

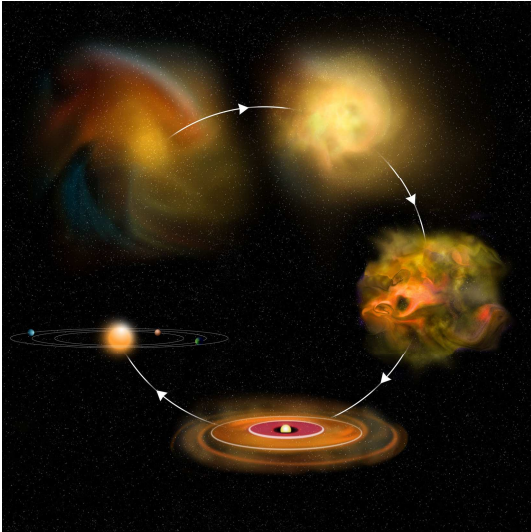
IL SOLE

“Il sole, con tutti quei pianeti che girano intorno ad esso e da esso dipendono, può ancora maturare un grappolo d’uva come se non vi fosse nient’altro da fare in tutto l’universo.”
(Galileo Galilei)



INDICE

La nascita del sole.....	Pag. 3
Caratteristiche generali.....	Pag. 3
Come funziona il Sole: la fusione nucleare.....	Pag. 4
Evoluzione stellare.....	Pag. 6
Possibile sfruttamento del nucleare: il Tokamak.....	Pag. 9
La fotosintesi clorofilliana.....	Pag. 10
Radiazione elettromagnetica e spettro elettromagnetico.....	Pag. 12
Il Sole nella cultura latina.....	Pag. 14
Il Sole nella letteratura Italiana.....	Pag. 15



LA NASCITA DEL SOLE

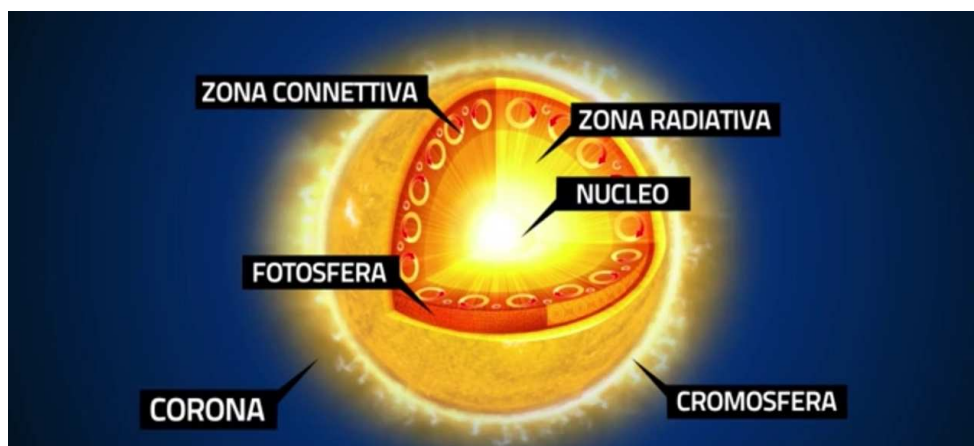
Ad oggi scienziati ed astronomi ritengono che una stella si formi quando una nube di notevoli dimensioni costituita da gas e polveri collassa gravitazionalmente per formare prima ammassi e successivamente nuclei densi, che a loro volta possono iniziare a collassare su sé stessi per dare vita a una giovane stella. Il nostro Sole sembra essersi formato circa 4,6 miliardi di anni fa, dalla perturbazione di una nebulosa formata principalmente da Idrogeno ed Elio, e altri materiali più pesanti che avrebbero dato vita ai pianeti. Nell'arco di alcuni milioni di anni questi elementi sono stati attratti dal proto-sole disponendosi nel disco rotante intorno ad esso, per poi formare i pianeti: i più pesanti, attratti maggiormente

verso il centro hanno dato vita ai pianeti rocciosi, quelli leggeri (idrogeno, elio e azoto) hanno formato i pianeti gassosi.

CARATTERISTICHE GENERALI

Il sole è in sostanza una sfera di gas concentrato ad alte temperature. Non si conosce con esattezza la parte interna della nostra stella. La scienza ipotizza la presenza di un nucleo centrale, situato ad elevate temperature, in cui ha luogo la reazione a fusione termonucleare che genera l'energia della stella. Tra il nucleo e la superficie esterna sono presenti una serie di fasce intermedie, ciascuna con le sue caratteristiche e peculiarità. Le fasce ipotizzate sono le seguenti:

- nucleo
- zona di radiazione o radiativa
- zona di convezione o convettiva
- fotosfera
- atmosfera solare (cromosfera, corona solare)



La **zona di radiazione** (o zona radiativa) è la parte interna del Sole che avvolge il nucleo centrale. In questa zona l'energia è composta prevalentemente da raggi gamma. La zona di **convezione** (o zona convettiva) è, invece, la fascia intermedia all'interno del Sole. Essa rappresenta circa 1/3 del raggio solare. La **fotosfera** è lo strato più esterno del sole, spesso soltanto poche centinaia di chilometri, da cui ha origine la radiazione solare; può raggiungere temperature comprese tra 4000° e 9000°C, ed è questa la zona dove ha luogo il fenomeno delle **macchie solari**; esse sono regioni della superficie solare con temperature inferiori

rispetto alle zone circostanti, caratterizzate anche da una forte attività magnetica. Queste caratteristiche rendono queste zone della fotosfera più scure ed appaiono ad un osservatore esterno come una macchia sul Sole (da cui il nome macchia solare). In realtà, le macchie solari non sono scure, ma molto luminose e possiedono temperature elevate (5000 kelvin); ciò che le rende visibili come una macchia scura è il contrasto con le regioni circostanti ancora più luminose (6000 kelvin).

Ad annunciare la scoperta delle macchie solari fu Galileo Galilei nel 1612. Soltanto a partire dal

XVIII secolo il fenomeno inizia ad essere

studiato scientificamente ed è possibile datare una sua misurazione sistematica. Gli studi scientifici hanno dimostrato una forte correlazione tra le macchie solari e l'intensità della radiazione solare. La presenza delle macchie solari è un indice dell'attività solare e della radiazione solare trasmessa nello spazio dal Sole.

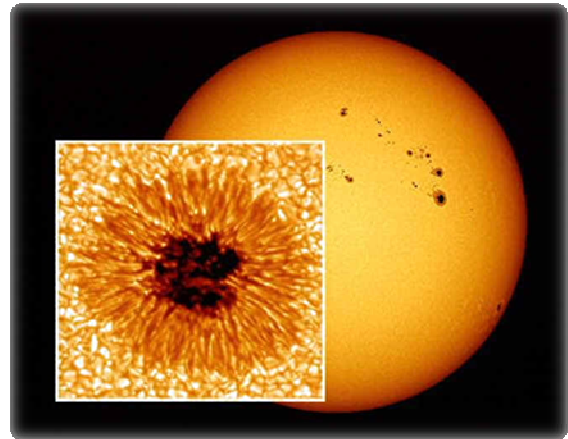


Figura 1 - Macchie solari

Segue infine l'**atmosfera solare**, composta a sua volta dallo strato della **cromosfera** e dalla **corona solare**. La prima è composta prevalentemente da gas rarefatto, ed è spessa in media 2000 chilometri, anche se si originano sporgenze allungate che raggiungono lo spessore di 9000 chilometri, per una temperatura di 15000°C. L'ultimo strato della struttura è la corona solare, lo strato visibile del sole, che raggiunge temperature elevatissime, superiori al milione di gradi.

