APpunti di astronomia

Tommaso Miliani

06-10-25

1 Indice di colore

E' una quantità generica che può essere definita a partire dalla differenza di qualsiasi magnitudine. In particolar modo posso utilizzare la differenza tra la banda blu e quella verde come la differenza tra le magnitudini :

$$B - V = m_B - m_V = -2.5 \log \frac{F_B}{F_V} + c$$

Dove c è una costante che dipende dal sistema fotometrico utilizzato.

$$m_B = m_{B0} - 2.5 \log F_B + 2.5 \log F_{B0}$$
$$m_V = m_{V0} - 2.5 \log F_V + 2.5 \log F_{V0}$$

La costante sarà allora

$$c = m_{B0} - m_{V0} + 2.5 \log \frac{F_{B0}}{F_{V0}}$$

Nel sistema JMK Si ha che $m_{B0} = m_{V0} = 0$ e quindi i flussi F_{B0} e F_{V0} sono dati tali per cui $B - V = 0$ per la stella Vega. Questa si chiama **convenzione di Vega**. La costante prende il nome di **zero point** che cambia in base al sistema fotometrico scelto: in questo modo se so quali sistemi utilizzo posso passare dalle magnitudini delle stelle ai flussi. In questo modo si può correlare direttamente l'emissione di luce colorata con la temperatura: nel caso dell stella Vega, l'emissione tra il blu ed il verde è zero allora $B - V$. In una stella blu $V > B$, allora la banda B è più luminosa in quanto è proporzionale al logaritmo inverso: ho prevalenza di flusso blu rispetto al flusso verde:

$$B - V < 0 \implies \text{Stella blu}$$
$$B - V > 0 \implies \text{Stella giallo-verde}$$

Si può allora introdurre il concetto di temperatura: più una stella emette in luce blu è più calda di una stella che ha emissione maggiore sulla banda verdastra.

2 η_λ: L'estinzione atmosferica

Quando la luce passa nel mezzo interstellare e nell'atmosfera, la luce viene deviata oppure perde energia; siccome la descrizione del mezzo interstellare è molto complicato, qui ci si concentra solo sugli effetti dell'atmosfera. L'atmosfera ci permette di osservare la luce ottica e le onde radio; tutto il resto è assorbito o fortemente mitigato. L'atmosfera si presenta allora come un filtro che riduce il flusso che viene dalle stelle e si comporta anche come una lente che quindi modifica l'angolazione dei raggi luminosi. Inoltre il vento, le nuvole etc possono distorcere le immagini astronomiche. Si definisce allora **seeing** il parametro che quantifica la sfocatura dell'immagine dovuta all'atmosfera; per parlare di seeing si introduce il concetto di **diffrazione**: ossia il fenomeno per il quale le onde si propagano dietro a degli ostacoli; se la sorgente è puntiforme allora si parla di **Figura di Airy**. Si può immaginare la figura di Airy come una

Figura 1: La figura di Airy di profilo sul rivelatore

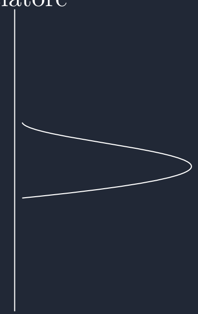


immagine tridimensionale sulle x, y e sull'asse dell'intensità.
La distanza tra il primo minimo ed il picco è (dove D è il diametro della fenditura):

$$\Delta\theta_D = 1.22\frac{\lambda}{D}$$

Ossia un allargamento angolare che è dovuto al fatto che ho diffrazione e che ho sempre al rilevatore: il telescopio con queste caratteristiche è l'allargamento angolare che produce il mio telescopio per una sorgente puntiforme. Dato che l'allargamento è un fenomeno casuale, posso determinare che abbia una distribuzione Gaussiana; posso allora determinare (attraverso il principio di FWHM) che $\Delta\theta_S$, ossia l'angolo di allargamento dovuto alla **rifrazione** dell'atmosfera, si mette in relazione con $\Delta\theta_D$:

$$\Delta\theta_S \geq \Delta\theta_D$$

In buoni siti, il mio $\Delta\theta_S$ è dell'ordine di circa un arcosecondo. Per telescopi piccoli con aperture dell'ordine di 0.1 m posso ottenere che

$$\Delta\theta_S = \Delta\theta_D = 1.22\frac{\lambda}{D}$$

Posso allora definire il **parametro di Fried** che mi definisce dalla lunghezza d'onda l'apertura del telescopio al limite dell'angolo di diffrazione:

$$1.22\frac{\lambda}{\Delta\theta_S} = r_0 \tag{1}$$

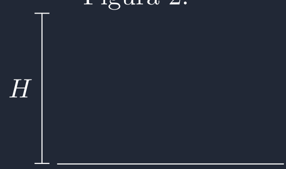
Quindi $\Delta\theta_D$ mi indica il limite teorico oltre sotto al quale io non riesco più a distinguere due sorgenti puntiformi. Generalmente, per telescopi con grande potere risolutivo, si può utilizzare solamente $\Delta\theta_S$ in quanto il $\Delta\theta_D$ sarà sempre molto minore.

2.1 L'assorbimento

L'altro effetto dell'atmosfera è l'assorbimento dell'atmosfera. Una certa sorgente che proviene dallo zenith giunge al rilevatore con la massima intensità in quanto c'è molta meno atmosfera da attraversare. Per una sorgente ad un certo angolo z rispetto allo zenith, si ha che seguono la legge di **Beer-Lambert**:

$$dI_\lambda = I_\lambda K_\lambda(x) dx' \tag{2}$$

Figura 2:



Dove $K_\lambda(x)$ è il coefficiente di assorbimento e dipende dalla quota dell'atmosfera e non dall'angolo z. SI definisce inoltre dx la distanza tra uno strato e l'altro dell'atmosfera degli strati provenienti dallo zenith e dx' come la distanza tra uno strato e l'altro di una sorgente proveniente da una sorgente con un certo angolo z rispetto allo zenith.

$$\int_{I_{0\lambda}}^{I_\lambda} \frac{dI'_\lambda}{I'_\lambda} = -\int_H^0 K_\lambda(x) \sec z \; dx = -\int_0^H K_\lambda(x) \sec z \; dx$$

Con questo integrale io posso determinare quanto si attenua il flusso con l'atmosfera: