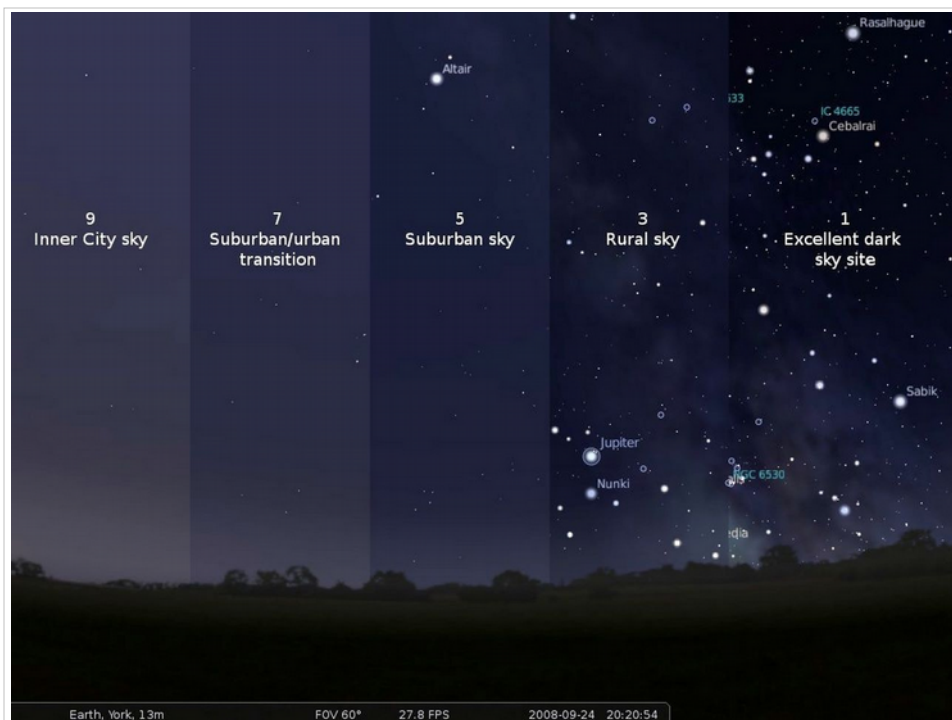




Lezione 2

Le stelle

Questa è la prima di due lezioni sulle stelle. Vengono spiegati i concetti di magnitudine apparente e assoluta, colore, flusso e luminosità. Poi vengono descritti gli spettri delle stelle e la classificazione spettrale, fino ad arrivare a mostrare il diagramma HR che insieme all'evoluzione stellare sarà l'argomento della seconda lezione sulle stelle.



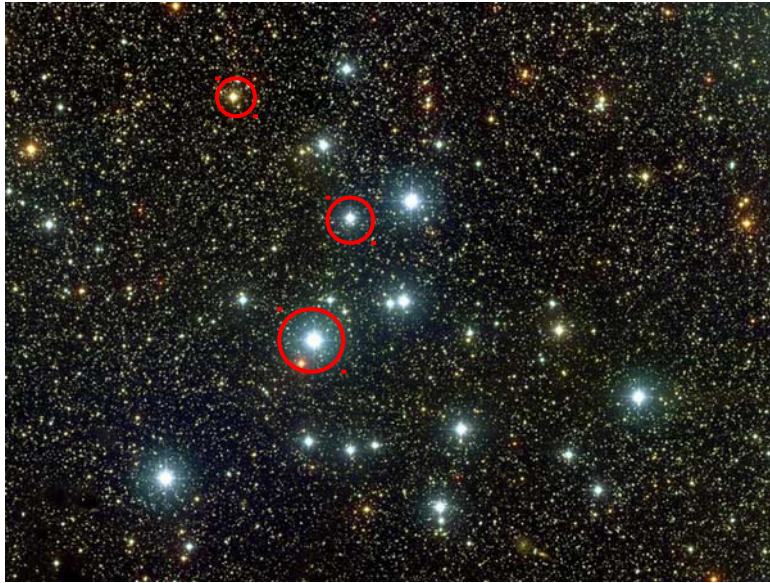
In questa immagine ottenuta con il programma stellarium, vengono mostrate le condizioni del cielo notturno a seconda di dove ci troviamo: se in città o in zone isolate senza inquinamento luminoso, cioè senza luci artificiali che impediscono di osservare le stelle.

In condizioni ottimali, abbiamo cieli notturni come quelli degli ultimi due pannelli ed è possibile vedere molte stelle, circa 3000 ad occhio nudo, in ogni emisfero.

Quindi in totale le stelle visibili ad occhio nudo da Terra sono 6000.

I nostri cieli in città per colpa delle luci delle nostre città non permettono di vedere tante stelle (circa un centinaio).

Nel passato, ovviamente le condizioni del cielo erano molto migliori e non stupisce quindi che l'osservazione del cielo stellato e dei moti delle stelle e dei pianeti sia una costante nella storia dell'uomo. Dalla preistoria ai giorni nostri.



Una delle domande che da scienziati ci possiamo porre quando guardiamo il cielo stellato è: **quale di queste stelle è la più luminosa?**

Quando si guarda il cielo si vede subito che le stelle ci **appaiono** più o meno brillanti (o luminose), ovvero sembrano avere diversa intensità luminosa.

Gli studi sulla intensità luminosa delle stelle sono cominciati molto tempo prima che qualsiasi tipo di strumento fosse stato costruito, ovvero quando l'unico strumento a disposizione per poter misurare l'intensità della luce delle stelle era **l'occhio umano!!!**



Ipparco di Nicea

I primi studi furono fatti da Ipparco di Nicea (astronomo greco) già nel II secolo a.C., e successivamente da Claudio Tolomeo (circa 150 d.C.).



Claudio Tolomeo

Divisero le stelle osservate in cielo in 6 **classi di luminosità o MAGNITUDINI**

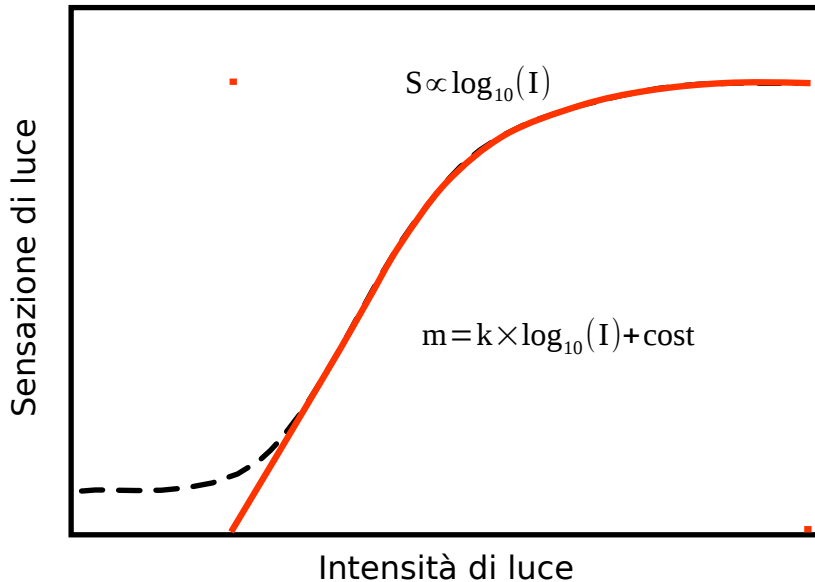
Si parla in genere di magnitudine o di grandezza di una stella:

ex.: stella di 1° grandezza = stella di magnitudine 1

Fu l'astronomo greco Ipparco a ideare una scala numerica per descrivere la luminosità delle stelle: le divise in 6 classi di luminosità o magnitudini. Le stelle più brillanti sono di prima grandezza (o di magnitudine = 1), le stelle più deboli sono di sesta grandezza o mag=6.

Tolomeo, tre secoli dopo, scrisse un trattato scientifico (Almagesto) basandosi per la parte astronomica tra l'altro sugli studi di Ipparco e fu l'ideatore del modello geocentrico per il sistema solare (pianeti, sole e stelle ruotano attorno alla terra) detto sistema tolemaico. Che restò di riferimento fino all'avvento di Copernico nel 1500.

La Magnitudine apparente

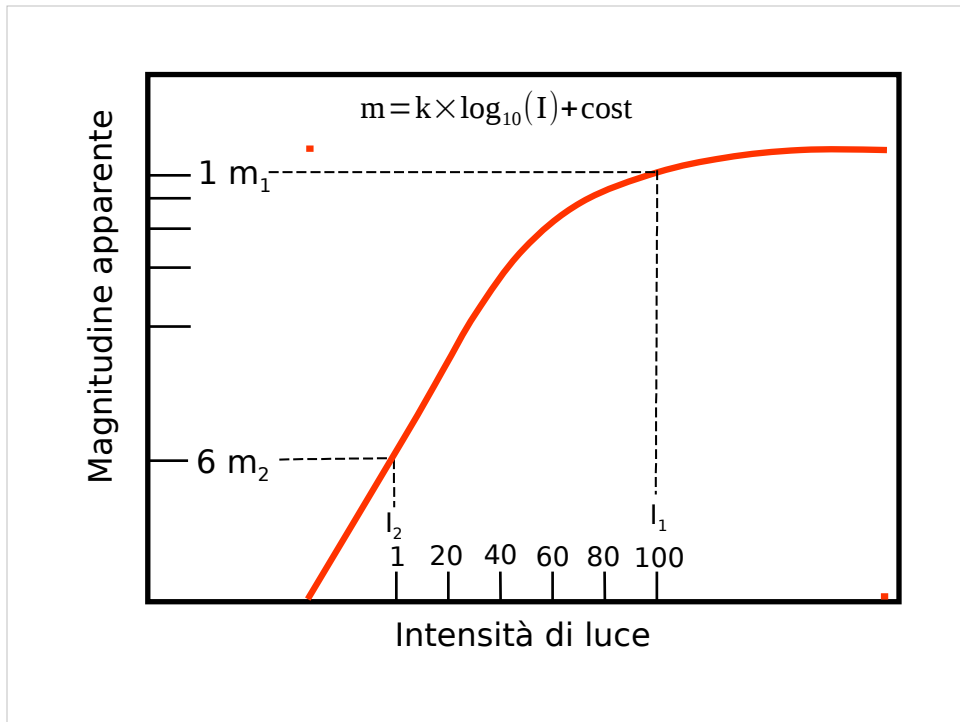


Per avere un metodo oggettivo/quantitativo e uniforme per valutare la luminosità delle stelle, bisogna poter valutare in modo oggettivo l'intensità luminosa emessa da una sorgente e metterla in relazione con la sua classe di luminosità (magnitudine o anche grandezza) individuate da Ipparco.

