

**NOZIONI GENERALI DI ASTRONOMIA**



## **Prefazione**

Scopo di questa raccolta di carattere divulgativo, è quello di fornire degli “abstract” sugli argomenti esposti, rimandando a testi specifici per gli approfondimenti necessari.

Per alcuni temi trattati sono stati introdotti dei semplici esempi matematici (vedi paragrafo Interferenza, Sole, leggi Keplero, ecc.) con lo scopo di coniugare la spiegazione letterale del fenomeno con i risvolti di natura matematico/scientifica.

Un ringraziamento all'amico astrofilo Mauro di Lorenzo per la bella immagine del nostro osservatorio CDS ASTRIS di Cervara di Roma.

**Stefano Tomassi**

## Sommario

Strumenti.....	5
Ottrica .....	5
Interferenza.....	5
Telescopio.....	9
Obiettivo .....	9
<i>Nozioni</i> .....	9
Oculari .....	10
Barlow .....	10
Aberrazioni ottiche .....	10
Filtri .....	11
Montatura.....	11
Sistema solare .....	12
Posizione dei pianeti e fenomeni reciproci .....	13
Punti di Lagrange.....	14
Sole .....	14
<i>Glossario</i> .....	16
Terra.....	18
<i>Fenomeni</i> .....	20
Luna .....	20
<i>Glossario</i> .....	21
Comete.....	22
<i>Le code</i> .....	22
Meteore.....	23
<i>Classificazione</i> .....	23
Kuiper .....	23
Nube di Oort .....	23
Profondo Cielo .....	23
Magnitudine.....	25
Lumen Lux .....	26
Astrometria .....	27
Fotometria.....	27
Spettroscopia .....	28
<i>Spettro continuo</i> .....	28
<i>Spettro di emissione</i> .....	28
<i>Spettro di assorbimento</i> .....	28
Spettro e colore delle stelle.....	28
Morfologia delle galassie.....	29
<i>Galassie ellittiche</i> .....	30
<i>Galassie lenticolari</i> .....	30
<i>Galassie spirale</i> .....	30
<i>Galassie irregolari</i> .....	30
Popolazioni stellari .....	30
Stelle .....	30
Processi nucleari nelle stelle .....	33
<i>Ciclo protone protone</i> .....	33
<i>Ciclo del carbonio</i> .....	33
Nove .....	34
Supernove .....	34
Quasar.....	35
Blazar.....	35
Stelle doppie .....	35
Stelle variabili.....	36
<i>Variabili ad eclissi</i> .....	36
<i>Variabili intrinseche</i> .....	36
Ammassi stellari .....	36
<i>Ammassi aperti</i> .....	36
<i>Ammassi globulari</i> .....	36
Nebulose .....	36
<i>Nebulose ad emissione</i> .....	37

<i>Nebulose a riflessione</i> .....	37
<i>Nebulose oscure</i> .....	37
<i>Nebulose planetarie</i> .....	37
<i>Nebulosa resti di supernova</i> .....	37
<b>Fotografia</b> .....	37
Dimensione immagine .....	39
<i>Metodi per effettuare fotografie</i> .....	40
Dark frame .....	40
Bias frame .....	40
Flat Field .....	41
Astronomia digitale .....	41
Funzionamento delle webcam .....	41
<b>Astrofisica</b> .....	42
Radiazione di fondo .....	42
Brana visibile/invisibile .....	42
Bulk .....	42
Modello standard .....	42
Teoria del tutto .....	42
Teoria di superstringa .....	43
Decadimento alfa, beta e gamma .....	43
Nuclei e particelle sub nucleari .....	43
<i>Glossario</i> .....	44
Relatività .....	44
Onde gravitazionali .....	45

## Strumenti

### Ottica

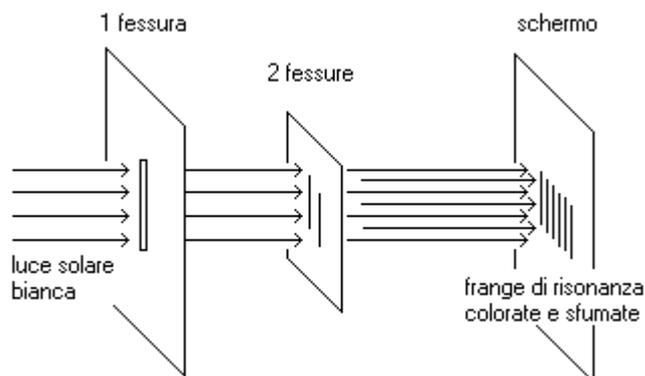
Lo studio dell'ottica può essere classificato:

- *Ottica geometrica*. Studia i fenomeni ottici in conformità ad un modello astratto in grado di spiegare i fenomeni più semplici come **riflessione** e **rifrazione**, le cui leggi illustrano il comportamento di un raggio luminoso che colpisce la superficie di separazione tra due mezzi contigui. Una parte del raggio incidente è riflessa, mentre la quantità rimanente viene rifratta ed in parte assorbita.
- *Ottica fisica*. Studia i fenomeni sulla base della teoria ondulatoria della luce e sulla teoria delle onde elettromagnetiche, spiega fenomeni come diffrazione interferenza e polarizzazione.
- *Diffrazione*. Proprietà tipica dei moti ondulatori, consistente nella capacità di un'onda di oltrepassare gli ostacoli di dimensioni inferiori e/o confrontabili con la relativa lunghezza d'onda. Nel caso della luce, l'inserimento lungo il cammino ottico di una fenditura di dimensioni confrontabili con quelle della lunghezza d'onda della radiazione incidente, trasforma la fenditura stessa in sorgente d'onde secondarie che vanno ad interferire le une con le altre dando origine alle tipiche figure di diffrazione.

### Interferenza

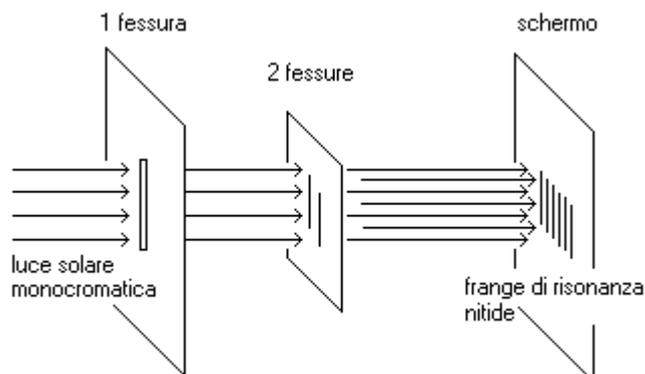
Attorno all'anno 1800, l'ecclettico medico inglese Thomas Young compì un esperimento che mise in crisi il modello corpuscolare della luce, modello fino allora considerato valido già dai tempi di Newton.

L'esperimento consisteva nel fare passare un sottile fascio di raggi di luce solare bianca, ottenuto tramite una fenditura, attraverso due ulteriori strette fenditure praticate con un rasoio su una carta da gioco (interessante il "livello" tecnologico dell'esperimento ...) ed osservare l'immagine che si produceva su di uno schermo.



Ciò che si verifica è una figura a frange colorate non nitide (sfumate).

Facendo l'esperimento con luce monocromatica si ottengono frange nitide.



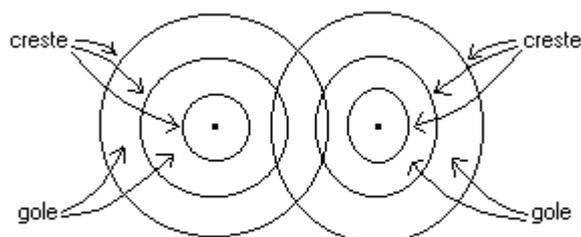
(La luce solare monocromatica può essere ottenuta facendo passare la luce solare attraverso un filtro colorato).

Questo fenomeno va sotto il nome di interferenza e non può essere spiegato tramite la teoria corpuscolare della luce. Secondo tale teoria, infatti, si dovrebbero ottenere esattamente due frange, essendo due le fessure.

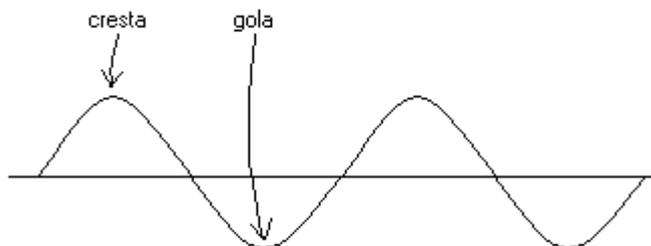
Quello che si ottiene, invece, sono molte frange chiare e scure ed a colori sfumati.