L'energia solare sprigionata dalla nostra stella è enorme. La quantità di energia che investe il nostro pianeta è individuata dalla **costante solare** ed è pari al valore di 1,374 kW/m² al minuto. Il valore della costante solare è calcolato in una situazione di irraggiamento solare perpendicolare. Complessivamente, la quantità di energia che il Sole irradia ogni anno entro l'atmosfera terrestre è stimata a 5,47x10²³ joule. Di questa, soltanto il 70 % riesce a raggiungere la superficie terrestre.

COME “FUNZIONA” IL SOLE: LA FUSIONE NUCLEARE

Fino al secolo scorso si credeva che l'energia prodotta dalle stelle fosse dovuta all'effetto della contrazione che esse subivano sotto l'azione del loro intenso campo gravitazionale, la quale avrebbe portato a reazioni chimiche di combustione. Questa teoria era però insufficiente a spiegare la longevità del Sole, al quale già venivano riconosciuti, sulla base di prove scientifiche, circa 5 miliardi di anni di età, ed era inoltre impossibile che si verificasse la combustione nello spazio, in assenza di ossigeno.

Si cominciò allora a pensare a una reazione diversa, finché nel 1938 il fisico tedesco Hans Bethe elaborò una nuova teoria, secondo la quale l'enorme energia del Sole sarebbe scaturita da **reazioni termonucleari** e non chimiche.

Nel 1939, in un articolo intitolato “Energy Production in Stars”, egli analizzò le possibili reazioni che avrebbero portato alla formazione di elio a partire dall'idrogeno, l'elemento più abbondante nell'universo e nelle stelle, mediante la **fusione nucleare**; essa consiste nell'unione di due nuclei leggeri in un nucleo più pesante. Come per la fissione, anche nella fusione nucleare la liberazione di energia è dovuta al fatto che la massa dei prodotti è inferiore alla massa dei reagenti. La reazione avviene quando due nuclei, vincendo la repulsione coulombiana (in quanto entrambi i nuclei sono positivi), riescono ad avvicinarsi a tal punto da reagire tramite la forza d'interazione nucleare forte, fondendosi in un nucleo

Energy Production in Stars

Hans A. Bethe

From time immemorial people must have been curious to know what keeps the sun shining. The first scientific attempt at an explanation was by Helmholtz about 150 years ago, and was based on the forces most familiar to physicists at the time, gravitation. When a gram of matter falls to the earth's surface it gets a potential energy

$$E_{pot} = GMm/R = 1.51 \times 10^7 \text{ erg/g} \quad (1)$$

where M is 1.99×10^{33} g the sun's mass, R is 6.96×10^8 cm its radius, and G is 6.67×10^{-8} the gravitational constant. A similar energy was set free when the sun was assembled from interstellar gas or dust in the sun's past, actually somewhat more, because most of the sun's material is located closer to its center, and therefore has a numerically larger potential energy. One-half of the energy set free is transformed into kinetic energy according to the well-known theorem of mechanics. This will permit us later to estimate the temperature in the sun. The other half of the potential energy is radiated away. We know that as present the sun radiates

$$L = 1.54 \text{ erg/s cm}^2 \quad (2)$$

Therefore, if gravitation supplies the energy, there is enough energy available to supply the radiation for about 1000 seconds which is about 16 million years.

This was long enough for 19th century physicists, and certainly a great deal longer than man's recorded history. It was not long enough for the biologists of the time. Darwin's theory

of evolution had just become popular, and biologists argued with Helmholtz that evolution would require a longer time than 16 million years, and that therefore his energy source for the sun was insufficient. They were right. At the end of the 19th century, radioactivity was discovered by Becquerel and the two Curies who received one of the first Nobel prizes for this discovery. Radioactivity permitted a determination of the age of the earth, and more recently, of meteorites which indicate the time at which matter in the solar system solidified. On the basis of such measurements the age of the sun is estimated to be 5 billions of years, within about 10 percent. Its gravitation is not sufficient to supply its energy over the ages.

Edlén, in the 1920's, investigated very thoroughly the interior constitution of the sun and other stars, and was much concerned about the sources of stellar energy. His favorite hypothesis was the complete annihilation of matter, changing nuclei and electrons into radiation. The energy which was to be set free by such a process, if it could occur, is given by the Einstein relation between mass and energy and is

$$E = mc^2 \quad (3)$$

This would be enough to supply the sun's radiation for 1500 billions of years. However, nobody has ever observed the complete annihilation of matter. From experiments on earth we know that protons and electrons do not annihilate each other in 10²⁷ years. It is hard to believe that the situation would be different at a temperature of some 10 million degrees which is prevalent in the stars, and Edlén approximated this difficulty quite well.

From the early 1920's it was generally assumed that the stellar energy is produced by nuclear reactions. Already in 1919, Atkinson and Houtermann (4) concluded that at the high temperatures in the interior of a star, the nuclei of

the star could penetrate into other nuclei and cause nuclear reactions, releasing energy. In 1933, particle accelerators began to operate in which such nuclear reactions were actually observed. They were found to obey very closely the theory of Gamow, Condon, and Gurney, on the penetration of charged particles through potential barriers. In early 1935, Gamow and Teller (5) revised the theory of Atkinson and Houtermann on the rate of "thermonuclear" reactions, that is nuclear reactions occurring at high temperature. At the same time, Weizsäcker (6) operated on the reactions which actually might take place in the stars.

In April 1935, Gamow assembled a small conference of physicists and astrophysicists in Washington, D.C. This conference was sponsored by the Department of Terrestrial Magnetism of the Carnegie Institution. At this conference, the astrophysicists told us physicists what they knew about the internal constitution of the stars. This was quite a lot, and all their results had been derived without knowledge of the specific source of energy. The only reference to energy was made when the energy was produced "near" the center of the star.

Properties of Stars

The most easily observable properties of a star are its total luminosity and its surface temperature. In relatively few cases of nearby stars, the mass of the star can also be determined.

Figure 1 shows the customary Hertzsprung-Russell diagram. The luminosity is plotted against the surface temperature, both on a logarithmic scale. The main sequence, going from upper left to lower right, that is, from hot and luminous stars to cool and faint ones, most stars lie on this sequence. In the upper right are the red giants, cool but brilliant stars. In the lower left are the white dwarfs, hot but faint. We shall be mainly concerned with the main sequence. After being assembled by gravitation, stars spend the most part of their life on the main sequence, then develop into red giants, and in the end, probably into white dwarfs. The figure shows the typical surface temperatures are of the order of 10⁴ degrees Kelvin.