Un contributo decisivo venne dalla fisiologia. Si può dimostrare infatti che:

L'occhio umano reagisce all'intensità della luce in modo logaritmico.

La risposta dell'occhio umano, cioè la sensazione di luce (S), ad uno stimolo luminoso (I) può essere descritta da una funzione logaritmica, che ci dà una misura della magnitudine apparente (m)



Proviamo a determinare il valore della costante k .

Quando vennero fatte le prime misurazioni dell'intensità luminosa, Pogson (metà 800) trovò che il passaggio da una **classe di luminosità (magnitudine)** a quella subito successiva corrispondeva ad un rapporto fisso fra le intensità.

In particolare osservò che la differenza fra una stella di 1° magnitudine ed una stella di 6° corrispondeva ad un rapporto di circa 100 fra le rispettive intensità di luce.

$$m_1 - m_2 = -5 \quad \Leftrightarrow \quad \frac{f_1}{f_2} = 100$$

$$m_1 - m_2 = k \times \log_{10} \left(\frac{f_1}{f_2} \right) \quad \Rightarrow \quad k = -2.5$$

$$m_1 - m_2 = -2.5 \times \log_{10} \left(\frac{f_1}{f_2} \right) \quad \text{equazione di Pogson}$$

Per una stella:

$$m = -2.5 \times \log_{10} \frac{f}{f_0} \quad \Rightarrow \quad m = m_0 - 2.5 \times \log_{10} f$$

f_0 è l'intensità di Vega che ha $m = 0.0$

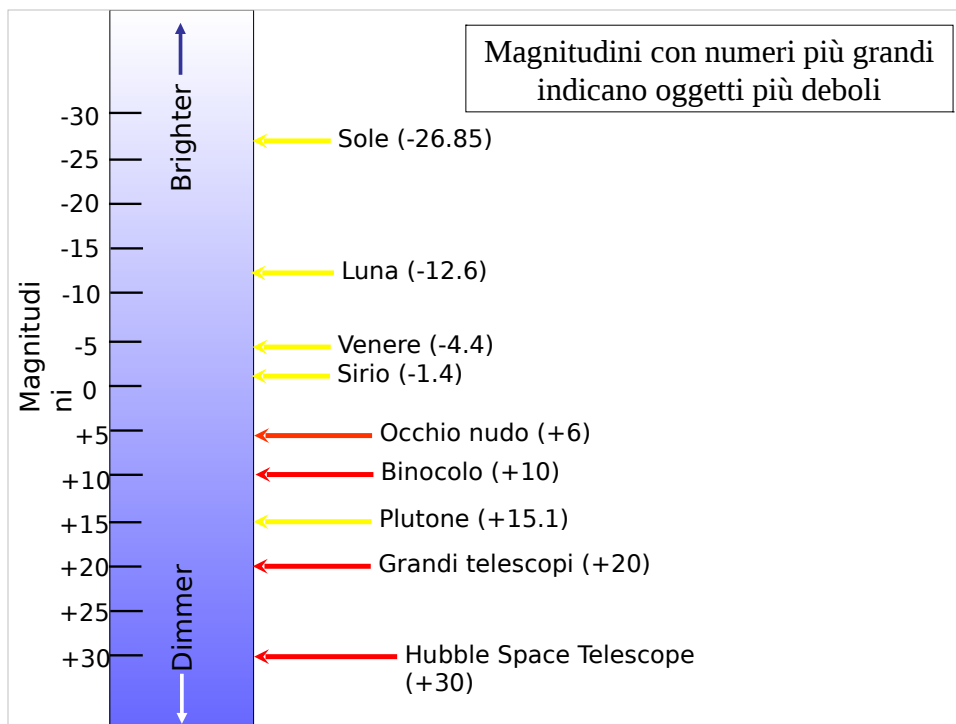
Magnitudine **apparente** del Sole: $m_{\odot} = -26.85$

Siano $m_1=1$ ed $m_2=6$ le magnitudini apparenti che corrispondono alle intensità f_1 e f_2 osservate per due diverse stelle. La differenza fra le due magnitudini m_1-m_2 è -5 mentre il rapporto fra le luminosità f_1/f_2 è 100. Secondo Pogson, possiamo quindi scrivere che $m_1 - m_2 = k \log (f_1 / f_2)$ e ricavare la costante $k = 2.5$.

Ricaviamo quindi l'equazione di Pogson nel riquadro.

Per dare un valore definito di magnitudine apparente (m) e non valutare la differenza di magnitudine tra due stelle (m_1-m_2), bisogna prendere un punto di riferimento, un punto zero per il sistema di magnitudini. Per convenzione si prende la stella Vega (alfa Lyrae) che ha $mag = 0$. La mag delle altre stelle si ottiene confrontando l'intensità luminosa (flusso) della stella con quella di Vega.

La magnitudine decresce quando l'intensità luminosa cresce: infatti si parla di oggetti brillanti quando la loro magnitudine apparente è molto piccola e viceversa. Questo deriva ovviamente dalla scala delle magnitudini definita da Ipparco con gli oggetti più brillanti che avevano associati numeri più piccoli.



Qui possiamo vedere la scala delle magnitudini dove sono indicati valori di magnitudine dagli oggetti più deboli (in basso con magnitudine più elevata) agli oggetti più brillanti (in alto con magnitudine più bassa).

In giallo, sono indicate le sorgenti: abbiamo quelle più brillanti in cielo: il sole, la luna, il pianeta più brillante, Venere, e la stella più luminosa: Sirio. Per contrasto è indicato anche l'ex pianeta più debole, è Plutone (mag apparente +15).

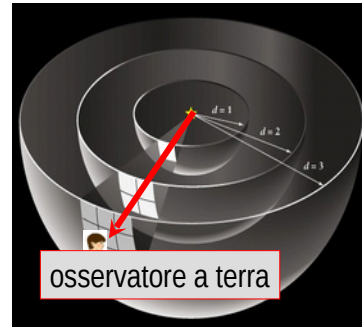
Sono indicati anche gli strumenti con cui possiamo osservare il cielo: ad occhio nudo arriviamo a sorgenti fino alla magnitudine 6.

Poi con le frecce rosse sono indicati gli strumenti ottici che permettono di osservare sorgenti decisamente più deboli.

Il Flusso e la Luminosità

$$f_{\text{oss}} = \frac{L}{4\pi d^2}$$

- f_{oss} è il **flusso** di energia ricevuta per unità di superficie e di tempo ($\text{erg cm}^{-2} \text{s}^{-1}$)
- L è la **luminosità**, cioè l'energia emessa dalla stella per unità di tempo (erg s^{-1})
- d è la **distanza** della stella dall'osservatore (cm)



Per due stelle con la stessa luminosità ma poste a distanze diverse:

$$L = L_1 = 4\pi d_1^2 f_1 = L_2 = 4\pi d_2^2 f_2$$

Quando abbiamo parlato di intensità luminosa di una stella, per il calcolo della magnitudine apparente, in realtà ci si riferisce al **FLUSSO di energia osservato**, f_{oss} , ovvero alla quantità di energia emessa dalla stella (L) che attraversa una superficie unitaria nell'unità di tempo. Questa viene misurata con gli strumenti a terra o nello spazio (ad esempio: l'occhio, i telescopi, etc.).

Prendiamo una stella, nel disegno al centro, e assumiamo che la radiazione (E) si propaghi in modo uguale in tutte le direzioni (cioè in modo isotropo) e sotto forma di gusci sferici. Al crescere della distanza, cresce la superficie del guscio sferico e l'energia si sparpaglia su un'area maggiore, quindi l'energia per unità di superficie diminuisce.

La quantità di energia che arriva sulla terra per unità di tempo e unità di superficie dipenderà dalla luminosità intrinseca della stella (E o L) e dalla sua distanza. Al crescere della distanza, la luminosità si sparpaglia su una superficie sferica maggiore, quindi il flusso osservato (=energia per unità di superficie) diminuisce al crescere della distanza.

Pensate ad una lampadina da 100 W (J/s) se la tengo vicino e guardo, è accecante, se la pongo a distanza di 1 m o 100 m osservo una luce meno intensa, ma è la stessa lampadina che emette la stessa quantità di energia al secondo.

Adesso consideriamo due stelle con la stessa luminosità L (cioè $L_1 = L_2$) ma che sono poste a distanze d_1 e d_2 diverse e confrontiamole fra loro.

La differenza fra le magnitudini apparenti delle due stelle vale:

$$m_1 - m_2 = -2.5 \times \log_{10} \left(\frac{f_1}{f_2} \right) = -2.5 \times \log_{10} \left(\frac{L}{4\pi d_1^2} \times \frac{4\pi d_2^2}{L} \right)$$

$$m_1 - m_2 = -2.5 \times \log_{10} \left(\frac{d_2^2}{d_1^2} \right)$$

$$m_1 - m_2 = -5 \times \log_{10} \left(\frac{d_2}{d_1} \right)$$

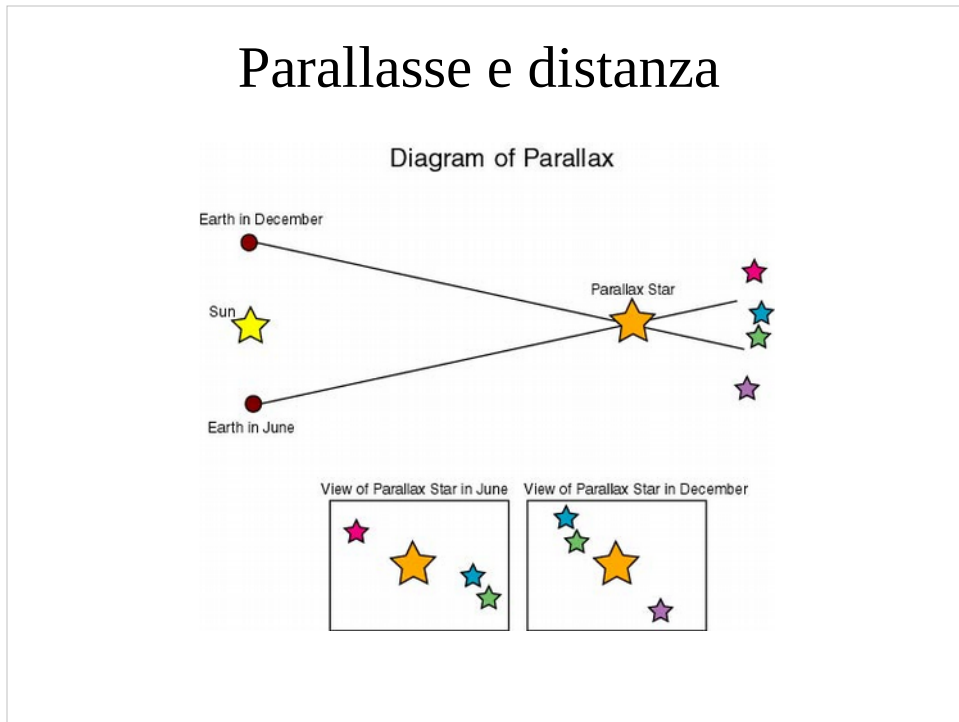
Utilizziamo la formula di Pogson per vedere quanto vale la differenza di magnitudini apparenti delle due stelle che emettono la stessa quantità di energia ma sono poste a distanze diverse.