Il fenomeno può essere invece interpretato alla luce della teoria ondulatoria.

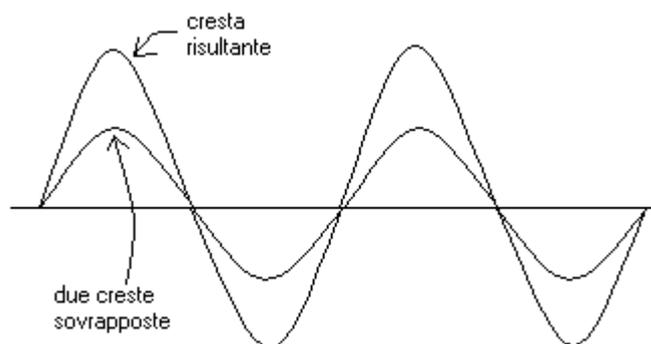
Prima di passare alla spiegazione dell'esperimento di Young in termini di interferenza di onde, è utile fare un'analogia con le onde prodotte sulla superficie di uno specchio d'acqua tramite il lancio di due sassi. Si ottiene così la seguente figura (vista dall'alto):



Per cresta e gola di un'onda ovviamente intendiamo, per un'onda vista in sezione, un punto di massimo e un punto di minimo così come illustrato dal grafico:

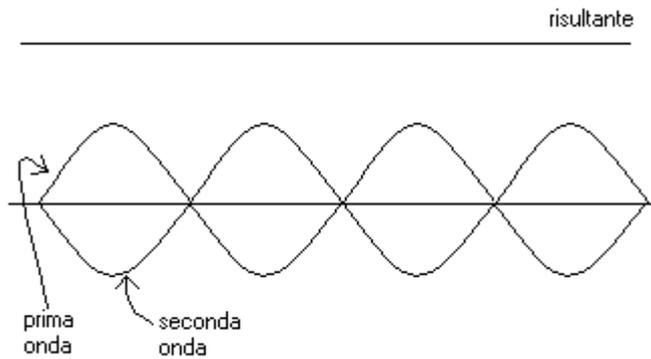


Orbene, se nello stesso punto si sovrappongono due creste di onde d'acqua, si ottiene una cresta alta il doppio:



In questo caso si dice che le onde sono in fase.

Se invece due onde di acqua si sommano in modo che ogni cresta della prima si sovrappone ad una gola della seconda, si ottiene l'annullamento dell'onda:



In tutti gli altri casi, con sfasamenti generici delle onde che si sovrappongono, si ottengono risultati intermedi.

Ciò che accade per le onde di acqua, accade per ogni altro tipo di onda (onde elettromagnetiche, fra cui la luce, onde acustici ecc.).

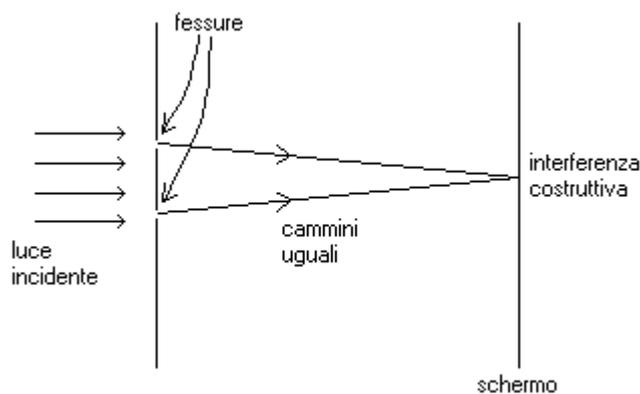
Il sommarsi in modo costruttivo o distruttivo di onde (con tutti i casi intermedi possibili) va sotto il nome di interferenza.