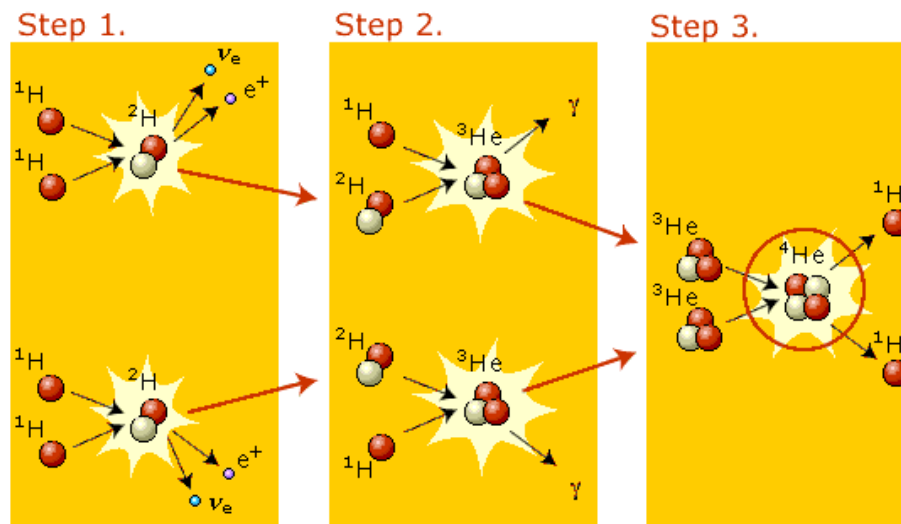
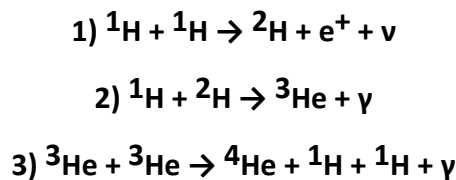
Figure 2 gives the relation between mass and luminosity in the main sequence.

solo, più pesante ma di massa inferiore rispetto ai reagenti. Questa differenza di massa, detto difetto di massa, si trasforma in energia secondo la relazione formulata da Albert Einstein $E=mc^2$, dove E sta per l'energia liberata, m sta per la massa perduta nella reazione, e c sta per la velocità della luce. Affinché questo avvenga, bisogna fare in modo che i nuclei superino la barriera di potenziale costituita dalla repulsione coulombiana che li tiene lontani: ciò è possibile comunicando ai nuclei una elevata agitazione termica, in modo che essi si scontrino violentemente tra di loro, e dunque la materia deve raggiungere livelli di temperatura altissimi, nell'ordine di milioni di kelvin ($10^7 - 10^8$ K). Visto che il nucleo solare si trova a una **temperatura di circa 15 milioni di Kelvin**, offre le condizioni ottimali per la fusione nucleare. A questa temperatura l'agitazione termica è così forte che gli elettroni si separano dai loro nuclei, gli atomi (di deuterio) sono completamente ionizzati, e la materia si

trova in un nuovo stato della materia, chiamata plasma: esso è dunque un insieme di elettroni e ioni separati tra di loro ma globalmente neutro.

A seconda della propria massa iniziale, all'interno delle stelle avvengono reazioni diverse, ed allo stesso modo esse si evolvono in maniere differenti e vivono per tempi differenti. Tratto comune nell'evoluzione di tutte le stelle è però la prima fase di reazioni nucleari, che hanno sempre come risultato elio prodotto bruciando idrogeno, elementi che compongono il 95% della materia stellare.

Il nostro Sole, secondo la teoria elaborata da Bethe, produce energia nucleare secondo il **ciclo protone-protone**, o **catena dell'idrogeno**, le cui reazioni sono le seguenti:



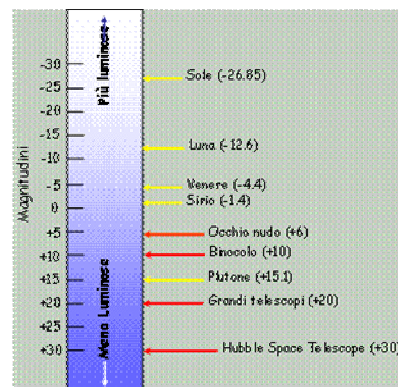
Due protoni danno vita ad un deutone (nucleo di deuterio) più un positrone e un neutrino; il positrone si annichila con un elettrone dando vita a due fotoni di complessivi 1,022 MeV di energia; un protone e un neutrone danno vita ad un nucleo di elio-3 più un fotone gamma da 5,49 MeV; due nuclei di elio-3 danno vita ad un nucleo di elio-4 più due protoni più un fotone gamma da 12,96 MeV. In tutto si libera un'energia di 26,73 MeV; la "pressione di radiazione" generata da tali fotoni tiene in equilibrio il Sole ed impedisce che esso collassi sotto l'azione del peso degli strati più esterni. La temperatura minima alla quale la reazione può avvenire è di 10^7 K. Si ritiene che tale reazione tenga acceso il Sole da almeno 5 miliardi di anni a questa parte, e che potrebbe far sì che esso brilli più o meno come oggi per altrettanto tempo. Nel Sole avvengono in media 1038 cicli p-p al secondo, ma non perché esso sia un ciclo che si svolge molto rapidamente, anzi: ci vogliono infatti circa 10 miliardi di anni prima che un protone, tramite collisioni casuali, riesca a fondersi con un altro. Il processo è vantaggioso solo poichè all'interno del Sole, e di tutte le altre stelle, c'è abbondanza di carburante e in ogni momento ci sono milioni di protoni che reagiscono fra di loro.

EVOLUZIONE STELLARE

L'evoluzione di una stella dipende da due grandezze: la **sua temperatura superficiale** e la sua **magnitudine**. Per spiegare cosa si intende con questo termine, occorre capire che cos'è la grandezza chiamata luminosità assoluta di un astro, indicata con L . Essa è definita come la quantità di energia emessa dalla superficie della stella per unità di tempo, e si misura in Watt. In realtà una sua misurazione diretta è impossibile, poichè le stelle non sono tutte equidistanti da noi. Per questo si parla di luminosità apparente, indicata con I , che rappresenta l'energia per unità di tempo apprezzabile dalla Terra, e dipende sia dalla luminosità assoluta L che dalla distanza d :

$$I = K (L/d^2)$$

Misurata I con un fotometro, conoscendo la distanza d di può risalire alla luminosità assoluta L . Nell'ottocento ci si rese conto che le magnitudini stellari rappresentano una progressione geometrica, e non aritmetica come si pensava prima, e quindi il rapporto tra le luminosità di una stella di prima e una di seconda magnitudine è lo stesso tra quelle di una stella di seconda e una di terza magnitudine. La luminosità assoluta è quindi legata al logaritmo della magnitudine: se l'occhio umano percepisce che una data stella ha luminosità doppia di un'altra, il rapporto tra le due luminosità assolute è di $10^2 = 100$, perchè $\log_{10}100 = 2$.



Oggi però è ancora utilizzata la scala di Ipparco, risalente al I secolo a.C., vista la sua comodità; solo, essa fu estrolata a magnitudini maggiori di 6, tipiche delle stelle non visibili ad occhio nudo ma solo al telescopio, e minori di 1, incluse quelle negative, caratterizzanti oggetti particolarmente luminosi. Fu l'astronomo inglese Norman Robert Pogson (1829-1991) a determinare la relazione che lega le magnitudini apparenti di due stelle, m_1 e m_2 , con le loro luminosità apparenti I_1 e I_2 , espressa dalla formula:

$$m_2 = m_1 - 2,512 \cdot \log \frac{I_2}{I_1}$$

dove **Log** è il logaritmo decimale. Infatti, si è stabilito per convenzione che una stella di prima magnitudine sia 100 volte più luminosa di una di sesta magnitudine (le famose sei classi introdotte da Ipparco). Siccome il rapporto fra la luminosità di una classe e quella della seguente è costante, se ne deduce che tale rapporto costante è pari a:

$$\sqrt[5]{100} \cong 2,512$$

Il legame fra la magnitudine apparente m e quella assoluta M è invece data dalla formula:

$$M = m + 5 - 5 \text{ Log } d$$

dove d è la distanza dalla Terra misurata in parsec.

