

Iris, Eos, Newton ed i Pink Floyd: la spettrometria ottica.

Giuseppe Queirolò

Il meraviglioso fenomeno della luce che diventa colore da millenni ha affascinato ed impaurito l'Uomo. I Greci associarono all'arcobaleno Iris, personaggio mitologico che aveva il compito di recapitare cattive notizie agli uomini; ed avevano associato l'aurora ad Eos dalle rosee dita che con esse vinceva il buio della notte.

Nel 1666 Isaac Newton scoprì che si potevano ricreare i colori dell'arcobaleno facendo passare un raggio di luce attraverso un pezzo di vetro foggato a forma di prisma, e che li si poteva rifondere in un raggio di luce bianca con un passaggio inverso. Nel 1973 i Pink Floyd pubblicarono l'album "The Dark Side of the Moon" sulla cui copertina un prisma disperdeva nei colori dell'iride un fascio di luce. Se poi prendete in mano il CD di questo brano (in verità qualsiasi CD) e lo ponete sotto una fonte di luce, vedrete nascere gli stessi colori, ed avrete scoperto i reticoli di diffrazione, utilizzati al posto dei prismi perché caratterizzati da un più elevato potere dispersivo, cioè capaci di fornire spettri in cui i vari colori e le righe caratteristiche dei vari elementi sono maggiormente separati.

Questa premessa mostra che i fenomeni che sono alla base della spettrometria ottica ci sono del tutto famigliari. In queste note descriverò i principi della spettrometria ottica e le sue applicazioni in astrofisica, dicendo già d'ora che essa ha permesso di ottenere informazioni di straordinaria importanza sulla temperatura superficiale delle stelle, sulla loro composizione chimica e sul loro moto rispetto a noi. Ovviamente non è possibile ricordare tutti i principi fisici che stanno alla base della tecnica (in particolare diffrazione ed interferenza); lascio questo compito agli interessati. Nell'appendice espongo in modo semplice ed anche un po' naif alcuni principi che hanno un forte impatto nell'astrofisica, e che vengono spesso richiamati nel corso delle lezioni. Spero di riuscire ad essere convincente, anche se la materia è di gran lungo più complessa.

La dispersione della luce.

Per "spettrometria" si intende la analisi in frequenza - o se preferite in lunghezza d'onda od in energia - di una certa radiazione. Quello di cui ci occupiamo in questa introduzione è la spettrometria di una piccola porzione dello spettro elettromagnetico, e cioè quella parte centrata sulla parte visibile della luce, includendo i vicini infrarosso ed ultravioletto. Mezzo principe di questa tecnica analitica è lo spettroscopio, di cui la figura 1 mostra un esemplare antico e di cui alcuni esemplari sono esposti nelle sale del museo di Brera. La luce della sorgente (in questo caso la fiamma del gas di un becco Bunsen, sullo sfondo) attraversa la fenditure ed incide sul prisma, o su macchine più moderne su un reticolo di diffrazione, e viene da esso dispersa. Un telescopio (od uno strumento atto a misurare l'intensità della luce) si muove su una guida e permette di osservare o misurare l'intensità in funzione dell'angolo di deviazione. La scala può essere trasformata in una scala di lunghezze d'onda λ mediante una opportuna taratura, utilizzando ad esempio le righe di emissione dei vari elementi già caratterizzati. E' anche possibile posizionare al posto del telescopio, e per tutta l'estensione angolare, una pellicola fotografica, ed ottenere una fotografia dello spettro. Una seconda, più debole sorgente di luce – in questo caso una candela – proietta sulla faccia del prisma una scala graduata che permette la misura degli angoli durante l'osservazione. Una macchina moderna è ovviamente molto più complessa; macchine (anche se non dell'ultima generazione) che si possono anche esse vedere nel museo di Brera.

