



Elementy Astronomii i Astrofizyki

- skrót z wykładu II

Krzysztof Radziszewski
Instytut Astronomiczny UWr

Wykład II – Wrocław, 5 marca 2026 r.

Jasność absolutna gwiazd - wzór Pogsona

Jasność absolutna - jasność obiektu (gwiazdy) znajdującego się w **odległości standardowej** (czyli w odległości 10 pc) - jasność taką oznacza się wielką literą **M**.

- **jednostka astronomiczna** [AU] , [j.a.] - średnia odległość Słońce-Ziemia:

$$1 \text{ AU} = 149\,600\,000 \text{ km}$$

- **parsek** [pc], [ps] - odległość z której promień orbity Ziemi (1 AU) widoczny jest pod kątem 1".

$$1 \text{ pc} = 3.26 \text{ ly} = 3.086 \cdot 10^{13} \text{ km}$$

$$1 \text{ rok św. (ly)} = 0.3066 \text{ pc} = 63\,240 \text{ AU} = 9.46 \cdot 10^{12} \text{ km}$$

Jasność obserwowana (widoma) gwiazd - wzór Pogsona

Podstawową wersję wzoru Pogsona:

$$\frac{I_n}{I_m} = 2.512^{(m-n)} = 10^{0.4(m-n)}$$

możemy zapisać używając strumieni promieniowania:

$$\frac{F_n}{F_m} = 2.512^{(m-n)} = 10^{0.4(m-n)}$$

a następnie zlogarytmować:

$$\log \frac{F_n}{F_m} = 0.4(m - n)$$

i pomnożyć obustronnie przez 2.5 :

$$m - n = 2.5 \log \frac{F_n}{F_m}$$

Jasność absolutna gwiazd - wzór Pogsona

Dla gwiazdy znajdującej się w odległości D parseków od obserwatora, jej jasność obserwowana (widoma) wynosi m wielkości gwiazdowych. Dla takiej samej gwiazdy, ale znajdującej się w standardowej odległości 10 pc od obserwatora, jej jasność wynosiłaby M wielkości gwiazdowych.

Zatem poprzedni wzór możemy zapisać jako:

$$m - M = 2.5 \log \frac{F_M}{F_m}$$

M - jasność absolutna (widoma, obserwowana) gwiazdy,

F_M - strumień promieniowania gwiazdy.

Strumień promieniowania słabnie z kwadratem odległości, czyli jest odwrotnie proporcjonalne do kwadratu odległości:

$$\frac{F_M}{F_m} = \left(\frac{D}{10} \right)^2$$

gdzie D jest odległością w parsekach.

Jasność absolutna gwiazd - wzór Pogsona

Można zatem zapisać (łącząc ostatnie dwa wzory):

$$M = m + 5 - 5 \log D$$

gdzie D jest odległością w parsekach.

Paralaksa heliocentryczna - odległość do gwiazd

Możemy jeszcze raz zdefiniować **parsek** - skoro parsek to odległość z której promień orbity Ziemi (1 AU) widoczny jest pod kątem $1''$, to jest to odległość odpowiadająca paralaksie (heliocentrycznej) $\rho = 1''$.

Wiadomo, że odległość liczona w parsekach jest równa odwrotności paralaksy wyrażonej w sekundach łuku:

$$D = \frac{1}{\rho''}$$

D - odległość w parsekach

ρ'' - paralaksa (roczna, heliocentryczna) liczona w sekundach łuku ["]

Jeśli roczną paralaksę heliocentryczną ρ_0 jakiejś gwiazdy uważamy za kąt, pod jakim widać z tej gwiazdy jednostkę astronomiczną (1 AU), to parsek można wyrazić (zdefiniować) jako odległość, z której jedną jednostkę astronomiczną widać pod kątem jednej sekundy łuku [**par-sek** => **paralaksa** = 1 **sekunda**].

Oraz odległość liczona w AU:

$$d = \frac{206265}{\rho''}$$

d - odległość w AU

Jasność absolutna gwiazd - wzór Pogsona

Ostatni wzór (czyli postać wzoru Pogsona dla obiektów w odległości D parseków):

$$M = m + 5 - 5 \log D$$

możemy zmodyfikować podstawiając: $\log D = -\log \rho$

Otrzymujemy wtedy:

$$M = m + 5 + 5 \log \rho$$

gdzie:

ρ - paralaksa gwiazdy wyrażona w sekundach łuku (czyli ρ'') .