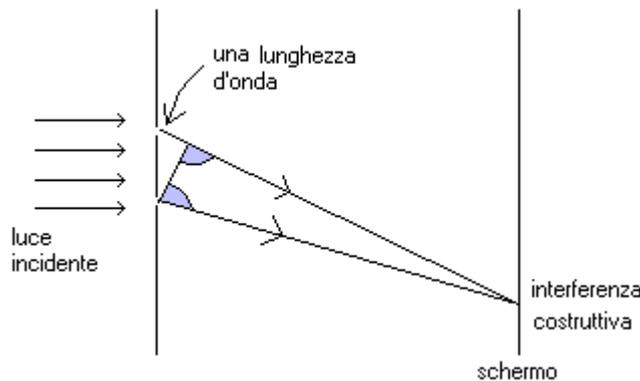
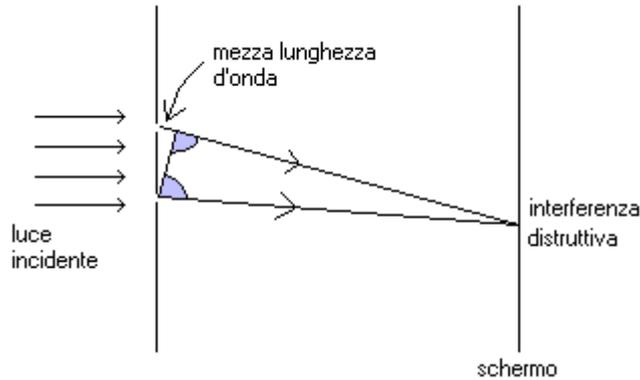
L'esperimento di Young si può spiegare allora come sovrapposizioni di onde.

Immaginiamo l'esperimento visto da sopra e consideriamo che una stessa onda luminosa colpisca le due fessure. La luce del sole è costituita da onde in fase. Se effettuassimo l'esperimento con due lampadine ognuna davanti ad una fessura, non otterremmo nessun fenomeno di interferenza in quanto la luce che colpisce le due fessure, provenendo da sorgenti diverse, non è in generale fase.

Dalle due fessure si propagheranno onde inizialmente in fase (provengono, come detto sopra, da una medesima onda) che andranno a colpire lo schermo compiendo, però in generale cammini diversi. Le onde che compieranno cammini di uguale lunghezza avranno creste in fase e si sommeranno dando creste di altezza doppia (interferenza costruttiva). Le onde che compieranno cammini di lunghezze che differiscono di mezza lunghezza d'onda andranno a sommarsi sullo schermo in modo da avere creste e gole in sovrapposizione e quindi di conseguenza si annulleranno (interferenza distruttiva). I cammini con differenza di una lunghezza d'onda produrranno sullo schermo ancora interferenza costruttiva e così via.

In questo modo si spiega il susseguirsi delle frange che appaiono sullo schermo.





(notare come abbiamo fatto per indicare la differenza fra la lunghezza dei cammini con la costruzione di un triangolo isoscele).

In un punto in cui avviene l'interferenza costruttiva si ottiene un picco di luce, dove si ha l'interferenza distruttiva si ottiene il buio. Il susseguirsi di luce e buio costituisce le frange di interferenza osservate nell'esperimento.

Con questo "modello" si spiega anche il fenomeno della "sfumatura" dei colori che si rileva sullo schermo. Lo sfumarsi dei colori nelle varie frange dipende dal fatto che la luce bianca è composta da colori diversi che corrispondono a lunghezze d'onda diverse per cui, in effetti, ogni colore subisce una propria interferenza producendo le suddette sfumature.

Con luce monocromatica si ottengono invece frange nitide. La misura della lunghezza d'onda  $\lambda$  di un fascio di luce monocromatica tramite l'esperimento di Young si deduce applicando le relazioni tra angoli e lati di un triangolo (vedi figure precedenti) a cui:

$$\lambda = (l * h)/L$$

dove:

**l** = distanza sullo schermo tra la frangia centrale e la prima frangia successiva

**h** = distanza tra le due fenditure

**L** = distanza tra le fenditure e lo schermo

I valori devono essere tali che L sia  $\gg$  di h e l.

Supponiamo che:

$$h = 2 * 10^{-4} \text{ m}$$

$$l = 3 * 10^{-3} \text{ m}$$

$$L = 1 \text{ m}$$

$$\lambda = (l * h)/L \Rightarrow (2 * 10^{-4} * 3 * 10^{-3})/1 \Rightarrow \mathbf{600 \text{ nm}}$$
 ovvero 600 nanometri.