Questa differenza dipende dal rapporto tra le distanze: abbiamo valori diversi di magnitudine apparente, pur avendo stelle che emettono la stessa quantità di energia.

A seconda della distanza, le due stelle ci appaiono più o meno brillanti ma la luminosità non cambia. Questo perché la magnitudine apparente, come dice il nome, non è una misura assoluta dell'intensità luminosa della stella.

Per avere una misura della luminosità della sorgente, a partire dalla magnitudine apparente, mi serve la distanza.

Parallasse e distanza



Come si misurano le distanze delle stelle? Il metodo diretto che abbiamo sfrutta il fenomeno geometrico della parallasse.

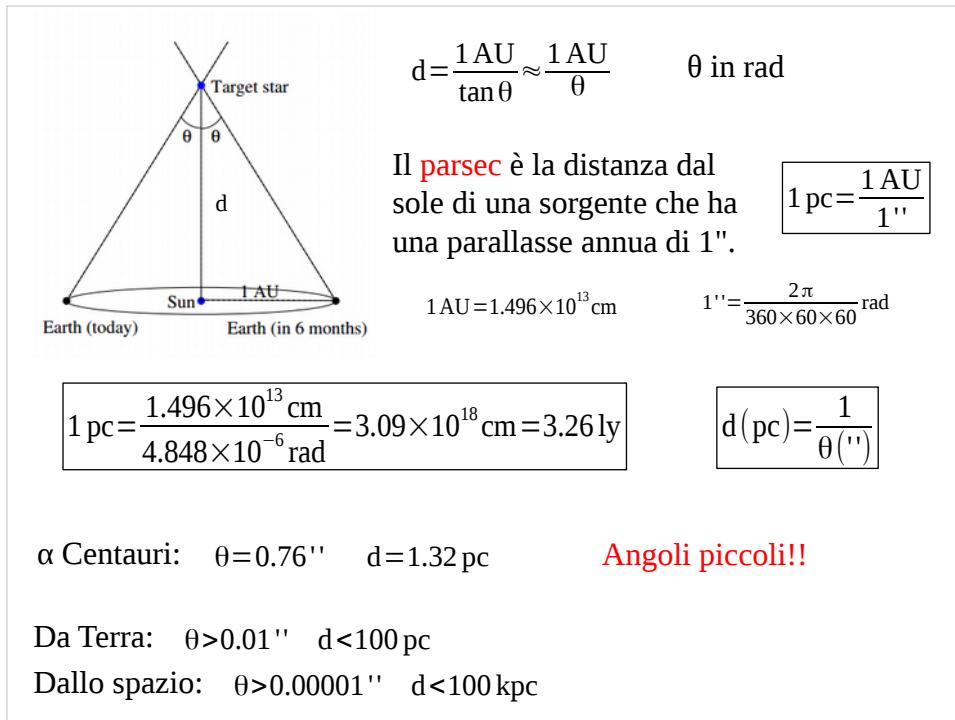
La parallasse è il fenomeno per cui un oggetto sembra spostarsi rispetto allo sfondo se si cambia punto di osservazione.

Vediamo come funziona: lo schema mostra il Sole, la posizione della Terra in due punti opposti dell'orbita e la stella di cui vogliamo valutare la distanza e stelle molto distanti che consideriamo stelle di sfondo.

Osservata in due momenti diversi (e quindi da due posizioni diverse) dell'orbita, la stella appare spostarsi rispetto alle stelle di sfondo.

Con il termine parallasse indichiamo il valore dell'angolo di spostamento.

Misurando l'angolo della parallasse e la distanza tra i due punti di osservazione è possibile calcolare la distanza dell'oggetto per mezzo della trigonometria.



Nella figura vediamo schematizzato quello che abbiamo visto nella slide precedente: l'angolo theta è l'angolo di parallasse annua che è l'angolo sotto il quale si vede da una stella il raggio medio dell'orbita della Terra (1 AU).

Consideriamo il triangolo rettangolo che ha per vertici il sole, la stella e una delle due posizioni della terra nell'orbita. Dalla trigonometria sappiamo che ogni cateto è uguale all'altro moltiplicato per la tangente dell'angolo opposto al primo cateto. In questo caso: il raggio dell'orbita terrestre, pari a 1 unità astronomica, è uguale a $d \times \tan \theta$.

Gli angoli sono così piccoli visto che le distanze sono molto grandi, che la $\tan \theta$ può essere approssimata/sostituita con l'angolo in radianti, e troviamo quindi la formula della distanza misurata con la parallasse.

Questa tecnica ha introdotto in astronomia l'uso di una nuova unità di misura delle distanze, il parsec, definito come la distanza alla quale la parallasse annua è esattamente di un secondo d'arco, ed equivale a $3.09 \times 10^{18} \text{ cm}$ e 3.26 anni luce.

La distanza in parsec si ottiene semplicemente dall'inverso dell'angolo di parallasse in secondi d'arco.

Esempio: il sistema stellare di alfa Centauri, il più vicino a noi, presenta una parallasse di 0.76" (secondi d'arco). Ne consegue che la sua distanza è $1 / 0.76 = 1.32$ parsec, ovvero 4.3 anni luce. Limite di questa tecnica: tutte le altre stelle sono più distanti quindi il loro angolo di parallasse è molto minore. Da Terra, le distanze massime misurabili sono dell'ordine dei centinaia di pc (atmosfera non permette di risolvere angoli molto piccoli).

Il satellite Gaia, lanciato il 19 dicembre del 2013, ha migliorato sostanzialmente la situazione effettuando rilevazioni con precisione tra i 20 ed i 200 microarcosecondi.

100 kpc -> raggiunge le stelle più lontane della nostra galassia (diam_viaLattea = 30 kpc)

La Magnitudine Assoluta

Per poter confrontare le stelle, supponiamo di metterle tutte alla stessa distanza di 10 parsec (pc).

La **magnitudine assoluta** (M) è la magnitudine della stella se fosse posta alla distanza di 10 pc.

$$m - M = -5 \times \log_{10} \left(\frac{10}{d} \right)$$

$$M = m + 5 - 5 \times \log_{10} d$$

d in parsec

M-m è detto **modulo di distanza**.

Definiamo ora la magnitudine assoluta che è una misura della luminosità della stella, cioè della reale quantità di luce emessa dalla stella.

Per farlo, immaginiamo di porre tutte le stelle alla stessa distanza, pari a 10 parsec.

Definiamo la mag assoluta (M) come la mag che avrebbe una stella posta alla distanza di 10 parsec.

Il concetto è che se pongo tutte le stelle ad una stessa distanza di riferimento, allora le posso confrontare e ottenere una misura intrinseca della loro luminosità.

Applichiamo la formula di Pogson vista prima, dove questa volta abbiamo una differenza di magnitudine (m-M) della stessa stella posta alla distanza reale (d) e alla distanza di 10 pc.

Questa è l'espressione per la magnitudine assoluta in cui d va espressa in pc.

M-m è detto modulo di distanza e, se conosciamo M e m, permette di ricavare la distanza in modo indiretto. Viceversa, nota la distanza, misurando m ricaviamo M.

Qual è la magnitudine assoluta del Sole?

$$m_{\odot} = -26.85$$

$$d_{\odot} = 1 \text{ UA} = 1.496 \times 10^{13} \text{ cm} = 4.841 \times 10^{-6} \text{ pc}$$

$$M_{\odot} = m_{\odot} + 5 - 5 \times \log(d_{\odot}) \quad \Rightarrow \quad M_{\odot} = +4.73$$



Qual è la magnitudine assoluta di α Cen A?

$$m_{\alpha\text{Cen}} = 0.01$$

$$d_{\alpha\text{Cen}} = 1.32 \text{ pc}$$

$$M_{\alpha\text{Cen}} = m_{\alpha\text{Cen}} + 5 - 5 \times \log(d_{\alpha\text{Cen}}) \quad \Rightarrow \quad M_{\alpha\text{Cen}} = +4.41$$

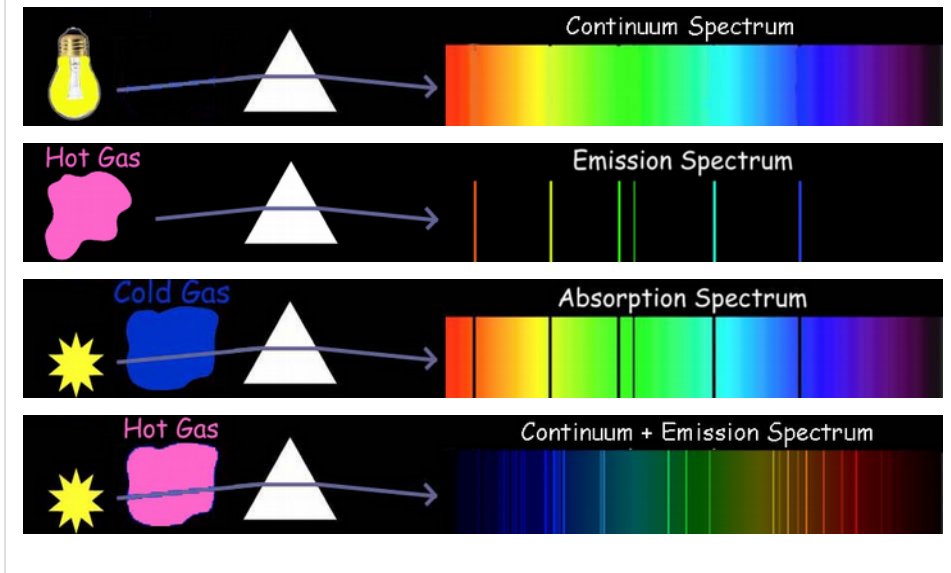
Proviamo ora a calcolare la magnitudine assoluta del Sole, l'astro più brillante in cielo, con mag apparente pari a -26.85. Sostituendo i valori della distanza e della mag apparente, troviamo che vale 4.73.