Moc promieniowania gwiazd

Moc promieniowania gwiazdy - energia emitowana przez gwiazdę (we wszystkich kierunkach) w postaci promieniowania elektromagnetycznego (we wszystkich długościach fal) w jednostce czasu .

Jeśli znamy obserwowany strumień promieniowania (F) i odległość do obserwowanej gwiazdy (r), to możemy obliczyć moc promieniowania tej gwiazdy (L):

$$L = F \cdot 4\pi r^2$$

Natomiast, jeśli znamy temperaturę efektywną gwiazdy (T_{eff}), oraz jej promień (R), możemy obliczyć moc promieniowania:

$$L = 4\pi R^2 \sigma T_{\text{eff}}^4$$

σ - stała Stefana-Boltzmannna

Dla Słońca mamy: $L_{\odot} = 3.845 \cdot 10^{26} \text{ W}$

Moc promieniowania gwiazd

Jeśli przez L_* oznaczmy moc promieniowania gwiazdy, to możemy zapisać (wyznaczając L_* przez porównanie z $L_{\odot}$):

$$\log \frac{L_*}{L_{\odot}} = 0.4(M_{\odot} - M_*)$$

Ma to szczególnie praktyczny wzór, gdyż moc promieniowania Słońca możemy bezpośrednio wyznaczyć (w przeciwieństwie do mocy promieniowania innych gwiazd).

Gdy za moc promieniowania Słońca przyjmiemy jedność ($L_{\odot} = 1$), to:

$$\boxed{\log L_* = 0.4(M_{\odot} - M_*)} \quad [L_{\odot}]$$

a moc promieniowania gwiazdy jest wyrażona w mocach promieniowania Słońca czyli w $L_{\odot}$).

Temperatura efektywna gwiazd

Temperatura efektywna (T_{eff}) gwiazdy to temperatura jej fotosfery, traktowanej jako ciało doskonale czarne, które emituje tyle samo energii co rzeczywista gwiazda (na jednostkę powierzchni). Jest kluczowym wskaźnikiem określającym barwę i typ widmowy, wyznaczanym z prawa Stefana-Boltzmann'a. Dla Słońca T_{eff} wynosi ona ok. 5778 K, co odpowiada gwiazdzie typu widmowego **G2V**.

Uwaga - aby wyznaczyć T_{eff} gwiazdy mierząc jej strumień obserwowany promieniowania musimy jeszcze znać jej rozmiar (R) i odległość do niej (D).

Prawo Stefana-Boltzmann'a - energia promieniowania wysyłanego przez ciało doskonale czarne (BB) jest proporcjonalne do czwartej potęgi temperatury bezwzględnej (mierzonej w K):

$$E = \sigma T^4$$

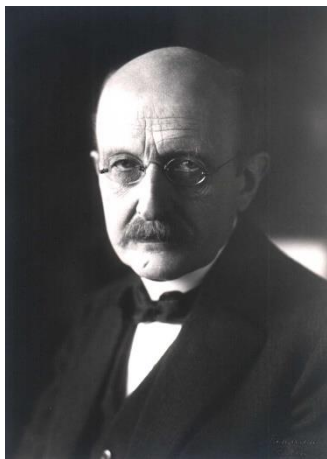
σ - stała Stefana-Boltzmann'a

$$\sigma = 5.67037 \cdot 10^{-5} \text{ [erg} \cdot \text{s}^{-1}\text{]}$$

$$\sigma = 5.67037 \cdot 10^{-8} \text{ [W} \cdot \text{m}^{-2} \cdot \text{K}^{-4}\text{]}$$

Dla Słońca: $T = T_{eff\odot} = 5778 \text{ K}$

Pr. Stefana-Boltzmana wynika z ogólnego prawa Plancka.



Termiczne promieniowanie elektromagnetyczne

Promieniowanie ciała doskonale czarnego

Prawo Planck'a

B - funkcja jasności

T - temperatura

k_B - stała Boltzmann'a

h - stała Planck'a

ν - częstotliwość

λ - długość fali

n_ν - refractive index of the medium (wsp. załam.)

c - prędkość światła

$$B_\nu(T) = \frac{2h\nu^3 n_\nu^2}{c^2} \frac{1}{[\exp(h\nu/k_B T) - 1]}$$

$$B_\lambda(T) = \frac{2hc^2 n_\nu^2}{\lambda^5} \frac{1}{[\exp(hc/\lambda k_B T) - 1]}$$

