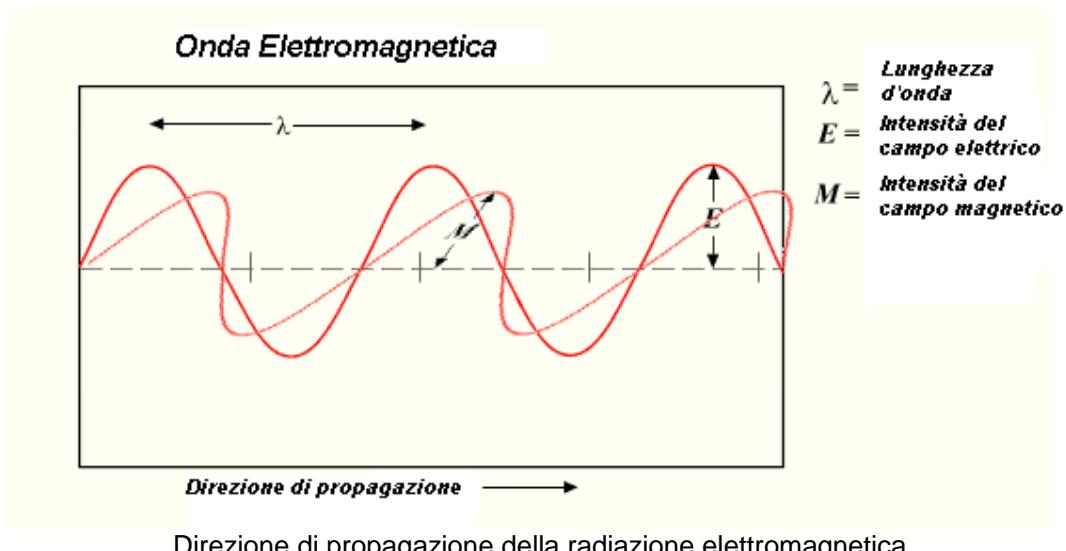


LA LUCE IN ASTRONOMIA

La Radiazione Elettromagnetica

La **radiazione elettromagnetica** è, dal punto di vista dell'elettromagnetismo classico, un fenomeno ondulatorio dovuto alla contemporanea propagazione di perturbazioni periodiche di un campo elettrico e di un campo magnetico, oscillanti in piani tra di loro ortogonali. Al meglio dell'attuale conoscenza fisica, nel vuoto la direzione di propagazione della radiazione elettromagnetica è perpendicolare al piano identificato dalle direzioni delle due oscillazioni dei campi elettrico e magnetico e la velocità di propagazione è costante, ed indipendente dalla velocità della sorgente, dalla direzione di propagazione, e dalla velocità dell'osservatore (vedi immagine sottostante).



Questa velocità (che prende il nome di **velocità della luce**) si indica in genere con la lettera **c** ed il suo valore numerico in unità del sistema internazionale risulta di circa 300.000 km al secondo ($c = 299.792.458 \text{ m/s}$ nel vuoto). Nei mezzi materiali la propagazione della radiazione elettromagnetica diviene un fenomeno più complesso e la sua velocità è diversa rispetto a quella nel vuoto secondo un fattore che dipende dalle proprietà del mezzo. L'astronomo danese Ole Rømer fu il primo a determinare empiricamente la velocità della luce per mezzo dell'osservazione dei satelliti di Giove (1675).

Contesto teorico ed evidenze sperimentali

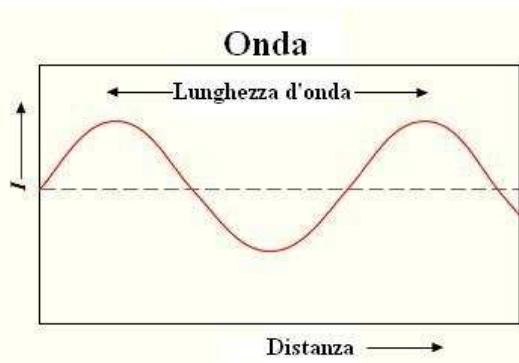
Le onde elettromagnetiche furono predette teoricamente prima di essere osservate (o meglio, prima di essere riconosciute come tali tramite una osservazione). Le equazioni di Maxwell, che riassumono l'elettromagnetismo classico, ammettono una soluzione ondulatoria propagantesi nel vuoto (o, come ci si sarebbe espressi all'epoca della loro formulazione, nell'etere) alla velocità della luce. Furono le esperienze di Hertz a confermare l'esistenza delle cosiddette onde hertziane ed a misurarne la velocità. L'esperienza di Michelson, che provò invece l'indipendenza della velocità della luce dalla

direzione di propagazione (anche se non rigorosamente nel vuoto, ma in aria), mise in crisi la meccanica classica richiedendo la formulazione della relatività ristretta.