La temperatura superficiale di una stella e la sua magnitudine assoluta possono essere poste in relazione tra di loro nel cosiddetto **diagramma di Hertzsprung-Russell**, o diagramma H-R, dal nome dei due astronomi che lo proposero nel 1913. Si può notare che le stelle non sono distribuite a casaccio nel diagramma, ma raggruppate in un modo ben preciso. La maggior parte delle stelle dell'universo si concentra su di una striscia che attraversa il diagramma dall'alto a sinistra fino in basso a destra, detta **sequenza principale**. Si tratta di stelle molto stabili, che basano il loro splendore sulla fusione dell'idrogeno in elio. Anche il nostro Sole appartiene alla sequenza, all'incirca al centro di essa. In alto a destra si trova invece un gruppo di stelle giganti, con 3000-5000 K di temperatura superficiale e con magnitudine assoluta compresa tra -2 e $+2$. Più in alto ancora troviamo un gruppo di stelle dette supergiganti, con magnitudine superiore a -4 .

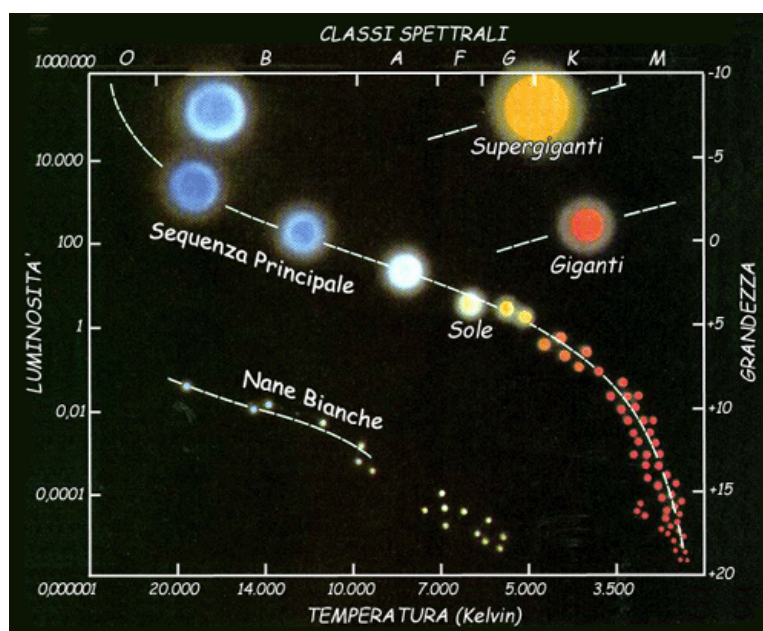


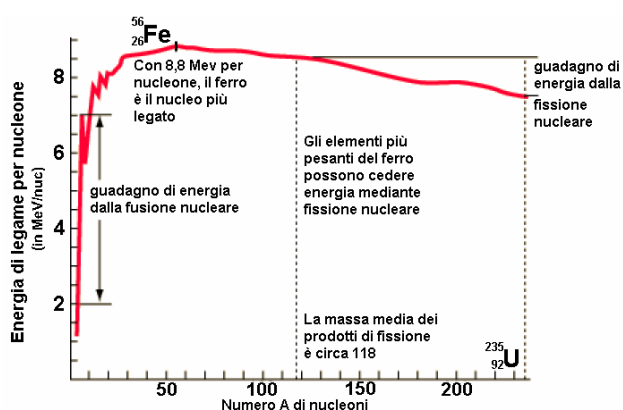
Figura 2 - diagramma HM

L'importanza del diagramma H-R sta nel fatto che in esso sono sintetizzate tutte le fasi **dell'evoluzione stellare**, e i singoli gruppi di stelle rappresentano i singoli momenti di questo ciclo evolutivo. L'esistenza di ogni astro dipende dall'azione di due forze contrapposte: la **gravità** dei suoi strati gassosi più esterni, che tende a farlo contrarre, e la **pressione di radiazione** delle reazioni che avvengono nel nucleo, che tendono a farlo espandere. Finché queste due forze sono in equilibrio tra di loro, la stella rimane lungo la sequenza principale.

Quando l'idrogeno comincia a scarseggiare, la pressione di radiazione viene meno, ed è di conseguenza sopraffatta dalla gravità. Per questo la stella si contrae; in tal modo, però, si riscalda, giungendo fino a 100 milioni di Kelvin, e la stella si "gonfia" fino a diventare una gigante rossa, più grande ma anche più fredda in superficie di una stella di tipo solare, e quindi più rossa. Il tutto produce uno spostamento verso le regioni più alte del diagramma H-R. L'aumentata temperatura permette **l'innescio di una nuova reazione** di fusione nucleare. Stavolta anche l'elio comincia a fondere; tre nuclei di elio danno vita a un nucleo di carbonio. È così che la stella si assesta su di

una nuova fase stabile e scende ancora sulla sequenza principale. Questo equilibrio però è instabile, la stella va soggetta a brusche fluttuazioni di luminosità e si parla di variabile intrinseca. Le stelle la cui massa non supera il cosiddetto **Limite di Chandrasekar**, pari ad **1,44 masse del Sole**, non sono in grado di andare oltre questo stadio: esaurito l'elio, la pressione di radiazione viene di nuovo meno, prevale la contrazione gravitazionale, e il carbonio si fonde con l'elio superstite per dar vita ad ossigeno. La stella si presenta così come un oggetto molto denso e compatto: le sue dimensioni non superano di molto quelle della terra ed è composta da diversi strati. In tal modo l'astro scende sotto la sequenza principale: è caratterizzato da alta temperatura superficiale (anche 20.000 K), ma bassa luminosità. Essendo piccola la massa iniziale della stella, la nuova contrazione gravitazionale che si è determinata non basta a produrre un aumento di temperatura tale da innescare ulteriori reazioni nucleari, perciò la stella si raffredda e splende sempre di meno, come una candela sempre più fioca. Otteniamo così una **nana bianca**. Si suppone che questo sarà il destino del nostro Sole, che tra 5 miliardi di anni si gonfierà in gigante rossa fagocitando i pianeti almeno sino a Marte, quindi si spegnerà lentamente sotto forma di nana bianca. Non così accade alle stelle la cui massa supera il Limite di Chandrasekar: la loro massa è abbastanza grande da innescare reazioni di fusione che portano alla formazione prima di magnesio, poi di silicio, e infine di ferro. Le successive espansioni e contrazioni della stella fanno sì che essa subisca **violente fluttuazioni di luminosità**, tanto da renderla visibile ad occhio nudo là dove prima non c'era nulla. Per questo gli antichi la chiamarono Nova, anche se in realtà non si trattava di una "nuova" stella appena formata, ma di una che stava per morire.

Oltre il ferro, le reazioni di fusione nucleare non possono andare, essendo i protoni e i neutroni legati all'interno dei nuclei dalla cosiddetta **energia di legame nucleare** ΔE , misurata di solito in Mega-elettronVolt o MeV ($1 \text{ MeV} = 1,6 \times 10^{-13} \text{ J}$). Se si divide l'energia di legame del nucleo per



il numero complessivo A di nucleoni (cioè di protoni e neutroni) che lo costituiscono, si trova la cosiddetta **energia di legame per nucleone** $\Delta E/A$, che esprime l'energia con cui ogni particella è legata all'interno del nucleo. I nuclei stabili sono quelli con elevata energia di legame per nucleone, perchè occorrerebbe fornire loro molta energia per separarli e distruggere il nucleo. Ma il nucleo con la più alta energia di legame per nucleone è proprio il ferro con $A = 56$; per essa, $\Delta E/A = 8,79 \text{ MeV/nuc}$. Tutti i nuclei più leggeri e più pesanti del ferro-56 sono meno stabili di lui. Ne consegue

che i nuclei con $A < 56$, per diventare più stabili, devono fondersi; quelli con $A > 56$, per diventare più stabili, devono fissionare, cioè rompersi in altri più piccoli. L'idrogeno, ad esempio, diventa più stabile quando si fonde in elio, e l'elio quando si fonde in carbonio. L'uranio invece diventa più stabile se si spezza in nuclei più piccoli (prodotti di fissione). Per questo la fusione nucleare è impossibile per elementi al di là del ferro.