Consideriamo ora il sistema triplo di alfa Cen, la stella più vicina a noi, dopo il sole, e in particolare la stella alfa Cen A. In figura sono rappresentate, in scala, le tre stelle del sistema e il sole. Alfa Cen A è simile per colore e dimensioni al sole.

La sua magnitudine apparente è decisamente più debole di quella del sole: abbiamo una differenza in mag di 26.86 che corrisponde a un flusso 10^{10} volte meno intenso (alfa Cen A appare 10 miliardi di volte meno luminosa del sole).

Facendo i conti, troviamo che in realtà le due stelle hanno magnitudini assolute molto simili: alfa Cen si trova a 1.32 pc da noi, mentre il sole è decisamente più vicino e quindi ci appare molto più luminoso.

Gli Spettri Stellari



Ora parliamo di spettri delle stelle. Abbiamo già visto che le stelle emettono una radiazione che, fatta passare attraverso uno spettrografo, ha una distribuzione di intensità in funzione della λ pari a quella di un corpo nero di una certa T . E parliamo di emissione termica di corpo nero. Questa è la prima situazione, schematizzata da lampadina, il triangolo rappresenta un prisma, che è l'elemento dispersore e l'arcobaleno rappresenta l'emissione continua, quindi a tutte le lunghezze d'onda, per semplicità nel visibile.

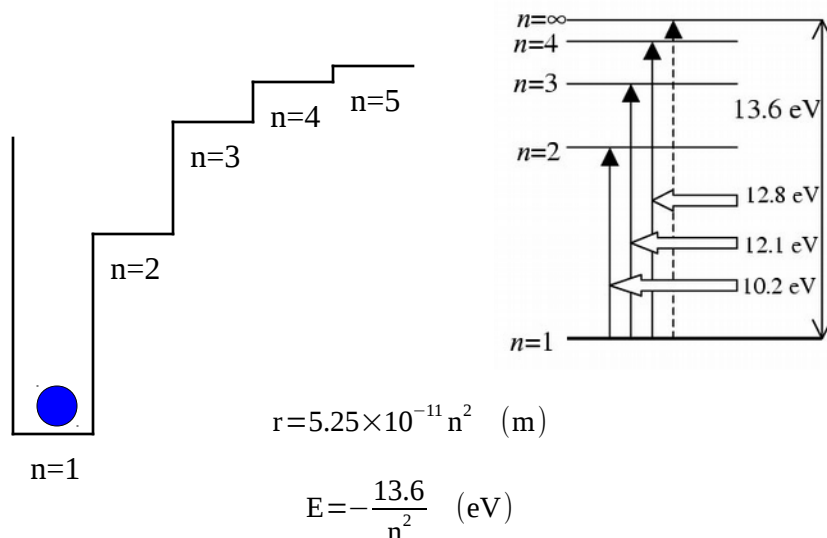
Nel secondo caso, otteniamo uno spettro diverso: vediamo solo delle emissioni a certe lunghezze d'onda. Questo è ciò che ottengo quando analizzo lo spettro di un gas caldo.

Nel terzo caso, abbiamo lo spettro continuo con mancanza di luce (le righe nere) a certe lunghezze d'onda (=righe di assorbimento). Ottengo questo tipo di spettro quando osservo la luce emessa da una stella che attraversa del gas più freddo.

Nell'ultimo caso, allo spettro continuo si sommano le righe di emissione: abbiamo quindi lo spettro ottenuto osservando la luce emessa da una stella che attraversa del gas caldo.

Nelle stelle tipicamente osserviamo spettri come quello del terzo caso: continuo+assorbimento, sorgente densa e calda (l'interno stellare) + gas freddo attorno (atmosfera stellare)

Livelli d'energia nell'atomo di H



Vediamo di capire come si formano gli spettri con righe in assorbimento ed emissione.

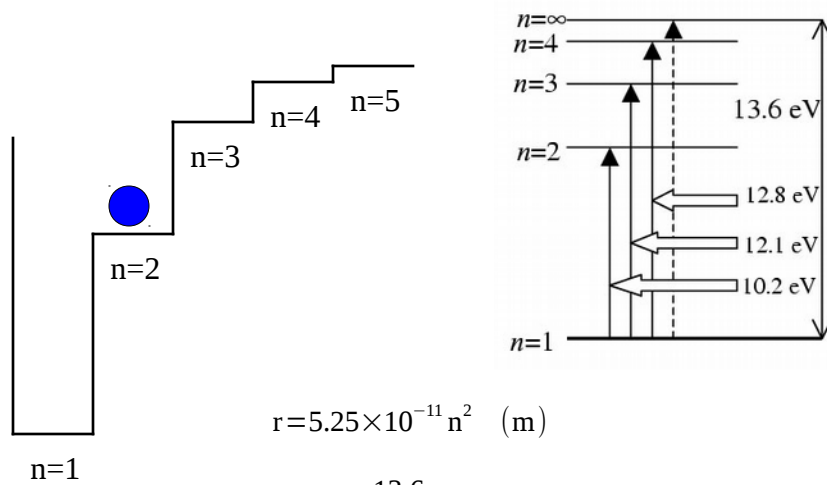
Dalla fisica atomica e dalla fisica quantistica sappiamo che gli elettroni di un atomo possono trovarsi solo su determinati livelli di energia e mai in posizioni intermedie. In questa diapositiva è rappresentato uno schema per l'atomo più semplice, l'atomo di idrogeno. Il livello $n=1$ si chiama **livello fondamentale**, i livelli $n>1$ sono **livelli superiori** o **livelli eccitati**.

Le formule nel riquadrano riportano la distanza (in metri) di ogni livello di energia dal nucleo, e l'energia in ogni livello (in eV), dove 13.6 eV è l'E di ionizzazione.

Sono necessari 13.6 eV per poter strappare l'elettrone dal livello fondamentale e liberarlo, ionizzando così l'atomo di idrogeno. Questa energia si chiama energia di ionizzazione.

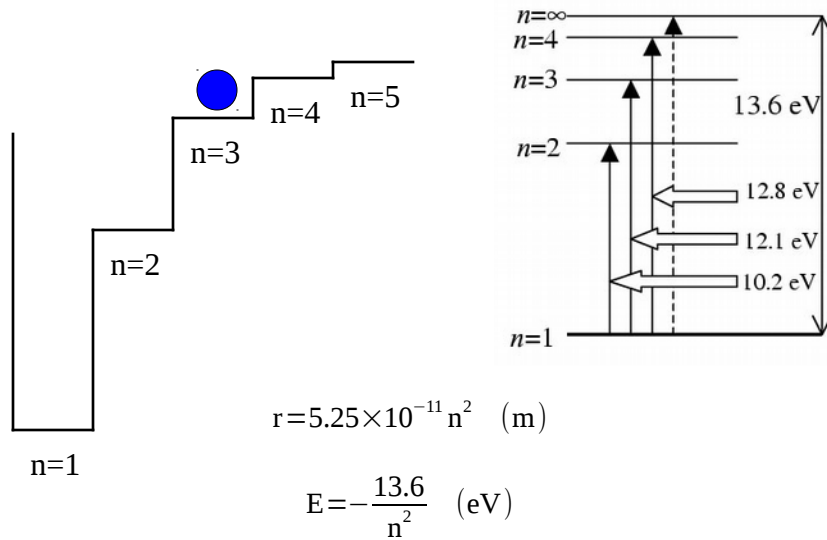
L'elettrone si può quindi trovare al livello 1

Livelli d'energia nell'atomo di H



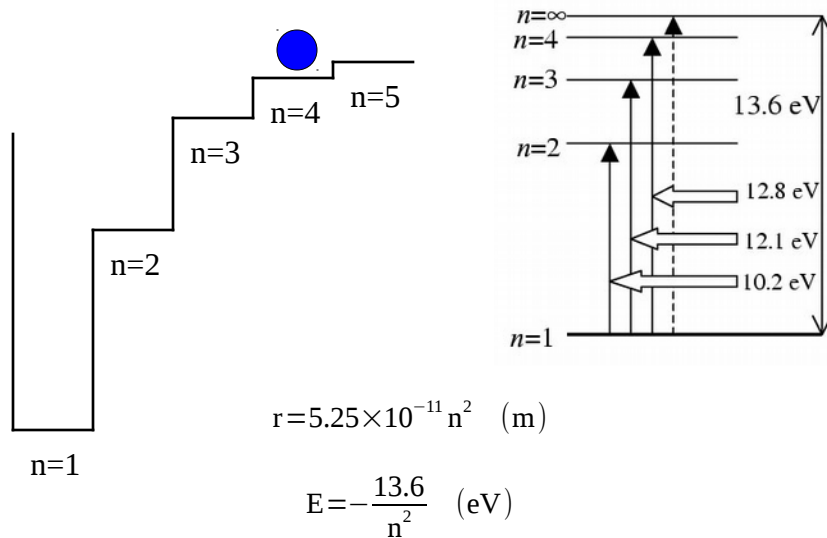
...al livello $n=2$

Livelli d'energia nell'atomo di H



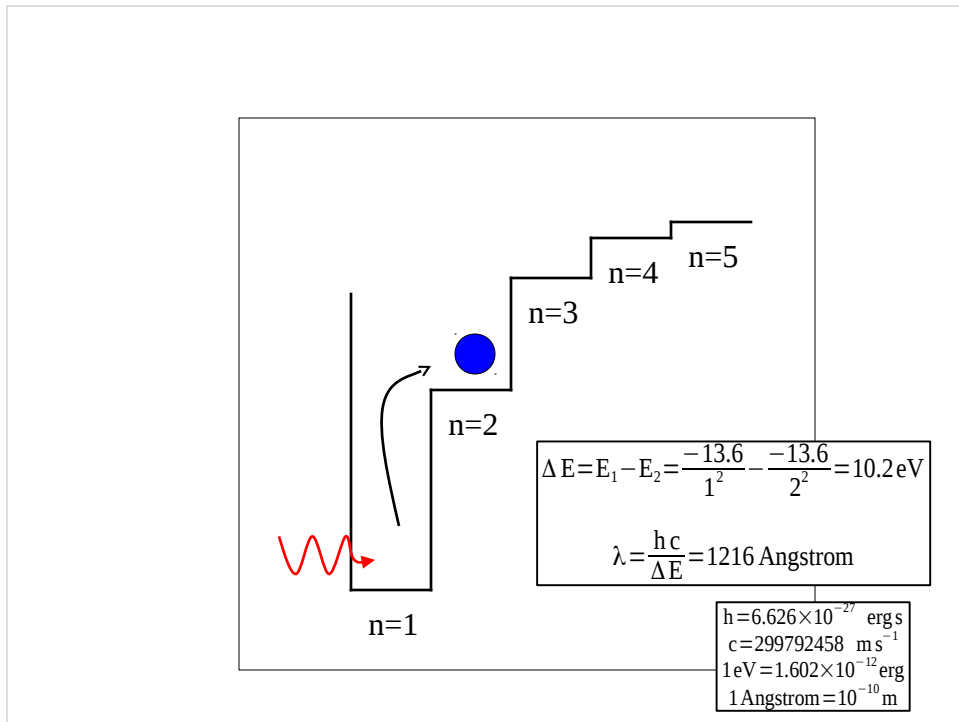
...o ancora al livello $n=3$

Livelli d'energia nell'atomo di H



o al livello $n=4$, o 5 o successivi (che qui non indichiamo).