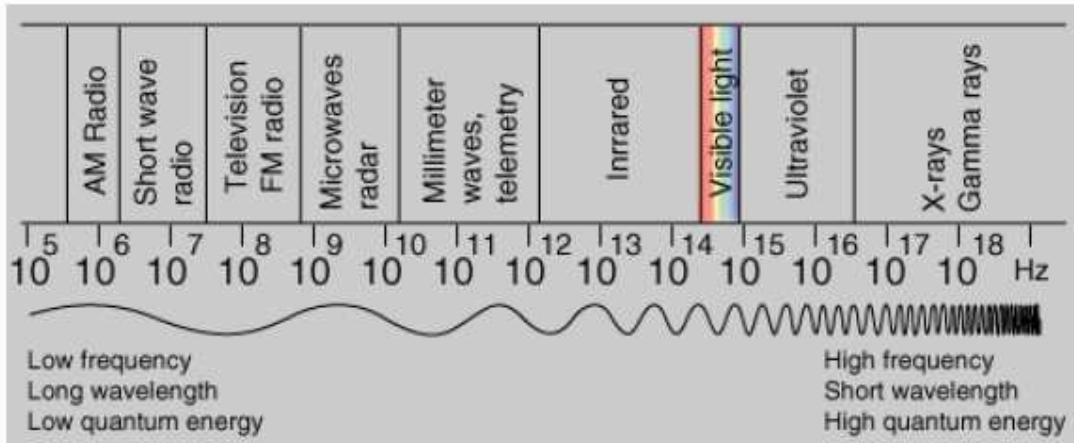
Natura quantistica della radiazione elettromagnetica

Gli studi sull'effetto fotoelettrico, tra i quali spicca il contributo del 1905 di Albert Einstein (che gli valse il premio Nobel) evidenziarono l'esistenza di una frequenza di soglia sotto la quale tale effetto non ha luogo, indipendentemente dall'intensità della radiazione incidente. Esperienze correlate, quali la misura dello spettro di corpo nero, ed i relativi tentativi di giustificazione teorica, indussero i fisici dell'inizio del secolo scorso a riaprire il secolare dibattito sulla natura della luce su cui le equazioni di Maxwell sembravano l'ultima parola, introducendo la nozione di **quanto di energia**. Il quanto di radiazione elettromagnetica prende il nome di **fotone**.