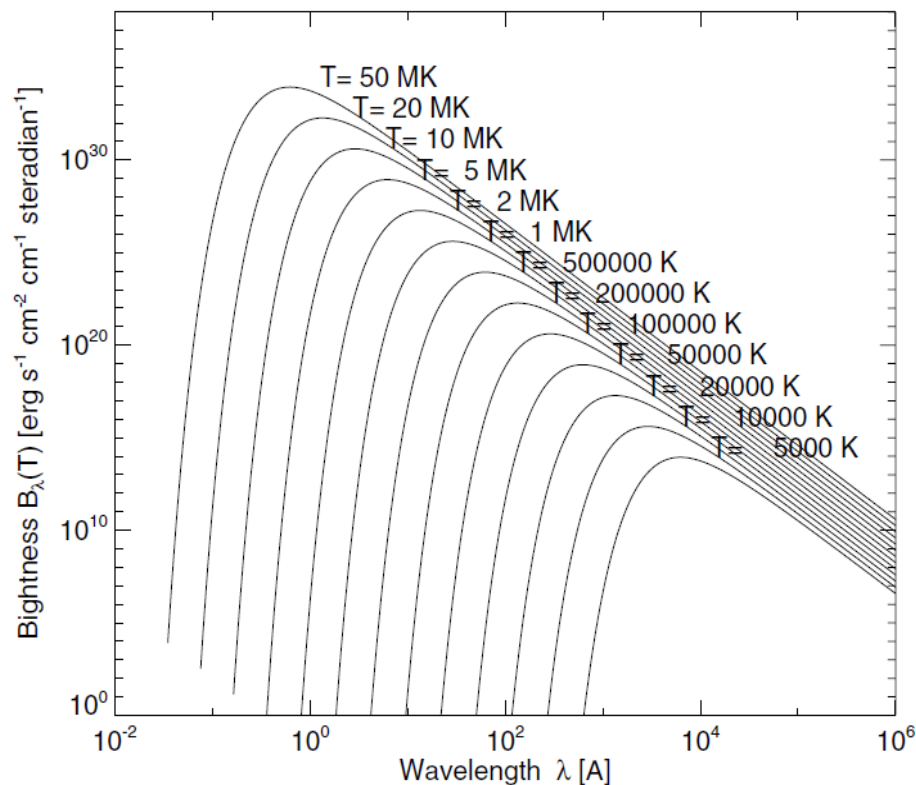


Figure 2.2: The brightness function $B_\nu(T)$ of a black-body radiator as a function of wavelength λ (Å) for solar temperatures, ranging from $T \approx 5000$ K in sunspots to $T = 50$ MK in superhot flares. Note that the brightness peaks in the $\lambda \approx 0.5 - 20$ Å range for flare temperatures.

Prawo Wiena - (tzw. *prawo przesunięć*) mówi o tym, że iloczyn długości fali λ_{max} (dla której $I(\lambda, T)$ przyjmuje wartość maksymalną) oraz temperatury T jest stały (pr. Wina wynika z pr. Plancka).

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

$b = 2.89777 \times 10^{-3} \text{ [m} \times \text{K]}$ (tzw. *stała Wiena*)

T - temperatura BB [K]

λ_{max} - długość fali dla której $I(\lambda, T)$ przyjmuje wartość maksymalną
(inaczej mówiąc: długość fali o maksymalnej mocy promieniowania)

Stała słoneczna " I " - jest to ilość energii L (*moc promieniowania*) wysyłanej przez Słońce w jednostce czasu podzielona przez powierzchnię kuli o promieniu równym odległości od Słońca w której tę stałą wyznaczamy.

W roku 2010 ustalono przyczyny rozbieżności (problem z przyrządami kalibracyjnymi przy dawniejszych pomiarach) i ustalono najnowszą wartość stałej słonecznej z 2010 roku:

$$I = 1360.8 \pm 0.5 \text{ Wm}^{-2}$$

Jasność bolometryczna gwiazd

Jasność bolometryczna - jasność obiektu (gwiazdy) mierzona we wszystkich długościach fali - wyraża się w **bolometrycznych wielkościach gwiazdowych**.

gdzie: BC - poprawka bolometryczna

BC = 0 dla gwiazdy o temperaturze powierzchniowej $T = 6800 \text{ K}$

Różnica między wielkością (jasnością) bolometryczną gwiazdy a jej wielkością (jasnością) wizualną to poprawka bolometryczna BC.

$$BC = m_{bol} - V$$

$$BC = M_{bol} - M_V$$

Wybrane wartości poprawek bolometrycznych:

$$BC_{\odot} = -0^m.07$$

$$BC_{4000K} = -0^m.60$$

$$BC_{20000K} = -1^m.60$$

$$BC_{50000K} = -4^m.10$$

Wskaźnik barwy / System fotometryczny UBV

Kolor gwiazdy możemy określić za pomocą filtrów - używając na przykład systemu fotometrycznego UBV. Jest to system Johnsona-Morgana (lata 50-te XX w.), służący do klasyfikacji gwiazd według ich barw i temperatury.