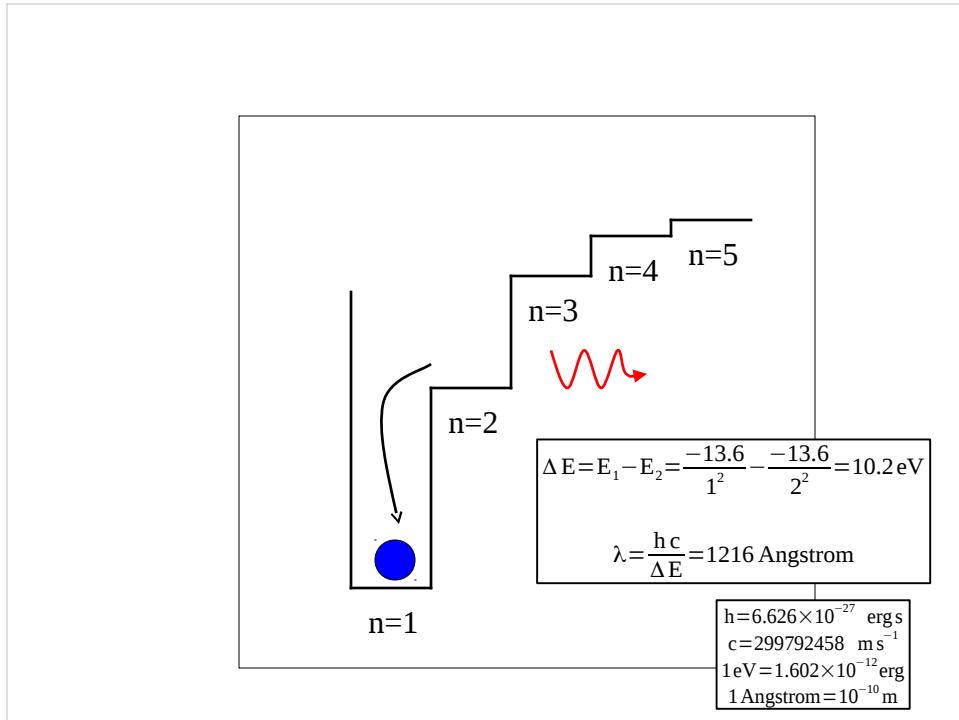
NON si può trovare in posizioni intermedie tra un livello e l'altro.



La meccanica quantistica ci dice che per poter far salire l'elettrone dal livello fondamentale al livello superiore, esso deve assorbire un fotone di energia $E=hf$ pari esattamente alla differenza di energia fra n=1 e n=2.

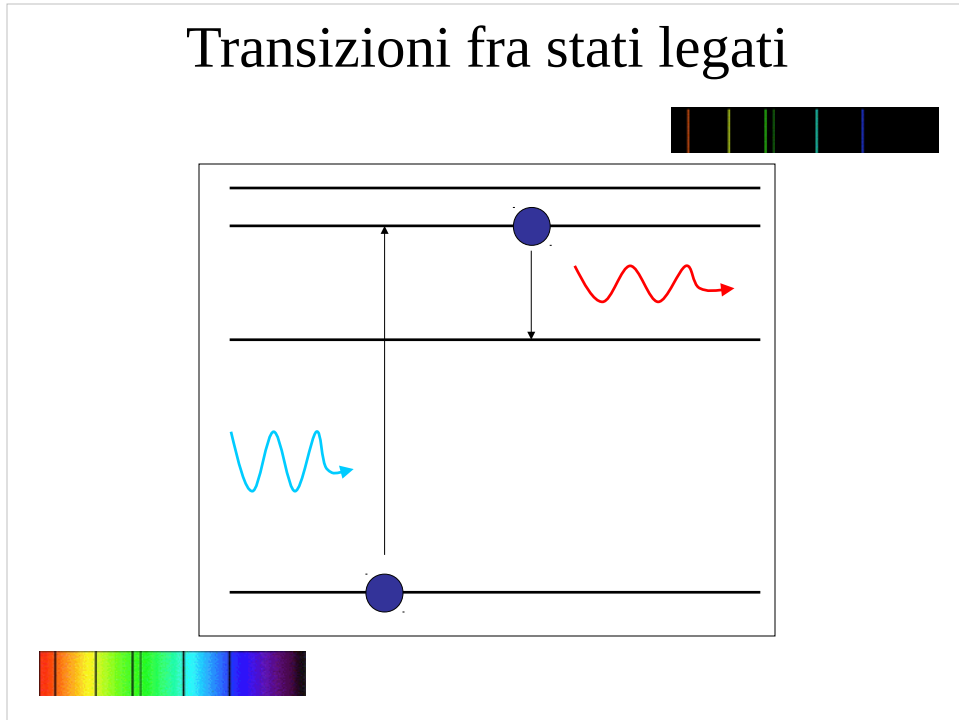
L'atomo non assorbe energia più grande o più piccola per far sì che quel salto da n=1 a n=2 avvenga, può assorbire solo fotoni con quel preciso valore di energia.

Le formule indicano il modo per calcolare la differenza di energia tra i due livelli e come ricavare da questa differenza di energia, la lunghezza d'onda della radiazione che viene assorbita.



L'elettrone a livello superiore è più instabile e spontaneamente tende a ricadere a livello fondamentale. Nel fare questo perde energia sottoforma di un fotone esattamente identico a quello che gli ha permesso di salire da $n=1$ a $n=2$.

Transizioni fra stati legati

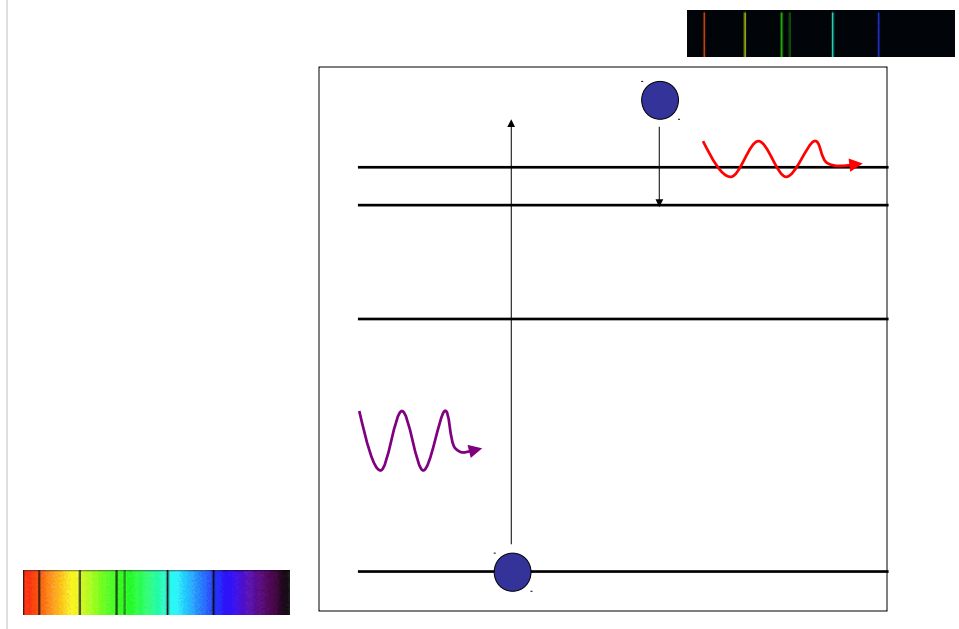


Ogni transizione che abbiamo appena visto produce un particolare spettro.

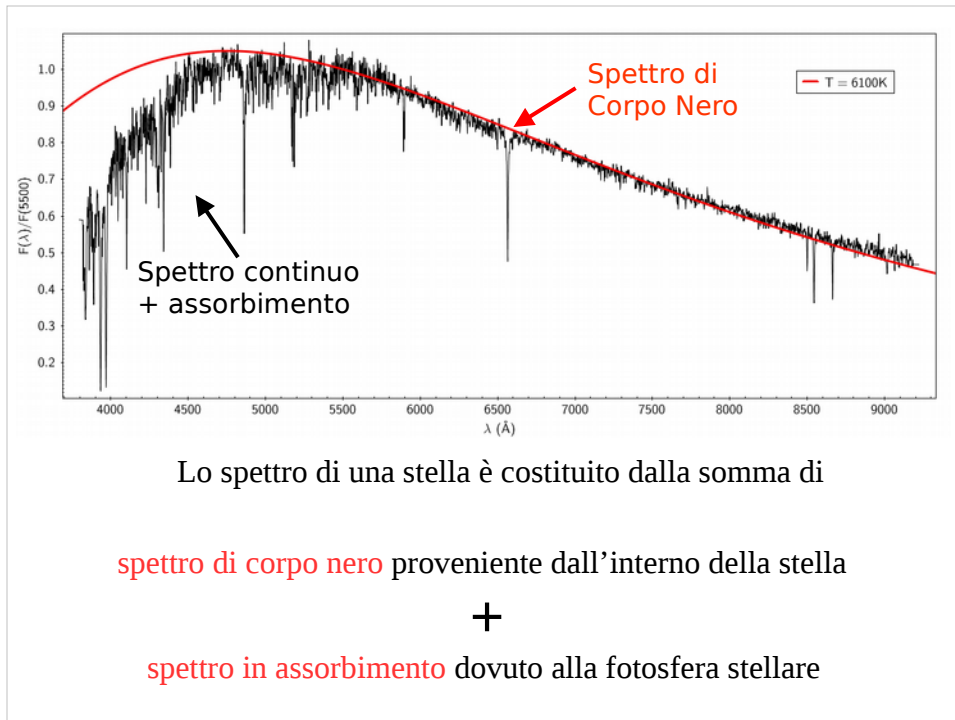
Le transizioni fra stati legati (cioè tra due livelli dello stesso atomo) sono causa di righe in assorbimento quando l'elettrone passa da un livello di energia più basso a uno più alto, in questo caso, infatti, l'atomo assorbe un fotone di E pari alla differenza di E tra i livelli e quindi manca radiazione alla lunghezza d'onda corrispondente a quella transizione.

