż spektroskopii.

### Inne procesy

Istnieją również inne źródła promieniowania, takie jak pola magnetyczne (szczególnie w przypadku aktywnych gwiazd, które generują promieniowanie rentgenowskie), reakcje jądrowe i rozpadu promieniotwórczego (które „napędzają” wnętrza gwiazd i są odpowiedzialne za energię, która zasila supernowe w ich ewolucji). Wiele gwiazd zmiennych ma wiele źródeł promieniowania i pochłaniania. Jako przykład, gwiazdy UV Ceti – młode karły o małej masie własnej, gwiazdy typu M, zazwyczaj bardzo chłodne. Obiekty te są na ogół bardzo słabe, ponieważ ich temperatury oznaczają, że emitują one stosunkowo niewielką ilość światła, przede wszystkim w czerwieni i podczerwieni. Jednak mogą one, w krótkich seriach, emitować również ogromne ilości światła niebieskiego, ultrafioletowego, promieniowania rentgenowskiego, a nawet gamma z powodu sprzężeń magnetycznych w ich atmosferach analogicznych do rozbłysków słonecznych. Gwiazdy te świecą bardzo słabo na niebiesko, więc gdy rozbłyszczą, mogą mieć ogromne amplitudy w kierunku światła niebieskiego, ale stosunkowo niewielkie w kolorze czerwonym. Jasny rozbłysk może mieć amplitudę 3–4 mag w B-band, ale o wiele mniej niż 1 mag w R- lub I-band.

Fizyka promieniowania jest jednym z pierwszych kursów dla studentów astronomii. Podczas gdy jej znajomość nie jest to konieczna w astronomii obserwacyjnej, to może dostarczyć pewien wgląd w to, co obserwujesz. Szczególnie przydatną książką na ten temat jest „Radiative Processes in Astrophysics” George’a Rybickiego i Alana Lightmana. Szczegółowe odniesienie do linii spektralnych i widm gwiazd znajdziemy w „The Observation and Analysis of Stellar Photospheres” Davida Graya.