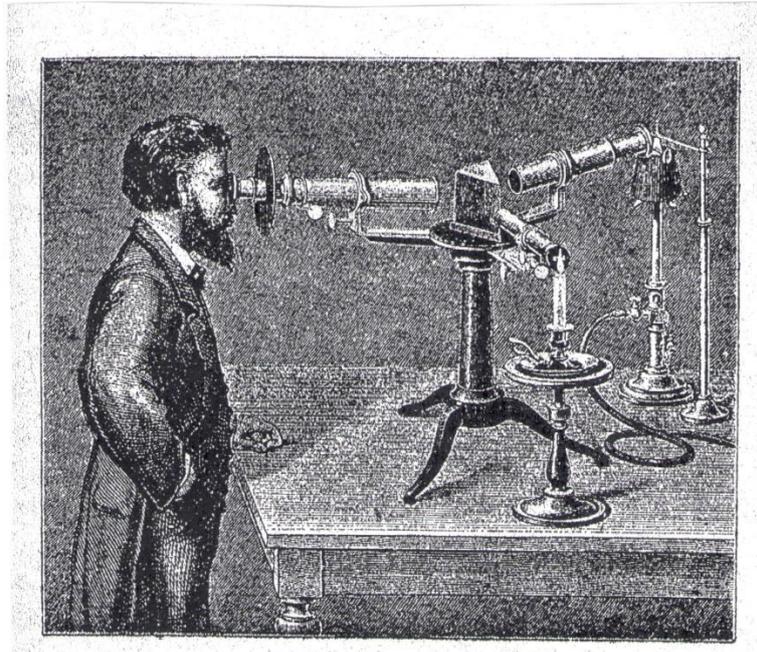


Figura 1.

Utilizzando questo strumento si scoprirono alcune cose di fondamentale importanza per lo studio delle stelle, che vengono qui descritte.

Lo spettro continuo di emissione: determinazione della temperatura superficiale delle stelle.

Registrando l'intensità della luce emessa da una sorgente ideale (cioè un "corpo nero" che assorbe tutta la radiazione ricevuta) in funzione della lunghezza d'onda λ si osservò che essa presentava un massimo a valori di λ tanto più bassi quanto più alta era la temperatura della sorgente (legge dello spostamento o di Wien). Particolarmente utile per queste misure è la cosiddetta "cavità isoterma", in pratica un recipiente cavo in cui si sia praticata una piccola apertura da cui far uscire la luce da analizzare, e portato alla temperatura voluta. Nella figura 2 sono riportati gli andamenti della intensità della radiazione emessa in funzione della lunghezza d'onda per diverse temperature di emissione, e la curva ottenuta per il sole, che quindi risulta avere una temperatura superficiale di circa 6000 gradi Kelvin. E con lo stesso modo si possono determinare le temperature superficiali delle diverse stelle.

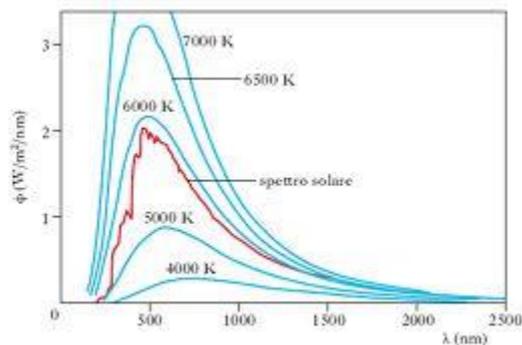


Figura2

Righe spettrali: determinazione della composizione chimica delle stelle.

La ricerca spettroscopica sulle differenti sorgenti ha avuto un grande sviluppo agli inizi dell'ottocento, con i lavori di Fraunhofer e di Bunsen; il primo in particolare sul sole ed il secondo su sorgenti in laboratorio, essenzialmente un becco Bunsen alla cui fiamma venivano aggiunti diversi sali che la coloravano in modo caratteristico.

William Hyde Wollaston per primo osservò delle righe scure nello spettro solare nel 1802, ma non sviluppò una ricerca, che fu invece condotta da Joseph von Fraunhofer a partire dal 1810 circa,



Figura 3

E che portò alla catalogazione di 570 linee. Queste ricerche degli spettri solari sono ricordate in un francobollo delle poste tedesche, figura 3.

Contemporaneamente Bunsen studiava la luce emessa dalla fiamma del becco che da lui prese il nome, a cui aggiungeva via via dei sali dei vari elementi; e scoprì delle linee brillanti la cui lunghezza d'onda coincideva con quelle delle righe scure studiate da Fraunhofer. Fu ovvia la assegnazione di queste ad una qualche sorta di assorbimento selettivo della luce solare da parte degli stessi elementi che creavano le righe luminose negli spettri di Bunsen. Allora era chiaramente impossibile chiarire il meccanismo di formazione di queste righe, che sarà chiarito solo dopo gli esperimenti di Rutherford e con l'avvento della fisica quantistica ed il modello dell'atomo di Bohr.