Abbiamo invece righe in emissione quando l'elettrone cade da un livello di energia più alto a uno più basso, ed emette quindi un fotone di E pari alla differenza di E tra i due livelli, generando un aumento di E alla lunghezza d'onda che corrisponde a quella transizione.

Transizioni fra stati legati e liberi



Le transizioni fra stati legati e stati liberi sono causa di righe in assorbimento quando l'elettrone da un livello di energia dell'atomo si sgancia da esso diventando libero, e in emissione quando l'elettrone libero si riaggancia con uno ione raggiungendo un certo livello di energia.



L'energia prodotta all'interno della stella, con meccanismi che vedremo nella prossima lezione, viene trasportata fino in superficie. Una volta uscita dalla superficie deve attraversare la **Fotosfera Stellare**, ovvero gli strati più esterni della stella.

Il materiale denso e caldo degli interni stellari produce energia che viene emessa alla fotosfera con una distribuzione spettrale tipica di un **Corpo Nero**: uno spettro continuo, cioè con emissione di luce a tutte le lunghezze d'onda.

La fotosfera è costituita di gas (atomi e molecole) e gli strati più esterni sono più freddi rispetto agli strati 'superficiali' da cui la radiazione di corpo nero viene emessa. Quando la radiazione attraversa questi strati, gli atomi e/o le molecole presenti assorbono energia a determinate lunghezze d'onda, corrispondenti alle transizioni possibili tra i vari livelli di energia.

Il fatto di vedere le righe in assorbimento mi indica che nella fotosfera delle stelle c'è un gradiente di temperatura negativo: all'aumentare della distanza dalla 'superficie' della stella, la temperatura diminuisce. Questo mi dice che gli strati più esterni della fotosfera sono più freddi e quindi la radiazione che incide su questo gas viene assorbita da atomi e molecole.

Come abbiamo visto prima, se invece le stelle fossero circondate da dischi o aloni di gas caldo, allora lo spettro che vedremmo sarebbe una combinazione di emissione di BB e di righe di emissione.

Nelle stelle di solito abbiamo assorbimenti, ma esistono anche stelle in cui il gas viene riscaldato dall'intensa radiazione emessa e quindi vediamo le righe in emissione.

Dallo spettro di una stella si possono ricavare moltissime informazioni:

- ✓ **TEMPERATURA** (corpo nero)
- ✓ **COMPOSIZIONE CHIMICA** (righe di emissione ed assorbimento)
- ✓ **MAGNITUDINI, COLORI, etc.**
- ✓ **VELOCITÀ** (effetto Doppler)

Studiare gli spettri stellari è molto utile perché da questi possiamo ottenere moltissime informazioni: una stima della temperatura superficiale delle stelle, la composizione chimica, studiando le righe di assorbimento/emissione, le magnitudini e i colori (che vedremo tra poco) e la **velocità (di rotazione e/o di rivoluzione= v_{radiale} , moto della stella nella galassia attorno al centro galattico)** utilizzando l'effetto Doppler.

Tutte queste informazioni su una stella si possono ottenere osservando e studiando un singolo spettro della stella.

Temperatura delle stelle

La luminosità della stella è data da: $L = 4\pi R^2 f$ ← f è il flusso alla superficie della stella.

Assumendo che la stella si comporti come un corpo nero:

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

Quando si parla di temperatura delle stelle ci si riferisce alla **temperatura efficace** (T_{eff}) della stella, ovvero alla temperatura che avrebbe un corpo nero che emette la stessa energia emessa dalla stella.

Abbiamo visto che la radiazione che proviene dalle stelle viene emessa dallo strato chiamato fotosfera. Possiamo considerare la stella come una sfera di gas che emette un flusso, alla superficie pari a f . f indicato qui è diverso da f_{oss} : il secondo è la quantità di E che osserviamo a terra, per unità di tempo e di superficie e dipende dalla distanza. Questo, invece, è il flusso emesso alla superficie della stella per unità di tempo e di superficie. Quindi l'energia emessa dalla stella al secondo, cioè la sua luminosità, possiamo scriverla in questo modo: il flusso (E per unità di superficie) moltiplicato per la superficie della sfera di raggio pari al raggio della stella.

Approssimando il comportamento della stella con quello di un corpo nero con uguale T , posso scrivere che $L = 4\pi R^2 \sigma T^4$

Viene definita come temperatura efficace (T_{eff}) di una stella quella data dalla relazione di Stefan Boltzmann: pertanto, T_{eff} è la temperatura di un corpo nero che emette la stessa E (o flusso/luminosità) della stella.

Classificazione delle stelle



Annie Jump Cannon

La classificazione spettrale moderna è stata codificata nel 1901 grazie al lavoro di osservazione e catalogazione degli spettri delle stelle dell'astronoma statunitense Annie Jump Cannon.

La Cannon identificò 7 tipi di spettri di stelle che indicò con le lettere O-B-A-F-G-K-M.



Cecilia Payne-Gaposchkin

Negli anni 20 Cecilia Payne, un'astrofisica anglo-statunitense studiando le atmosfere stellari, trovò una correlazione tra la classe spettrale e la temperatura.

Vediamo ora come possiamo classificare le stelle.

La storia della classificazione spettrale delle stelle inizia con il lavoro di un'astronoma statunitense Annie Jump Cannon che tra fine '800 e inizi del '900 contribuì a compilare il catalogo Draper (o catalogo HD) un catalogo con dati astrometrici e spettroscopici di oltre 225000 stelle. Classificò gli spettri nelle classi OBAFGKM basandosi sull'intensità delle righe di assorbimento dell'idrogeno in ottico (serie di Balmer).

Cecilia Payne fu invece un'astrofisica anglo-statunitense che negli anni '20 si occupò della composizione chimica delle stelle, provando che sono costituite primariamente di H ed He. Trovò una correlazione tra le classi spettrali e la temperatura, dimostrò cioè che l'intensità delle righe di H o He presenti non dipende dalle diverse abbondanze chimiche ma dalla diversa temperatura.

Sulla base delle caratteristiche dello spettro le stelle vengono classificate in **Tipi Spettrali** e **Classi di luminosità**

- ✓ Il parametro fisico fondamentale per la classificazione spettrale delle stelle è la **temperatura** (T).
- ✓ Al variare della T varia la **forma del continuo** e varia il **tipo di righe e bande di assorbimento**.
- ✓ A parità di T lo spettro è **sensibile al raggio** (R), cioè alla **gravità superficiale**.

$$g = \frac{G M}{R^2}$$

La classificazione moderna è la classificazione a due parametri (T e L) di Morgan-Keenan, basata sulla dipendenza delle righe spettrali dalla temperatura e dalla gravità superficiale.

E fu introdotta nel 1943 da William Wilson Morgan, Philip C. Keenan and Edith Kellman dello Yerkes Observatory.

Nel 1953 dopo alcune revisioni alle stelle standard utilizzate e ai criteri di classificazione lo schema fu rinominato MK ed è il sistema in uso anche ora.

1. La T è il parametro fondamentale: a seconda di T cambia la forma del continuo e cambia il tipo e l'intensità delle righe/bande di assorbimento.
2. A seconda della gravità, cambia la forma delle righe spettrali. Al variare del raggio, cioè della gravità, varia la Lum a parità di T -> classi di luminosità
3. Le stelle più dense, con una gravità superficiale maggiore hanno una pressione maggiore e questo risulta in un allargamento delle righe spettrali. La gravità e la pressione sulla superficie di una stella gigante sono inferiori a quelle di una stella nana, perché il raggio della gigante è molto maggiore di una nana, a parità di massa.

Classificazione di Morgan-Keenan

I Tipi Spettrali fondamentali sono 7: **O, B, A, F, G, K, M**



Suddivisi a loro volta in 10 **sottotipi** in ordine di **temperatura decrescente**: 0,1,...,9

Inoltre si distinguono 5 **classi di luminosità** in ordine di **raggio decrescente**: I (supergigante), II, III (gigante), IV (subgigante), V (nana)

Esempio: il Sole è una G2-V (stella nana)

Quindi la classificazione di Morgan e Keenan ordina gli spettri in funzione della T nei 7 tipi spettrali fondamentali già definiti dalla Cannon: (classe spettrale indicata con le lettere O,B,A,F,G,K,M e T decrescente dalla O alla M) a loro volta suddivisi in sotto-tipi con T decrescente. Dalla stella blu (calda) a quella rossa (fredda).

In funzione della densità superficiale vengono divise invece in classi di luminosità, indicate con i numeri romani da I a V, con V stelle di sequenza principale (o stelle nane), e I stelle super-giganti.

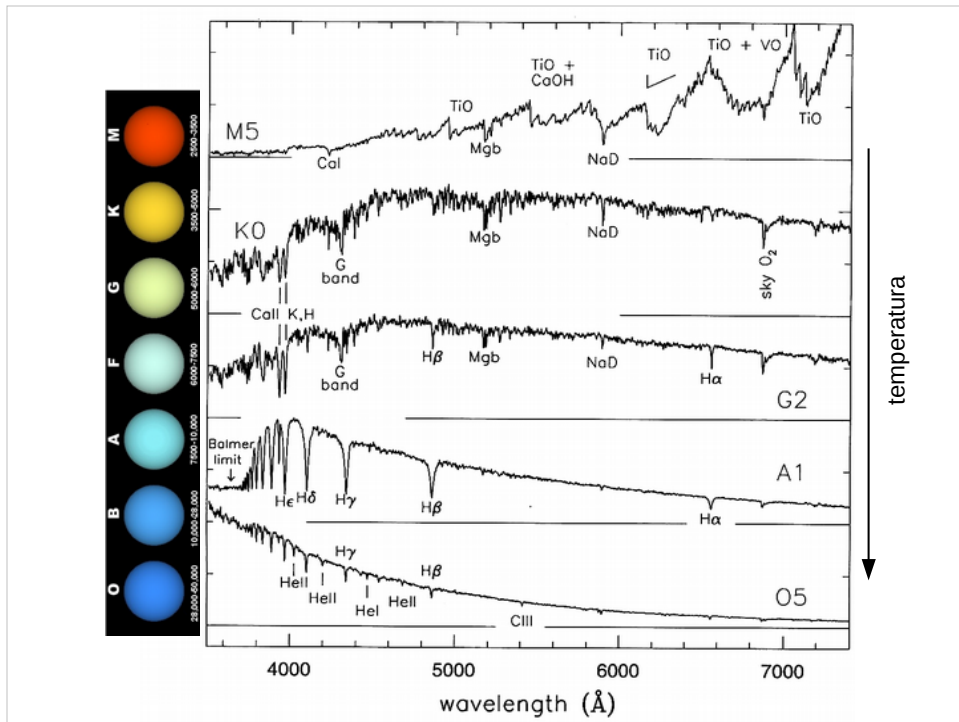
A parità di T superficiale, stelle di diversa classe di luminosità hanno diversa densità, gravità o raggio o Luminosità.