Allorché una stella Nova arriva ad avere un nucleo di ferro, non può più andare oltre con le sue reazioni di fusione, e quindi in essa prevale la contrazione gravitazionale. Quest'ultima è così rapida da far aumentare la temperatura a tal punto, che i **suoi strati esterni esplodono** letteralmente verso l'esterno.



Figura 3- esplosione di Supernova

Improvvisamente, e per breve tempo, la stella diventa più luminosa dell'intera galassia che la contiene, e prende il nome di Supernova.

POSSIBILE SFRUTTAMENTO DELLA FUSIONE NUCLEARE: IL TOKAMAK

Nelle stelle le reazioni di fusione nucleare si innescano spontaneamente, grazie alle particolari condizioni presenti all'interno: densità e temperature elevatissime, tempo a disposizione enorme. Sulla Terra la situazione è ben diversa: bisogna riprodurre le condizioni necessarie per attivare la fusione nucleare in modo che sia però favorevole allo sviluppo umano. Se nei nuclei stellari le prime reazioni si attivano a 15-20 milioni di kelvin, sulla Terra perché esse avvengano bisogna che la materia in questione (il **plasma**) raggiunga almeno i 100 milioni di kelvin. Bisogna inoltre mantenerla confinata in uno spazio limitato per un tempo sufficiente affinché l'energia liberata possa compensare sia le perdite, sia l'energia usata per produrre il tutto.

La reazione di fusione più facile da ottenere, e considerata la più favorevole, è quella che vede coinvolti due isotopi dell'idrogeno, il **deuterio** (di cui si è parlato precedentemente) e il **trizio** (simbolo ^3H ; il suo nucleo è formato da un protone e due neutroni), che fondendosi darebbero vita ad **elio più un neutrone**:



dove 3,5 MeV è l'energia liberata dal nucleo di elio, mentre 14,1 MeV è quella liberata dal neutrone, per un totale di 17,6 MeV.

Siccome non esiste materiale solido in grado di resistere alle altissime temperature alle quali dovrebbe trovarsi il plasma per attivare le reazioni di fusione, negli anni '50, degli studiosi russi hanno pensato di tenerlo sospeso nell'aria, evitando il contatto con qualsiasi materiale esterno, ed hanno così progettato il **Tokamak**, acronimo delle parole "*toroidalnaya camera magnitnaya katushka*", che significano macchina a camera toroidale ed avvolgimento magnetico. Questa macchina sfrutta il concetto del **confinamento magnetico**: il plasma, grazie alla combinazione di tre campi magnetici, risulta racchiuso tra le linee di forza di essi, che lo costringono a muoversi entro una porzione ridotta di spazio, e rendendo così impossibile la sua fuoriuscita e quindi il contatto con le pareti del reattore, impedendo l'inibizione del processo. Come dice il suo stesso nome, la camera principale del Tokamak, dove viene confinato il plasma, ha forma toroidale: il toro (dal latino torus, un cuscino a forma di ciambella) è una forma geometrica ottenuta dalla rotazione di una circonferenza attorno ad un asse complanare; il risultato è una figura somigliante ad una ciambella.

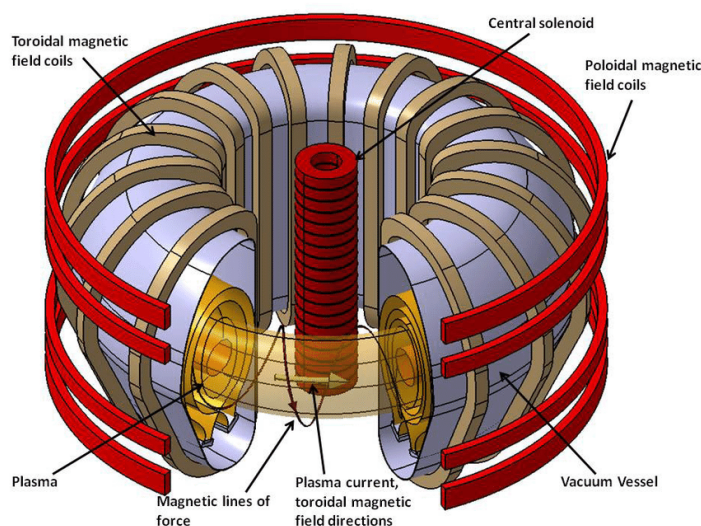


Figura 4 - Struttura del Tokamak

Affinché il reattore diventi conveniente, bisogna che il plasma raggiunga la **temperatura di ignizione**, cioè la temperatura alla quale si ha l'autosostentamento della fusione, in quanto la potenza prodotta dalla fusione dei nuclei è maggiore della potenza immessa per attivarla. Ci sono vari modi per riscaldare il plasma:

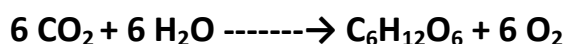
1. **riscaldamento ohmico** (o resistivo): essendo il plasma un conduttore elettrico, è possibile riscaldarlo per induzione elettromagnetica. La corrente indotta, oltre a riscaldare il plasma per effetto Joule, genera a sua volta un altro campo magnetico che agisce sul plasma. Il limite di questo sistema dipende dal fatto che la resistività del plasma diminuisce con l'aumentare della temperatura;
2. **riscaldamento per assorbimento di onde elettromagnetiche**, come le microonde (le stesse utilizzate per riscaldare i cibi nelle nostre case);
3. **riscaldamento per iniezione di atomi neutri**, che penetrano nel plasma, si ionizzano, e trasferiscono per urto la propria energia cinetica al plasma;
4. **riscaldamento per compressione adiabatica del plasma**, ottenuta spostando il plasma verso zone della camera toroidale dove il campo magnetico è più intenso, con il conseguente aumento di energia cinetica, e quindi di temperatura.

LA FOTOSINTESI CLOROFILLIANA

La fotosintesi è il **processo anabolico** mediante il quale, l'**energia luminosa** viene utilizzata per **sintetizzare carboidrati**. Le piante, le alghe e i cianobatteri (alghe azzurre) che vivono in ambienti aerobici effettuano la fotosintesi clorofilliana durante la quale l'anidride carbonica CO_2 e l'acqua H_2O vengono trasformati in zucchero $\text{C}_6\text{H}_{12}\text{O}_6$ e ossigeno gassoso O_2 . Il processo richiede l'intervento della clorofilla, un pigmento di colore verde. Poiché si forma ossigeno questo tipo di fotosintesi è **ossigenica**.