Spostamento delle righe spettrali verso il rosso (Redshift): legge di Hubble.

Facciamo un salto di circa un secolo ed approdiamo all'osservatorio californiano di Mount Wilson dove sotto la guida di Edwin Hubble (e la fatica di tante ricercatrici, come sarà ampiamente esposto nelle lezioni) sono stati catalogati gli spettri di un grande numero di stelle. Si è osservato che nella maggior parte dei casi lo spettro caratteristico risultava distorto, con tutte le righe spostate verso la parte rossa dello spettro di una quantità diversa ma tale da mantenere costante il rapporto (redshift)

$$z = \frac{\Delta\lambda}{\lambda_0} = \frac{\lambda - \lambda_0}{\lambda_0}$$
 tra la differenza tra il valore osservato di λ sulla stella e quello λ_0 osservato in laboratorio, ed il valore di quest'ultimo. La figura 4 mostra un esempio di ciò: il valore di $\Delta\lambda$ è maggiore per più alti valori di λ .

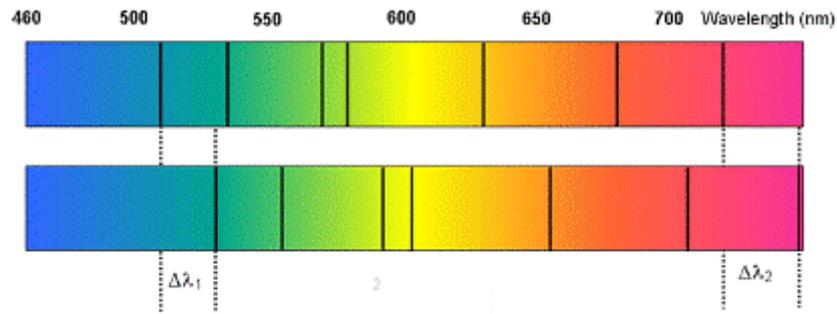


Figura 4

La ragione di questo fenomeno è l'effetto Doppler ben noto in acustica, e che porta ad uno spostamento dello spettro verso il violetto quando la sorgente si avvicina all'osservatore ed ad uno spostamento verso il rosso quando essa si allontana. Per valori piccoli di v il valore di z è semplicemente il rapporto tra v e la velocità della luce c : $z=v/c$ ed è quindi sempre minore di 1. Per valori di v vicini a c è invece necessario apportare le correzioni relativistiche per tenere conto della contrazione delle lunghezze e della dilatazione del tempo, per cui il valore di z può assumere valori molto grandi, anche superiori a 10. Nell'appendice si ricava la espressione non relativistica e si riporta quella con le correzioni relativistiche

Contemporaneamente, per ogni stella e quindi per ogni valore di z si stimò la distanza dalla terra utilizzando dei particolari "semafori spaziali" come le Cefeidi, di cui si parlerà nelle lezioni. Il risultato fu la legge di Hubble, che afferma che le stelle osservate si allontanano dalla terra con una velocità proporzionale alla distanza: $v = H d$, con H costante di Hubble. La fig. 5 riporta il grafico originale pubblicato da Hubble.