La classificazione completa del sole è: stella G2-V una stella nana con temperatura non particolarmente alta.

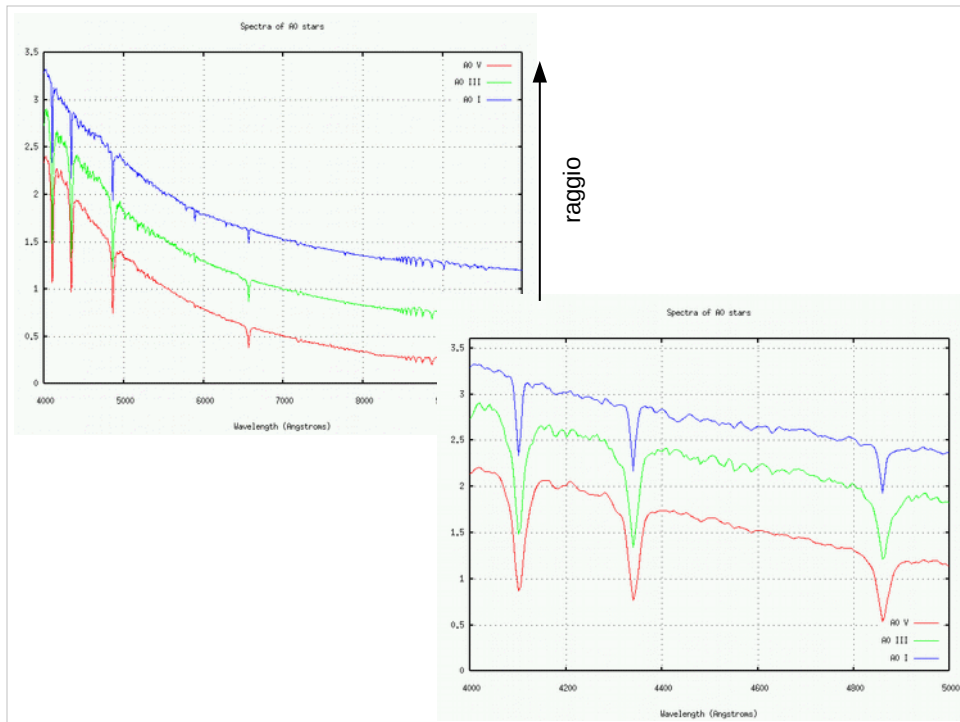
Tipo	Temperatura (K)	Righe
O	25000-50000	He II
B	12000-25000	He I, H I
A	~ 9000	H I, Ca II
F	~ 7000	H I, banda G
G	~ 5500	H I, Ca II, CN,...
K	~ 4500	Ca II, Ca I,...
M	~ 3000	TiO

La seguente tabella riporta per ogni **tipo spettrale** la **temperatura efficace** superficiale tipica (o l'intervallo di temperatura) e le **specie atomiche** responsabili della produzione delle righe di assorbimento nello spettro.

Le righe dell'idrogeno (H I) sono presenti nelle stelle B,A,F e G, ma assumono la massima intensità nelle stelle A. Le stelle O hanno spettri dominati dalle righe dell'elio ionizzato una volta (He II). Elementi più pesanti di idrogeno ed elio, chiamati genericamente metalli sono presenti nelle stelle G, K e M.



Questo grafico mostra esempi di spettri stellari per stelle di classe di luminosità V, ossia stelle nane. La temperatura superficiale cresce dall'alto verso il basso, cioè dalle stelle M alle stelle O. Si noti come cambia la forma del continuo e come variano le righe presenti. La lunghezza d'onda del massimo di emissione del corpo nero con temperatura uguale alla temperatura effettiva della superficie stellare si sposta da sinistra a destra progressivamente andando da stelle O a stelle M.



Questi grafici mostrano esempi di spettri stellari per stelle di tipo spettrale A0 ma con diversa classe di luminosità: dal blu al rosso abbiamo una super-gigante, una gigante e una nana. La temperatura superficiale è la stessa e infatti la forma del continuo e le righe presenti sono le stesse, ma dal blu al rosso diminuisce il raggio e aumenta la densità/pressione/gravità e cambia la forma delle righe di assorbimento.

Al crescere della pressione, gli atomi sono più vicini e aumenta la perturbazione dei livelli atomici durante il tempo in cui un fotone viene emesso/assorbito e questo risulta in una variazione di energia dei livelli dell'atomo. Quindi la larghezza della riga spettrale aumenta al crescere della pressione.

Si parla di pressure broadening: la presenza di particelle vicine, influenza la λ della radiazione che viene emessa dalla singola particella. C'è l'effetto legato all'impatto e si parla di collisional broadening (la collisione di altre particelle con la particella emittente interrompe il processo di emissione e accorciando il tempo caratteristico del processo, aumenta l'incertezza dell'energia emessa).

Oppure di quasistatic pressure broadening: la presenza di altre particelle sposta i livelli di energia della particella emittente e cambia quindi la frequenza della radiazione emessa.

I Colori delle Stelle

Magnitudine Bolometrica: la magnitudine ottenuta supponendo di poter misurare il flusso **totale** della stella, ovvero il flusso di energia su tutte le λ dello spettro elettromagnetico proveniente dalla stella.

$$m_{\text{bol}} = -2.5 \log_{10} f_{\text{tot}} + \text{cost}$$

Magnitudine monocromatica: la magnitudine calcolata misurando il flusso solo ad una certa lunghezza d'onda.

$$m_{\lambda} = -2.5 \log_{10} f_{\lambda} + \text{cost}$$

Si definisce **indice di colore** la quantità :

$$c_{1,2} = m_{\lambda_1} - m_{\lambda_2} \quad (\text{con } \lambda_1 < \lambda_2)$$

Definiamo ora due diverse magnitudini quella bolometrica e quella monocromatica. Prima abbiamo distinto tra mag apparente e mag assoluta che davano una misura di flusso osservato e lum intrinseca della sorgente. Questa distinzione tra mag bolometrica e monocromatica si basa su che parte dello spettro e-m stiamo considerando.

La prima è la magnitudine ottenuta ipotizzando di poter misurare tutto il flusso emesso dalla stella a tutte le lunghezze d'onda dello spettro elettromagnetico. Considero lo spettro di emissione totale di una stella, calcolo il flusso totale e ottengo con la formula delle magnitudini la magnitudine bolometrica.

In realtà spesso è più utile considerare il flusso della stella ad una lunghezza d'onda e calcolare quindi la magnitudine monocromatica.

Definiamo poi indice di colore o colore la differenza tra due magnitudini ($m_1 - m_2$) della stessa stella a diverse lunghezze d'onda (con $\lambda_1 < \lambda_2$).

Dall'approssimazione di Wien: $B(\lambda) \approx \frac{2hc^2}{\lambda^5} e^{-\frac{hc}{\lambda kT}} = f_\lambda$

$$c_{1,2} = m_{\lambda_1} - m_{\lambda_2} = -2.5 \log_{10} \left(\frac{f_{\lambda_1}}{f_{\lambda_2}} \right) + \text{cost} \quad \frac{f_{\lambda_1}}{f_{\lambda_2}} = \left(\frac{\lambda_2}{\lambda_1} \right)^5 e^{-\frac{hc}{kT} \left(\frac{1}{\lambda_1} - \frac{1}{\lambda_2} \right)}$$

$$c_{1,2} = -2.5 \left[5 \log_{10} \left(\frac{\lambda_2}{\lambda_1} \right) - \frac{hc}{kT} \left(\frac{1}{\lambda_1} - \frac{1}{\lambda_2} \right) \log_{10} e \right] + \text{cost}$$

$$c_{1,2} = -A + \frac{B}{T}$$

A e B sono due costanti che dipendono dai valori di λ_1 e λ_2 .

$$c_{1,2} = m_{\lambda_1} - m_{\lambda_2} = -2.5 \log_{10} \left(\frac{f_{\lambda_1}}{f_{\lambda_2}} \right) + \text{cost} = -2.5 \log_{10} \left(\frac{L_{\lambda_1}}{L_{\lambda_2}} \right) = M_{\lambda_1} - M_{\lambda_2} + \text{cost}$$

Vediamo ora che relazione c'è tra l'indice di colore e una quantità importante come la temperatura. Utilizzando l'approssimazione di Wien per la formula del corpo nero, vediamo che il flusso in funzione di λ può essere espresso con questa formula. L'indice di colore è una differenza di magnitudini, quindi un rapporto di flussi che può essere scritto in questo modo: proporzionale al rapporto tra le λ alla 5 potenza, per l'esponenziale con dipendenza da $1/T$ e da $1/\lambda$. L'indice di colore si può esprimere con questa formula complessa che possiamo riscrivere, raggruppando le costanti in una formula semplice che lega che mette in relazione il colore con l'inverso della temperatura.

L'ultima serie di uguaglianze indica che il colore non dipende dalla distanza, quindi è una misura che può essere fatta anche per stelle di cui non è nota la distanza.

La costante nel colore è la diff tra i punti zero (le costanti) nelle due bande.

Vega è definita come punto zero per la scala delle magnitudini, ha $\text{mag} = 0$ per ogni λ .

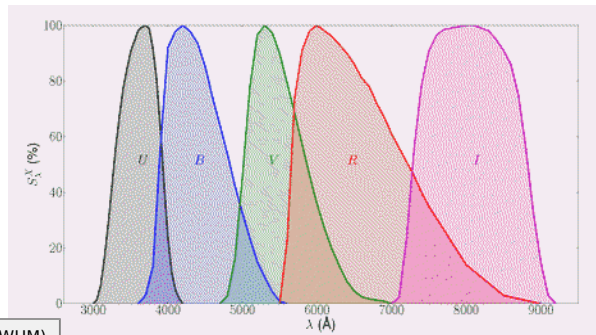
Ma $V=0$ non implica $f^{\text{Vega}}(V) = 0$, bensì $f^{\text{Vega}}(V) = 3.7 \times 10^{-9} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ A}^{-1}$

$B = 0 \rightarrow f^{\text{Vega}}(B) = 7.2 \times 10^{-9} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ A}^{-1}$

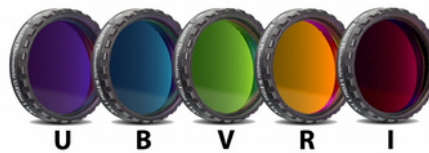
$U = 0 \rightarrow f^{\text{Vega}}(U) = 4.4 \times 10^{-9} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ A}^{-1}$

Se ho stella con indice di colore 0 o è Vega o è stella di tipo Vega, altrimenti avrò stella con colore più rosso o più blu di Vega.