L'equazione generale della fotosintesi clorofilliana è la seguente:



- Si nota innanzitutto che l'equazione generale della fotosintesi è il contrario dell'equazione generale della respirazione. Pertanto se la respirazione cellulare è un processo esoergonico, la fotosintesi è un processo **endoergonico**. **L'energia viene fornita dalla luce**.
- Lo scheletro carbonioso del glucosio viene assemblato utilizzando i sei atomi di carbonio delle sei molecole di CO₂. Se durante la respirazione cellulare lo smantellamento della molecola di glucosio libera l'energia chimica immagazzinata nei legami carbonio-carbonio, durante la fotosintesi, l'energia luminosa viene convertita e intrappolata sotto forma di energia chimica nei legami carbonio-carbonio man mano che si formano.
- È un reazione di **ossidoriduzione**, durante la quale il carbonio si riduce e l'ossigeno si ossida. Pertanto, in conformità con la respirazione cellulare è prevedibile che l'H₂O non ceda direttamente elettroni a CO₂ ma che il processo comporti una serie di reazioni legate tra loro da una via metabolica durante la quale si produce potere riducente sotto forma di NADH + H⁺ necessario per ridurre CO₂.
- La fotosintesi richiede l'**intervento della clorofilla**, un pigmento verde presente nei cloroplasti; la clorofilla non funziona se viene tolta dai cloroplasti.

La fotosintesi comporta due serie di reazioni: quelle della FASE LUMINOSA e quelle della FASE OSCURA, che avvengono in zone diverse del cloroplasto.

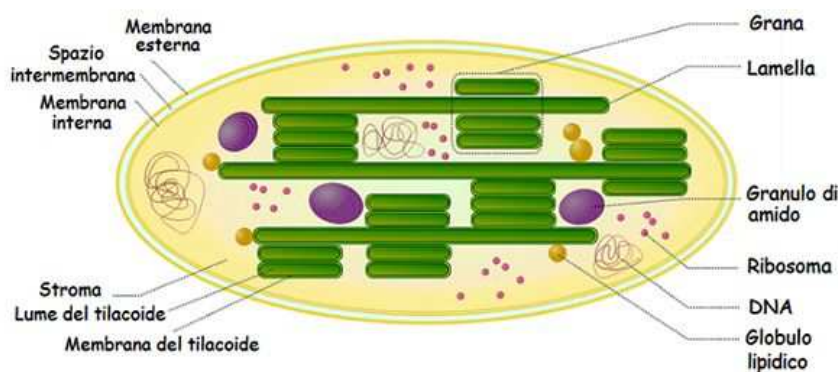
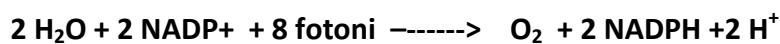


Figura 5- Struttura del cloroplasto

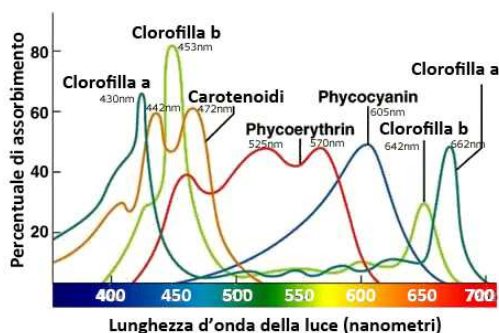
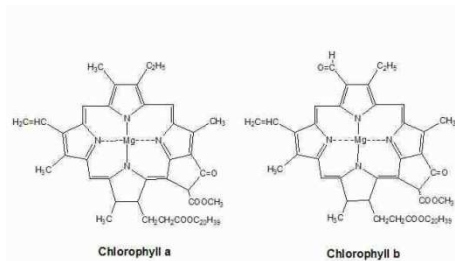
Durante la fase luminosa, così chiamata perché dipende dalla luce, si trasforma l'energia solare-luminosa in energia chimica, attraverso la conversione di ADP in ATP, e si crea potere riducente sotto forma di NADPH + H⁺. Si svolge nello spessore delle membrane dei tilacoidi.



Durante la fase oscura, così chiamata perché non dipende direttamente dalla luce, il potere riducente serve per ridurre CO₂: l'ATP e il NADPH servono per sintetizzare zuccheri. La serie di reazioni che compone la seconda fase è detta Ciclo di Calvin.

Durante la fase luminosa l'energia luminosa viene trasformata in energia chimica sotto forma di elettroni eccitati mediante l'intervento della clorofilla e degli altri pigmenti accessori, molecole in grado di assorbire elettroni e passare **da uno stato fondamentale a eccitato**, lo stato transitorio che precede la liberazione di energia. Ciò è possibile grazie all'intervento dei pigmenti, che assorbono alcune lunghezze d'onda della luce bianca, mentre le altre vengono riflesse (ecco perché ci appare colorato).

Esistono vari tipi di clorofilla; le più importanti sono la **clorofilla a** e la **clorofilla b**. Tutte sono caratterizzate dall'aver un anello porfirinico (che ricorda l'eme dell'emoglobina) costituito da quattro molecole di pirrolo (un composto aromatico eterociclico) coordinati tra loro da un atomo di Mg. Attaccato all'anello porfirinico c'è una lunga catena idrocarburica che serve per ancorare la molecola di clorofilla a dei complessi proteici inseriti all'interno dei tilacoidi. La clorofilla a ha come sostituente un metile, la clorofilla b un gruppo aldeidico.



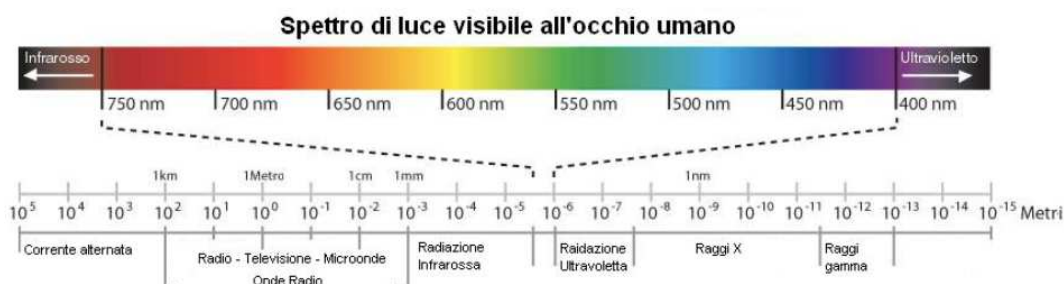
I **pigmenti accessori** sono dei pigmenti che lavorano insieme alla clorofilla per fare in modo che nella fotosintesi venga utilizzata tutta la luce visibile e non solo quella verde. Tra i pigmenti accessori principali abbiamo i carotenoidi che captano le lunghezze d'onda corrispondenti al blu e al blu-verde e che quindi ci appaiono di colore giallo o arancione, e le ficobiline, che assorbono invece le lunghezze d'onda attorno al giallo-verde, giallo e arancione.

RADIAZIONE ELETTROMAGNETICA E SPETTRO ELETTROMAGNETICO

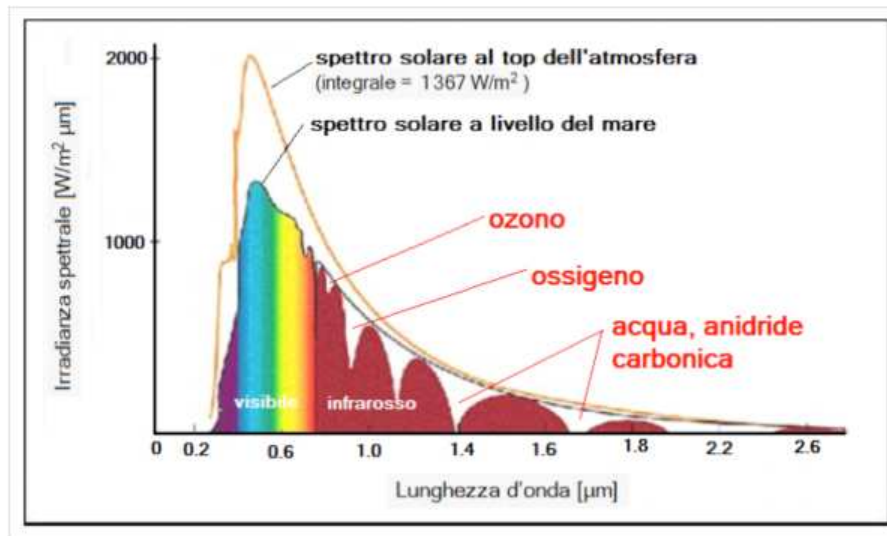
Per comprendere come funziona la fotosintesi bisogna avere bene chiare in mente tutte le caratteristiche della luce e il suo comportamento. Essa infatti ha la peculiarità di comportarsi sia come una particella sia come un'onda. La luce visibile è la porzione dello spettro elettromagnetico emesso dal Sole che l'occhio umano riesce a distinguere.