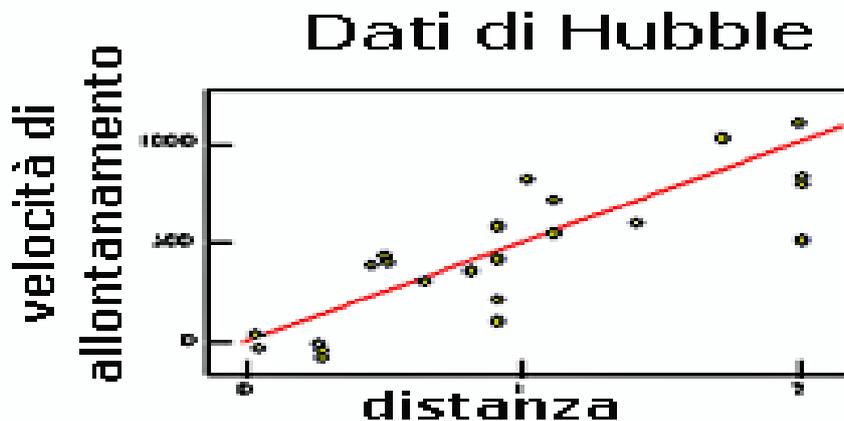


Figura 5

Questa legge, con la costante di Hubble opportunamente stimata con i corretti valori della distanza delle galassie utilizzate per determinarla, fornisce un semplice strumento per determinare la distanza delle stelle e delle galassie, attraverso la misura del redshift, assumendo che questo dipenda unicamente dall'effetto Doppler, e quindi trascurando i contributi dal redshift gravitazionale e quello imputabile (come si vedrà nelle lezioni) alla materia/energia oscura.

In conclusione la spettrometria ottica permette di:

- 1 - Determinare la temperatura superficiale delle stelle attraverso lo spettro continuo.
- 2 – Valutare la composizione delle stelle attraverso lo studio delle righe spettrali e definirne la “classe spettrale”.
- 3 – Valutare la distanza delle galassie attraverso la misura del redshift.

Per terminare queste note introduttive, ricordo che accanto alla spettrometria ottica, la prima ad essere utilizzata, esistono spettrometrie in tutte le altre “finestre” della radiazione elettromagnetica, ottenute oggi in gran parte dai vari satelliti in orbita. Ma questo sarà argomento del corso.

Per ora l’esempio della figura 6 sarà sufficiente a fare comprendere l’importanza di questo approccio che permette di chiarire i fenomeni in grado di produrre le differenti radiazioni, e che avvengono nelle diverse regioni della galassia.