Sistema fotometrico con filtri a banda larga di Bessel



Banda	λ_{max} (Å)	$\Delta\lambda$ (FWHM)
U	3604	601
B	4355	926
V	5438	842
R	6430	1484
I	8058	1402



Abbiamo visto prima la differenza tra la magnitudine bolometrica e quella monocromatica, ora vediamo come effettivamente vengono misurate le magnitudini.

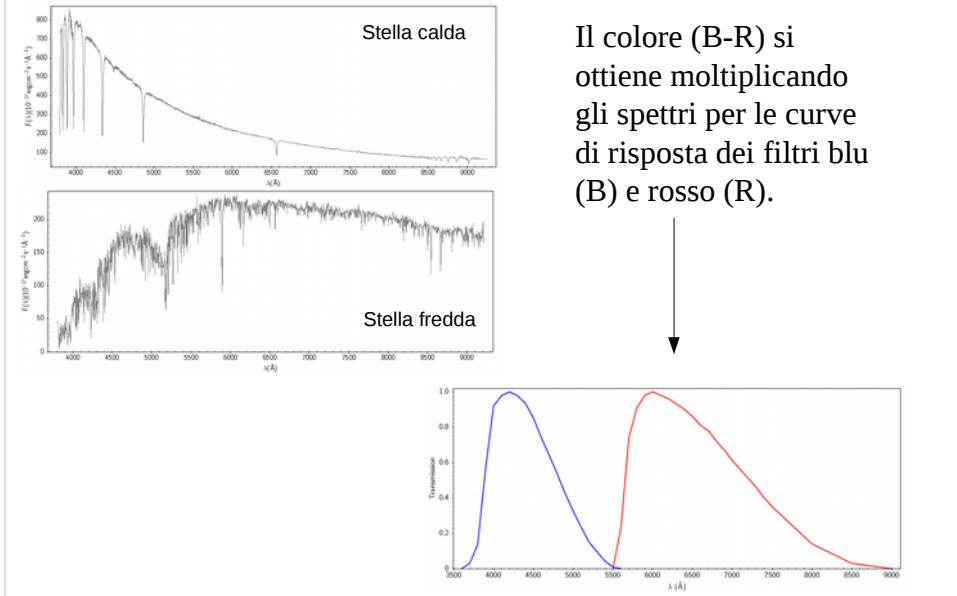
In genere, si misura il flusso proveniente da una stella attraverso dei cosiddetti **filtri a banda larga**. I filtri sono costruiti in modo da far passare solo una banda (=un intervallo) ben definita dello spettro elettromagnetico emesso della stella. Sono caratterizzati da una certa lunghezza d'onda centrale (λ_{max}) e coprono un ben definito intervallo di lunghezze d'onda ($\lambda_2 - \lambda_1$). I valori per questi filtri sono elencati in tabella.

Un sistema fotometrico è definito dall'insieme dei filtri. La prima figura mostra la curva di risposta dei filtri del sistema fotometrico Bessel. In pratica queste curve indicano la quantità di luce che viene fatta passare dal filtro in funzione della lunghezza d'onda. Questo sistema fotometrico con i suoi 5 filtri copre tutto l'intervallo del visibile.

L'immagine sotto mostra come sono fatti i filtri: sono vetri colorati che fanno passare quindi la luce di quel colore.

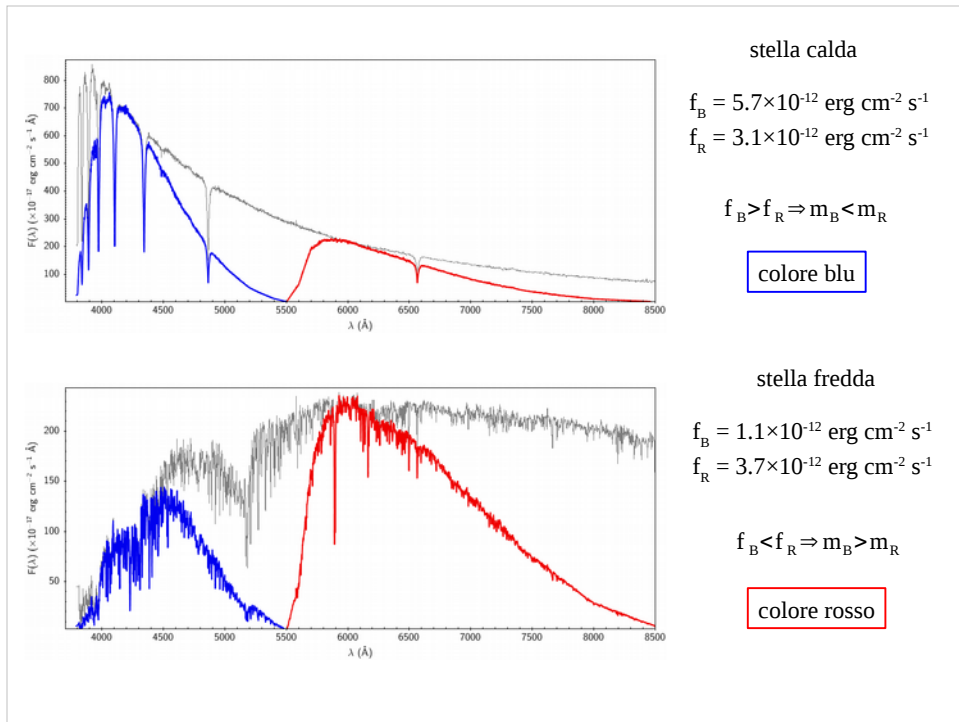
I filtri permettono di ricavare un'immagine in una banda dello spettro e-m, analizzando la quale ricavo il flusso e la mag in quella banda. Se ho due bande, ricavo l'indice di colore che è utile perché mi dà informazione sulla T.

Colori e Temperatura



Vediamo ora perché l'indice di colore è una misura della T della stella.

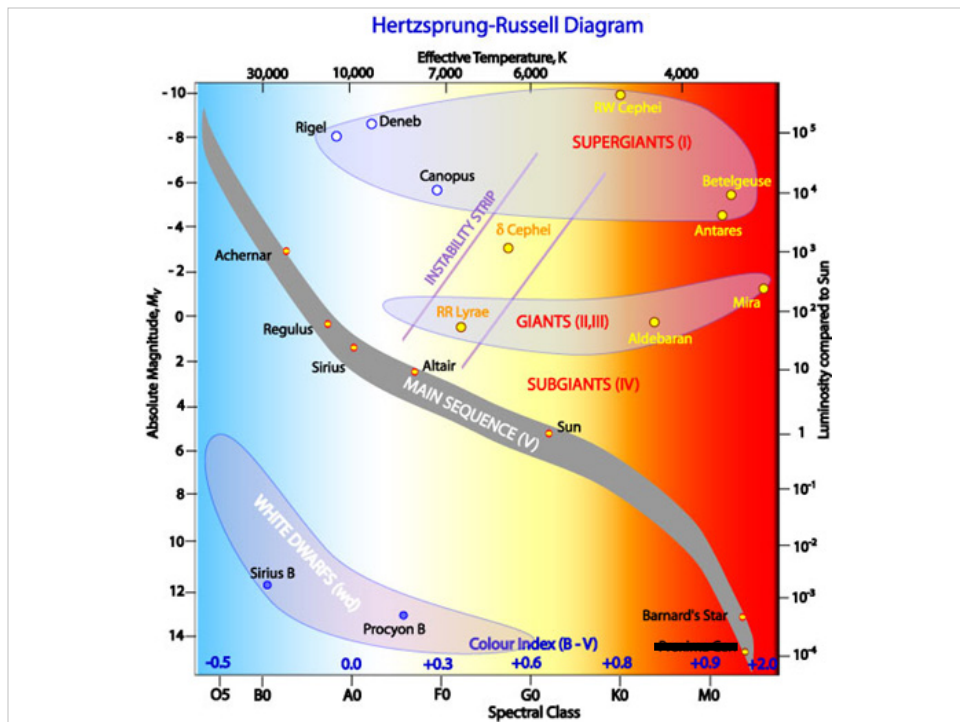
Proviamo ora a calcolare il colore di una stella calda e di una fredda, utilizzando gli spettri. Il colore, ad esempio B-R, si ottiene moltiplicando semplicemente le curve di risposta del filtro (B e R) per lo spettro.



Facendo questa operazione si ottengono gli spettri indicati in blu e in rosso in queste figure. Calcoliamo l'area sotto le curve blu e rossa per ottenere il flusso della stella in banda B e R. Per la stella calda, vediamo che il flusso in B è maggiore del flusso in R, la stella emette più nel blu che nel rosso. La scala delle magnitudini è invertita, per cui la magnitudine blu è minore di quella rossa e il colore sarà negativo o **comunque avrà un valore basso**. La stella apparirà di colore blu perché la sua emissione è maggiore nella banda blu che in quella rossa.

L'opposto capita per la stella fredda, in cui il flusso è maggiore nella banda rossa, quindi in questo caso la magnitudine R sarà minore di quella B e il colore sarà positivo (o **con un valore alto**). La stella apparirà di colore rosso.

Quindi, quando guardiamo un'immagine di una stella e vediamo che ha un certo colore, già ad occhio possiamo avere un'idea della temperatura (più calda o più fredda).



Finiamo con questo diagramma, il cui studio sarà oggetto della prossima lezione, che mette in relazione le proprietà delle stelle che abbiamo visto: magnitudine assoluta o luminosità sull'asse y e colore/temperatura/tipo spettrale sull'asse x. Si chiama diagramma di Hertzsprung-Russell, dal nome dei due astronomi che per primi lo proposero nel 1910.

In questo diagramma, le stelle non si dispongono ovunque, ma occupano precise regioni: c'è la sequenza principale che traccia una diagonale da temperature e luminosità basse a valori elevati di entrambe le quantità. Vedremo nei diagrammi osservati che la maggior parte delle stelle sta su questa regione.

Notiamo inoltre che stelle con la stessa temperatura possono avere luminosità molto diverse e questo è legato alle diverse dimensioni: infatti in sequenza principale si trovano le stelle di classe di lum V (le nane), mentre quelle al di sopra della sequenza sono sub-giganti, giganti e super-giganti e quelle sotto sono sub-nane.

Vedremo che la posizione in questo diagramma indica la fase evolutiva in cui si trova la stella.