Dal punto di vista radiativo il Sole è un emettitore perfetto: ciò significa che si comporta come un corpo che assorbe tutta la radiazione incidente senza alcuna riflessione (**corpo nero**), mentre il suo spettro di emissione, ossia la distribuzione dell'intensità energetica della radiazione in funzione della lunghezza d'onda, è descritto dalla legge di Planck $E = hv$ e dipende solo dalla temperatura della superficie esterna, che corrisponde ai 5780 K della fotosfera.

Le **lunghezze d'onda** sono associate **all'energia trasportata dai singoli quanti** di cui la radiazione solare si compone: i raggi ultravioletti e gamma, molto energetici, temuti a ragione per i danni che possono procurare alla pelle, sono caratterizzati da lunghezze d'onda molto piccole; all'altro estremo dell'asse delle lunghezze si situano invece i raggi infrarossi e le onde radio, poco energetici; infine, le lunghezze d'onda intermedie corrispondono alla radiazione elettromagnetica visibile all'occhio umano (la luce) e sono percepite secondo le tonalità che vanno dai **400 nm del violetto ai 700 nm del colore rosso**. La radiazione solare è costituita dalla mescolanza di tutte le lunghezze d'onda in quantità le cui proporzioni la fanno percepire come luce bianca.



Nell'attraversare l'atmosfera, una frazione dei raggi solari viene assorbita o deviata per il **fenomeno di scattering** a seguito degli urti con le molecole dell'atmosfera stessa (inclusi il vapore acqueo, le nubi e gli aerosol). L'attenuazione interessa tutte le lunghezze d'onda dello spettro, però in maniera differenziata, per cui lo spettro elettromagnetico risultante assume un profilo irregolare. Questo fenomeno venne a lungo studiato prima che venissero scoperte le reali cause.



Nel 1820 **Fraunhofer** inventò lo **spettroscopio**, cioè un sistema ottico che permetteva l'analisi della struttura in lunghezza d'onda di una radiazione. Esso consisteva in una fenditura, attraverso cui si faceva passare la radiazione incidente, questo permetteva di ottenere una stretta lama di luce verticale, che veniva focalizzata su di un prisma in modo da ottenere, dopo l'attraversamento del prisma che devia in modo diverso le radiazioni di diversa lunghezza d'onda, una serie di immagini della fenditura suddivisa nelle varie lunghezze d'onda, appunto uno **spettro**. Questo strumento permise lo studio sistematico dello spettro solare, che presentava alcune caratteristiche molto interessanti. Esso infatti appare solcato da una serie numerosissima di righe scure, di intensità diversa e di dislocazione che sembrava del tutto casuale.

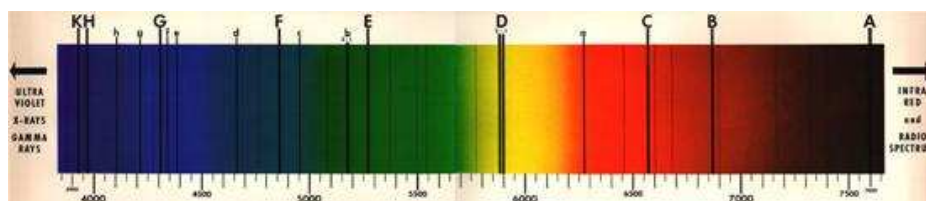


Figura 6- Spettro solare

Queste osservazioni furono riprese nel 1859, quando **Kirchhoff**, con l'aiuto del chimico **Bunsen**, analizzando la luce emessa da varie sostanze che bruciavano, fece alcune osservazioni molto interessanti sul comportamento della radiazione emessa da varie sorgenti, che portarono alla nascita della **spettroscopia**. I due si resero conto che gli spettri ottenuti dalla luce emessa dai vari elementi cambiavano da sostanza a sostanza, e nessun composto aveva uno spettro identico a quello di un altro; in pratica, dalla distribuzione delle cosiddette "righe spettrali" (o "righe di Fraunhofer") era possibile risalire alla composizione chimica di qualsiasi oggetto. Per questo l'analisi spettroscopica divenne in breve uno dei più validi sistemi di indagine per identificare e studiare le proprietà della materia. È vero che uno stesso elemento può emettere spettri distinti, ma ciò deriva dal grado e dalla modalità di **eccitazione**; ogni spettro di righe è sempre caratteristico dell'elemento in quelle determinate condizioni di eccitazione.

Dunque, se si osserva attraverso un prisma la luce emessa da una sostanza opportunamente eccitata (spesso scaldata fino a portarla allo stato aeriforme, si ottiene la formazione di uno spettro di emissione, che può essere di vari tipi:

- **spettro continuo**, formato da una successione continua di frequenze, dal rosso al violetto nel visibile. Di solito viene emesso dai solidi e dai liquidi riscaldati.
- **spettro a righe**: è formato da una successione discreta di righe che possono estendersi dall'infrarosso fino all'ultravioletto. Questo vuol dire che l'elemento riscaldato non emette tutte le lunghezze d'onda possibili in un dato intervallo, ma solo particolari lunghezze d'onda, corrispondenti a particolari colori nella regione del visibile.
- **spettro a bande**: è formato da una serie di righe fittissime che si addensano intorno a certe lunghezze d'onda, in modo da dar vita ad una serie di bande continue. Viene in genere emesso da gas formati da molecole poliatomiche.

Si tenga conto che si può avere anche uno **spettro di assorbimento**: facendo passare un fascio di luce bianca attraverso una data sostanza, in genere attraverso un gas o dei vapori, nello spettro continuo appaiono delle righe scure trasversali, segno del fatto che la sostanza ha "assorbito" determinate frequenze, caratteristiche per ogni elemento. Tali sono le righe di Fraunhofer osservate nello spettro solare: la luce dell'astro attraversa i suoi strati più esterni, i cui componenti assorbono parte di tale luce.

La discontinuità dello spettro solare dunque è dovuta all'assorbimento di luce nell'atmosfera solare da parte di atomi di alcuni elementi presenti anche sulla Terra; in pratica noi osserviamo la calda fotosfera attraverso la fredda corona, che sovrappone le sue righe. Le righe di Fraunhofer corrispondono alla presenza nella corona del Sole di idrogeno, di metalli neutri e di metalli ionizzati.

IL SOLE NELLA CULTURA LATINA

Il Sole affascina l'umanità dall'alba dei tempi, e il motivo è ovvio: senza il Sole non ci sarebbe vita sul pianeta. È questo il motivo per cui esso è spesso passato da elemento fisico ad archetipo simbolico.