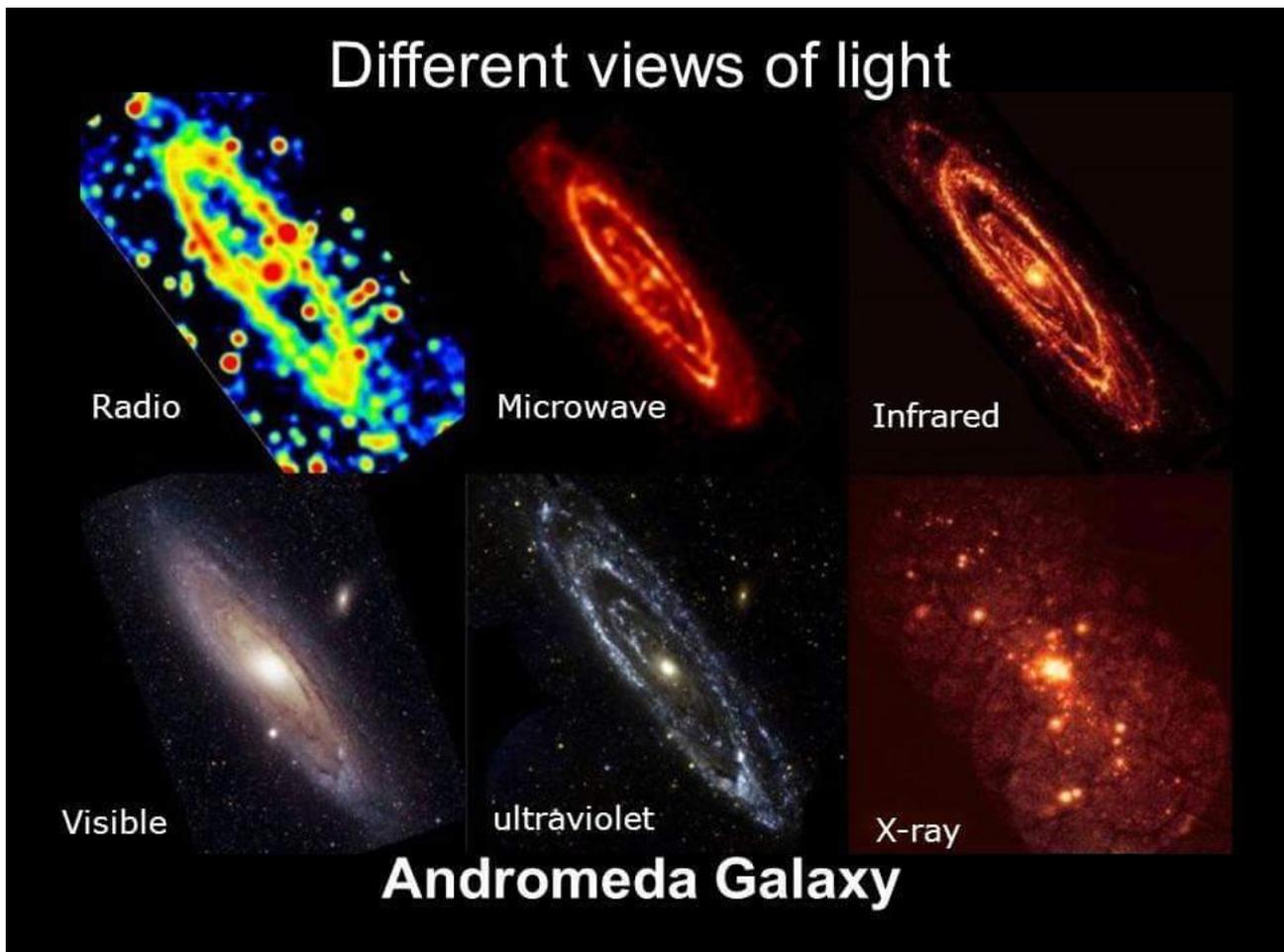


Figura 6

Appendice

L'atomo di Bohr e la nascita dello spettro a righe.

L'esperimento nel 1909 del gruppo guidato da Ernest Rutherford, e condotto da Geiger e Marsden a Manchester aveva mostrato in modo inequivocabile che l'atomo era composto da un nucleo carico positivamente in cui era concentrata la quasi totalità della massa, e da elettroni carichi negativamente esterni ad esso, ed attorno al quale erano "in orbita". Questo risultato mise però in grosse difficoltà il mondo dei fisici perché la teoria consolidata prevedeva che una carica sottoposta ad accelerazione avrebbe dovuto irradiare radiazione elettromagnetica. Di conseguenza l'elettrone sarebbe dovuto "cadere" immediatamente sul nucleo e l'atomo stesso non sarebbe stato stabile.

Il problema fu risolto da Bohr con il suo modello dell'atomo che ipotizzava che per ogni atomo gli elettroni potessero occupare solo ben determinate posizioni o, in altri termini, essere caratterizzati da ben determinate energie di legame con il nucleo. Questo significava che il passaggio da un livello energetico ad un altro potesse avvenire con l'assorbimento o l'emissione di fotoni con quantità discrete di energia a cui corrispondevano ben determinati valori di lunghezza d'onda. Il passaggio da un livello più esterno ad uno più interno si evidenzia attraverso l'emissione di un fotone (e quindi con l'apparire di una linea brillante nello spettro) o l'assorbimento della corrispondente energia (con l'apparire dello spettro di assorbimento e delle righe di Fraunhofer nello spettro del sole). Il modello originale dell'atomo dell'idrogeno proposto da Bohr fu in grado di descrivere molto bene tutte le righe di assorbimento, dall'infrarosso all'ultravioletto.

Calcolo del Redshift classico e relativistico.

Per bassi valori di v e per una radiazione di lunghezza d'onda λ_0 la frequenza è c/λ_0 , e la durata di una singola oscillazione λ_0/c ; in questo intervallo di tempo la sorgente si sposta di una distanza data da $v \cdot t = (v/c) \lambda_0$ e la lunghezza d'onda osservata (nel caso in cui la sorgente si allontani dall'osservatore) sarà $\lambda = \lambda_0 + \frac{v}{c} \lambda_0$, da cui:

$$z = \frac{\Delta\lambda}{\lambda_0} = \frac{\lambda - \lambda_0}{\lambda_0} = v/c$$

Per alti valori di v/c è però necessario introdurre le correzioni relativistiche, e l'espressione per z diventa ($\beta = v/c$):

$$z = \frac{\Delta\lambda}{\lambda_0} = \frac{\lambda - \lambda_0}{\lambda_0} = \frac{1 + \beta - \sqrt{1 - \beta^2}}{\sqrt{1 - \beta^2}}$$

E' chiaro che per v/c piccoli il termine β^2 è piccolo rispetto ad 1 e si ottiene la relazione non relativistica. Per i valori di v/c di 0.95, 0.98 e 0.99 si ottengono valori di z di 5.3, 8.9 e 14, effettivamente osservati per le galassie più lontane e formatesi poco dopo il big bang.