Lo spettro elettromagnetico

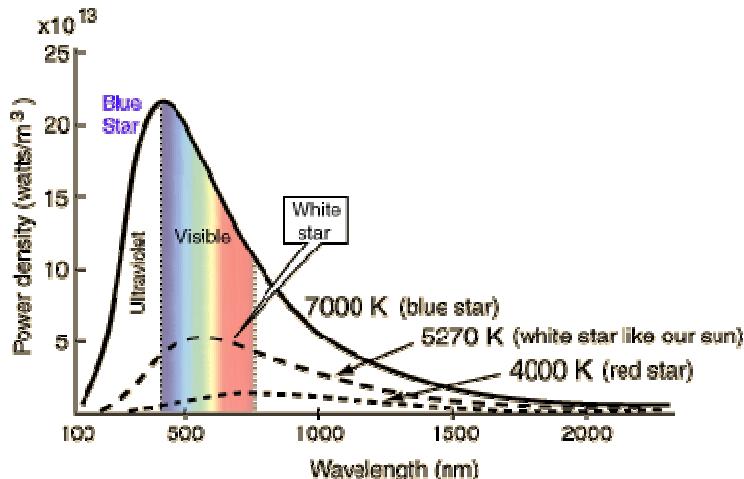


L'insieme delle radiazioni costituisce lo **spettro elettromagnetico**. Le radiazioni sono onde elettromagnetiche caratterizzate da una **lunghezza d'onda** (vedi immagine a sinistra) e da una **frequenza** (numero di lunghezze d'onda nell'unità di tempo). Poiché la lunghezza d'onda e la frequenza di una radiazione sono inversamente proporzionali, tanto minore sarà la lunghezza d'onda, tanto maggiore sarà la frequenza e quindi l'energia. Con la vista riusciamo a percepire lunghezze d'onda comprese tra i 400 e i 700 nanometri (nm) a cui diamo il nome di **luce visibile**. Lunghezze d'onda minori corrispondono ai **raggi ultravioletti**, ai **raggi X** ed ai **raggi gamma** che hanno tutti quindi frequenza superiore alla luce visibile e perciò maggiore energia. Le **radiazioni infrarosse**, le **onde radio** e le **microonde** hanno invece lunghezze d'onda maggiori della luce e trasportano energia inferiore.



Spettro elettromagnetico

La luce delle stelle: radiazione di corpo nero, spettro stellare e classificazione spettrale



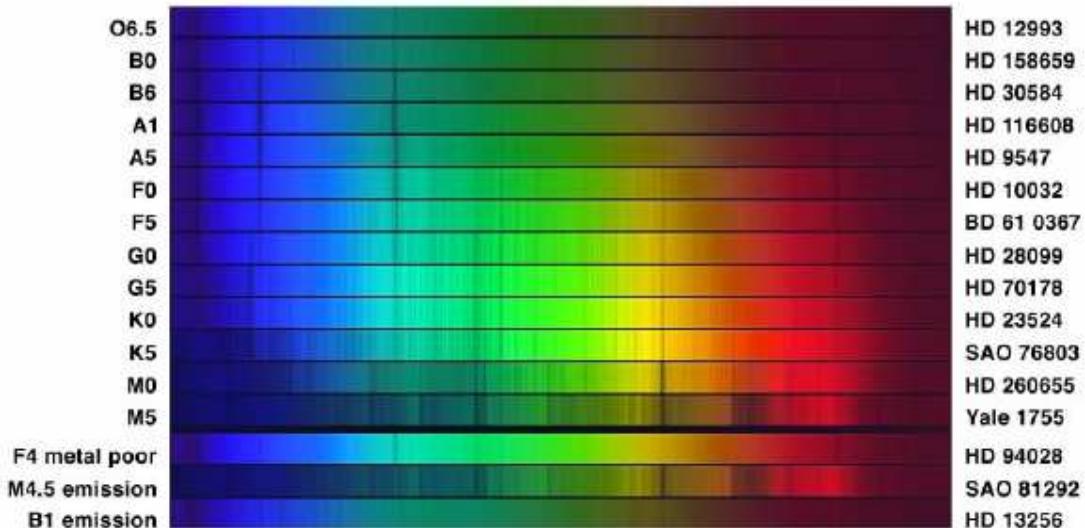
superficiale (**legge di Wien**, vedi immagine sovrastante). Questo consente una prima classificazione delle stelle, in base al loro colore e, quindi, come abbiamo appena visto, alla loro temperatura. Per le stelle più lontane questo potrebbe essere un problema. Quindi si preferisce classificarle in base al loro spettro. Esistono diversi tipi di spettri stellari, caratterizzati da **linee di emissione** e di **assorbimento**. In particolare le linee di emissione possono essere osservate solo per un certo intervallo di temperature, perché solo per quel intervallo sono coinvolti gli orbitali degli atomi popolati. Di particolare importanza sono le linee di assorbimento dell'idrogeno. Studiare gli spettri delle stelle ci permette di avere informazioni sulla composizione chimica delle stelle. Non solo. Lo spettro stellare oggi è così ben compreso da farci avere informazioni anche sulla magnitudine assoluta, che ci permette di conoscere la distanza dell'astro. Anche l'età di una stella può essere studiata a partire dallo spettro, perché le stelle più giovani hanno un'alta concentrazione di elementi più pesanti dell'elio rispetto alle stelle che si sono formate nell'universo primordiale. Grazie all'effetto Doppler, lo spettro è utile anche per conoscere il moto relativo di una stella e, quindi, ci può fornire indizi sull'esistenza di una possibile compagna o buco nero.