Anche la Roma antica aveva il suo culto dedicato al dio del Sole: la divinità **Sol Indiges** era già presente su suolo latino ai tempi della fondazione, istituito dal leggendario re dei Sabini Tito Tazio. Il **Sol Indiges** veniva adorato insieme al suo pendant Luna in un tempio proprio, che era situato nel Circo Massimo. La giornata in onore del Sol Indiges e della Luna era il 28 agosto, giorno di fine estate. Ma essendo i Romani un popolo sostanzialmente pragmatico, non abbiamo storie o mitologie risalenti a questo primo periodo che ci descrivano questa divinità o il suo culto.

La popolarità del dio Sol aumentò nel periodo finale della Repubblica e il Sole finì per divenire la divinità **protettrice degli imperatori romani**. Vespasiano fece innalzare in suo onore una statua gigantesca, con Traiano e Adriano l'astro fece la sua apparizione sulle monete d'oro degli imperatori, i solidi. A partire dal regno di Commodo, la denominazione *invictus* divenne un appellativo degli imperatori romani. Traccia archeologica del passaggio del Sole nelle pratiche culturali, è l'iscrizione di un altare del 158 d. C. che recita "*Soli Invicto Dei*".





Ma già nel I secolo d. C. il simbolo del Sole accompagnava il nome del **dio Mitra**, divinità di origine iraniana le cui radici affondano approssimativamente nel 1400 a. C. Tale processo sincretistico appare abbastanza logico, poiché il Mitra iranico veniva da sempre associato al cielo, alla luce e al calore e, di conseguenza, anche alla crescita e alla fertilità. Anche Mitra, come Sol, era **dispensatore di vita e al contempo un dio guerriero**. Dalla Persia, ossia l'antico Iran, il culto di Mitra si diffuse in tutta l'Asia Minore e la Mesopotamia, poi anche

nell'impero romano, ma il mitraismo cominciò ben presto ad impallidire, sopraffatto dal più potente culto solare.

Nelle raffigurazioni dell'Urbe, Mitra si presentava come giovane eroe immortalato nell'atto di sgozzare un toro. Sul suo capo posava il tipico berretto frigio, attributo che svelava il transfer di tradizione avvenuto attraverso l'Asia Minore.

Nonostante l'origine del culto del Sole abbia radici profonde, nelle storie tradizionali della religione romana, il culto del sole viene trattato solo o prevalentemente in relazione all'età imperiale, come un culto straniero introdotto dalla Siria prima da **Eliogabalo** e poi da **Aureliano**. Di Eliogabalo si ricorda la condotta morale dissoluta e l'infrazione di alcune prescrizioni della religione romana (intesa in questo senso come sovrastruttura giuridica); più mite il giudizio generale su Aureliano, che avrebbe introdotto la festività del *Sol Invictus* sulla scorta del culto mitraico praticato dai soldati.

IL SOLE NELLA LETTERATURA ITALIANA

Il Sole ha continuato ad influenzare la cultura, lasciando segno anche in molte opere della letteratura italiana.

San Francesco nel "**Cantico delle Creature**", o "Cantico di Frate Sole", del 1226, loda il Signore per tutto il creato, e celebra come primo elemento della natura proprio il Sole: il suo splendore è ciò che dà la vita a ogni essere sulla terra. In questo senso esso è **simbolo stesso del divino** che consente l'esistenza di ogni cosa, e ricorda all'uomo il Signore e la Sua Gloria.

*Altissimu, onnipotente, bon Signore,
tue so' le laude, la gloria e l'honore et onnebenedictione.*

*Ad te solo, Altissimo, se konfano,
et nullu homo è nedignu te mentovare.
Laudatosie, mi' Signore, cumtucte le tue creature,
spetialmentemessor lo frate sole,
lo qual è iorno, et allumini noi per lui.*

*Et ellu è bellu e radiante cum grande splendore:
de te, Altissimo, porta significatione.*

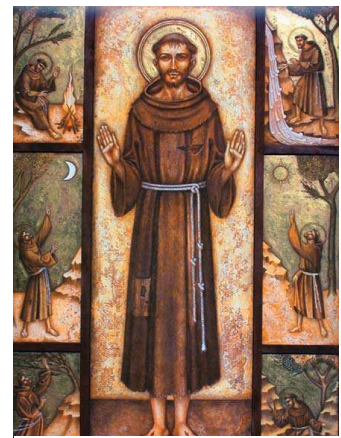


Figura 7- iconografia di San Francesco

Un altro esempio dell'uso del Sole in letteratura è costituito dalla **Divina Commedia**: il termine è infatti di alta frequenza nelle opere dantesche, in cui assume una vasta gamma di valori, da quelli strettamente naturali e astronomici ad altri di più profondo contenuto simbolico. Il Sole è visto da Dante come pianeta portatore di significati naturali e figurati, legati essenzialmente alla **luce**. La

luce solare, infatti, è intesa come **forza vivificante** e come **forza luminosa irradiante**, ossia vista come emanazione di conoscenza e di sapienza. Il Sole inoltre è immagine di Dio, di Cristo-Verbo (tradizionalmente simboleggiato nel Medioevo come sol oriens, per la nascita, sol occidens, per la morte, sol salutis, per la redenzione, sol invictus, per la resurrezione, e sol iustitiae), di Maria, della Chiesa, del papa, dell'imperatore, in sostanza di tutti i simboli a cui Dante direttamente o indirettamente si richiama. Il cosmo di Dante è tutt'uno con la sua fede nella finalit  e nella **Provvidenza** che regge il creato:   visione di un ordine finalizzato all'uomo. La sua   una sintesi coerente di fede e di scienza, una visione lucida e serena che rende poetici anche i passi attinenti alla cosmologia.

Dante quindi usa il Sole e, anche mediante un'operazione di sincretismo culturale, ne fa il simbolo della **grazia divina**. I riferimenti si trovano in tutta l'opera

(Inferno, I, 37-43)

*Temp'era dal principio del mattino,
e 'l sol montava 'n sù con quelle stelle
ch'eran con lui quando l'amor divino
mosse di prima quelle cose belle;
sich'a bene sperar m'era cagione
di quella fiera a la gaetta pelle
l'ora del tempo e la dolce stagione;*

(Purgatorio, I, 105-107)

*"Poscia non sia di qua vostra reddita;
lo sol vi mosterr , che surge omai,
prendere il monte a pi  lieve salita"*

(Purgatorio, XIII, 19-21).

*"O dolce lume a cui fidanza i' entro
Per lo novo cammin, tu ne conduci,
-dicea-, come condur si vuol quinc'entro
Tu scaldi il mondo, tu sovr'esso luci:
s'altra ragione in contrario non pronta,
essere dien sempre li tuoi raggi duci"*

(Paradiso, I, 47-54)

*"..quando Beatrice in sul sinistro fianco
vidi rivolta e riguardar nel sole:
aguglia s  non li s'affisse unquanco.
E s  come secondo raggio suole
uscir del primo e risalire in suso,
pur come pelegrin che tornar vuole,
cos  de l'atto suo, per li occhi infuso
ne l'immagine mia, il mio si fece,
e fissi li occhi al sole oltre nostr'uso."*

(Paradiso, XVII, 121-123)

*"La luce in che rideva il mio tesoro
ch'io trovai l , si f  prima corusca,
quale a raggio di sole specchio d'oro"*

(Paradiso, III, 1-3)

Quel sol che pria d'amor mi scald  'l petto,

*di bella verità m'aveascoverto,
provando e riprovando, il dolce aspetto;*

Bibliografia e sitografia

Emerico A., *La vita di una Stella*.

National Radio Astronomy Observatory official website

www.storiadelmondoonline.altervisa.org

Enciclopedia Treccani e www.treccani.it

www.fmboschetto.it

www.fisicamente.net

www.sapere.it

www.chimica-online.it