Filtr U (Ultraviolet) => 365 nm (efektywna szerokość pasma 68 nm).

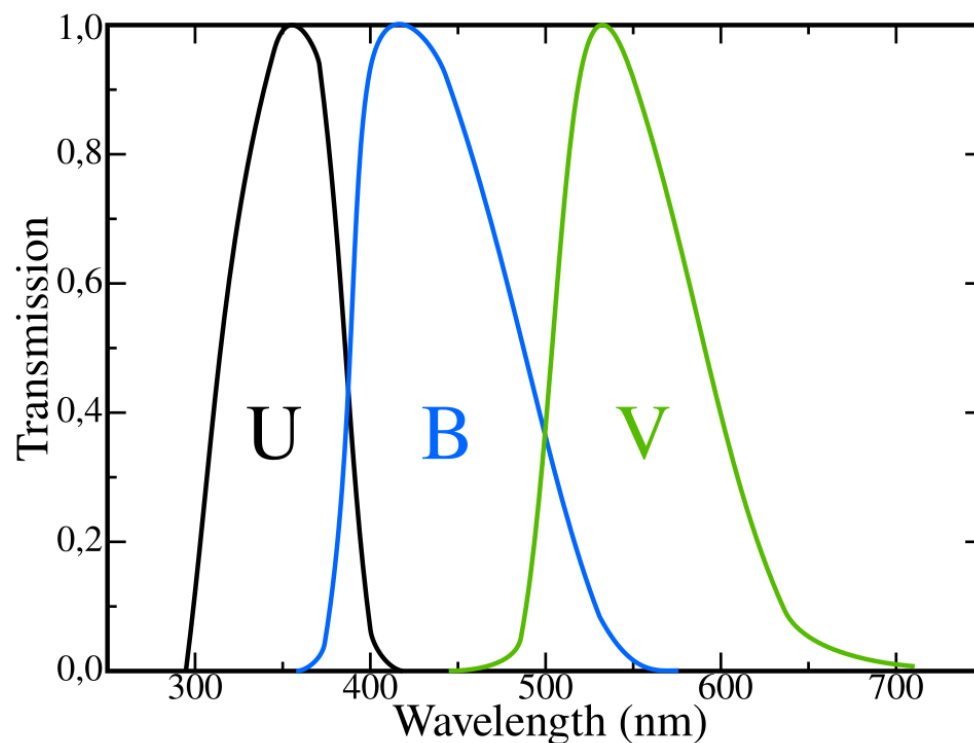
Filtr B (Blue) => 440 nm (efektywna szerokość pasma 98 nm).

Filtr V (Visual/Visible) => 550 nm (efektywna szerokość pasma 89 nm).

Wskaźnik barwy - np. B-V
to różnica między jasnością
w filtrze niebieskim (Blue)
i widzialnym (Visual/Visible).

$$B-V = M_B - M_V$$

$$U-B = M_U - M_B$$



Wskaźnik barwy / System fotometryczny UBV

Kolor gwiazdy możemy określić za pomocą filtrów - używając na przykład systemu fotometrycznego UBV. Jest to system Johnsona-Morgana (lata 50-te XX w.), służący do klasyfikacji gwiazd według ich barw i temperatury.

Filtr U (Ultraviolet) $\Rightarrow$ 365 nm (efektywna szerokość pasma 68 nm).

Filtr B (Blue) $\Rightarrow$ 440 nm (efektywna szerokość pasma 98 nm).

Filtr V (Visual/Visible) $\Rightarrow$ 550 nm (efektywna szerokość pasma 89 nm).

Użyteczność:

- klasyfikacja gwiazd: pomiar różnic jasności między filtrami, czyli wskaźników barwy (B-V oraz U-B), pozwala wyznaczyć temperaturę efektywną gwiazdy;
- diagram Hertzsprunga-Russell (H-R): Filtry UBV są podstawą do tworzenia wykresów barwa-jasność, które pokazują ewolucję gwiazd;
- badanie ekstynkcji międzygwiazdowej - analizując poszczególne pasma można określić, jak pył międzygwiazdowy pochłania światło gwiazd.