Esistono dieci **classi spettrali**: O, B, A, F, G, K, M. Inoltre ogni classe spettrale è divisa da numeri in sottoclassi. La tabella 1 fornisce le principali caratteristiche di temperatura delle stelle a seconda dei diversi tipi spettrali. L'immagine sottostante mostra invece alcuni dei diversi tipi spettrali e sottoclassi.

Anche la luce proveniente dalle stelle è radiazione elettromagnetica. In prima approssimazione le stelle si comportano come dei corpi neri. Un **corpo nero** è un oggetto che assorbe tutta la radiazione incidente su di esso e re-irradia energia con caratteristiche proprie del solo sistema, indipendentemente dalla radiazione assorbita. Se pensiamo alle stelle come a dei corpi neri, i loro colori visibili dipendono dalla temperatura

Classe spettrale	Temperatura	Colore
O	30.000 – 60.000 K	Stelle blu
B	10.000 – 30.000 K	Stelle blu – bianche
A	7.500 – 10.000 K	Stelle bianche
F	6.000 – 7.500 K	Stelle gialle – bianche
G	5.000 – 6.000 K	Stelle gialle (Sole)
K	3.500 – 5.000 K	Stelle giallo-arancio
M	< 3.500 K	Stelle rosse

Tabella 1 – Classi spettrali



Esempi di spettri stellari

Le magnitudini stellari

La **magnitudine apparente**, indicata dalla lettera “**m**”, di una stella (ma potrebbe essere anche di un pianeta o di un altro corpo celeste) è la misura della sua luminosità apparente, cioè della quantità di luce ricevuta dall’oggetto. Più un oggetto è debole, più la sua magnitudine apparente è alta. La magnitudine apparente non è una misura dell’effettiva luminosità di un oggetto. Infatti se anche un oggetto è molto luminoso, ma è lontano, questo sembrerà debole.

La **magnitudine assoluta**, indicata dalla lettera “**M**”, di un oggetto è la magnitudine apparente che l’oggetto avrebbe se si trovasse alla distanza di 10 parsec (1parsec=3,26 anni luce). La scala, sulla base della quale viene misurata la magnitudine, ha origine dall’usanza Ellenistica di dividere le stelle visibili ad occhio nudo in 6 magnitudini. Le più brillanti erano di prima magnitudine ($m=+1$), mentre le più deboli erano di magnitudine 6 ($m=+6$). Poiché la risposta dell’occhio è logaritmica, anche la scala delle magnitudini è logaritmica. Nel 1856 **Pogson** formalizzò il sistema definendo una stella di prima magnitudine come 100 volte più brillante di una stella di sesta. Quindi una stella di seconda magnitudine è 2,512 ($100/(1/6)$) volte più luminosa di una stella di prima magnitudine. La scala moderna delle magnitudini non si limita alla sesta. Ci sono oggetti molto brillanti che hanno un valore di magnitudine apparente negativo. Ad esempio la stella più brillante conosciuta, Sirio, ha una magnitudine apparente compresa tra -1,44 e -1,46; la Luna ha un magnitudine di -12,6, mentre il Sole – 26,7. Ai limiti inferiori della scala troviamo stelle, rilevate dal telescopio spaziale Hubble e dal Keck Telescope con valori di magnitudine apparente di +30. Calcolare la magnitudine di una stella è complicato dal fatto che la luce non è monocromatica. La sensibilità di un detector varia con la lunghezza d’onda della radiazione incidente. Per questo motivo è necessario specificare in che modo la magnitudine viene misurata. Il sistema maggiormente utilizzato è quello UBV dove la magnitudine viene misurata in tre differenti bande di lunghezze d’onda: U (350 nanometri, ultravioletto), B (435 nanometri, regione del blu) e V (555 nanometri, a metà del visibile). La banda V è stata scelta perché fornisce una valutazione della magnitudine molto vicina a quella dell’occhio umano e, per questo, quando si parla di magnitudine, spesso ci si riferisce a quella misurata in banda V (detta anche visuale).