Questa è la lunghezza d'onda della luce che, passando tra due fenditure, produce l'interferenza sopra calcolata.

## Telescopio

### Obiettivo

I parametri che caratterizzano un obiettivo sono il **diametro** e la **lunghezza focale** (la lunghezza focale è la distanza fra l'obiettivo ed il suo piano focale. Dal diametro dell'obiettivo dipende invece la capacità di raccolta della luce (il parametro è funzione del quadrato del diametro. Aperture doppie hanno una capacità di raccolta della luce superiore di quattro volte).

Il **rapporto focale** di un obiettivo è definito come il rapporto tra **lunghezza focale** e **diametro** =  $f/D$ . L'**ingrandimento** di un sistema ottico è dato dal rapporto tra **lunghezza focale obiettivo** e **lunghezza focale oculare**.

### *Nozioni*

- *Estrazione pupillare.* Distanza alla quale si deve tenere l'occhio dalla lente dell'oculare per vedere bene il campo visivo. Maggiore è l'estrazione pupillare più agevole è la visione.
- *Potere risolutivo.* Capacità del telescopio di separare oggetti vicini. La formula per conoscere il potere risolutivo di uno strumento è data da:  $120/d$  dove  $d$  = diametro dello strumento. Il potere risolutivo dell'occhio umano è al massimo di 1' di arco.
- *Capacità raccolta luce.* La capacità di raccolta della luce da parte di un telescopio dipende dalle dimensioni dell'obbiettivo ed è quindi proporzionale a  $D$  (diametro in millimetri) al quadrato. La pupilla umana al massimo raggiunge un diametro di circa 7 mm, quando è dilatata nell'oscurità della notte. Per calcolare il guadagno di un qualsiasi obbiettivo rispetto all'occhio è necessario fare il rapporto dei quadrati dei diametri. Volendo vedere il guadagno di un obbiettivo da 70 mm rispetto ad una pupilla da 7 mm, basta fare:  $(70 \times 70 / 7 \times 7) = 4900 / 49 = 100$ . Il guadagno ottenuto non dipende soltanto dalle dimensioni dell'obbiettivo (che rimane il fattore determinante) ma anche dalla percentuale di luce che esso è in grado di trasmettere.
- *Magnitudine limite.*  $M_{lim} = M_{eye} - 2 + 4,4 \log D$  dove  $M_{eye}$  è la magnitudine limite ad occhio nudo della zona di cielo nella quale si osserva, e  $D$  è il diametro dello strumento espresso in millimetri. Questa relazione è approssimata, non tenendo conto, ad esempio, dell'ostruzione dello strumento o della trasmissione della luce dei diversi schemi ottici. La formula ha un significato statistico e rappresenta la magnitudine stellare limite raggiungibile con ogni strumento ottico, se il seeing è buono, se possiamo variare l'ingrandimento a piacere fino a raggiungere il contrasto massimo, e se abbiamo già una certa esperienza con le osservazioni telescopiche. Un'altra formula usata che tiene conto nel parametro  $N$  dei fattori di ostruzione e qualità delle ottiche e che assume normalmente il valore 6,8 è la seguente:  $M_{lim} = N + 5 \log D$  dove  $D$  viene espresso in cm.
- *Correzione lambda.* Riguarda la deformazione che introduce l'ottica sul fronte dell'onda luminosa. Il telescopio introduce un errore assimilabile ad una deformazione dell'onda luminosa che arriva dal cielo. Per determinare di quanto è deformata l'onda si usa come riferimento la lunghezza d'onda della luce stessa, che viene indicata con la lettera greca LAMBDA " $\lambda$ ". Questo significa che l'errore introdotto dal sistema ottico, è una "deviazione" del cammino luminoso (ad es. di 1/10 della lunghezza d'onda). Ci sono due indici per misurare questa deformazione, RMS (valutato su tutta la superficie del tuo obbiettivo) e Picco-Valle (dal punto più alto al punto più basso). Solitamente il limite per ottiche professionali è  $1/20\lambda$  RMS, che corrisponde a  $1/4\lambda$ -PV. Il valore che assume lambda nel visibile è compreso da i 4000 nm (blu) a 7000 nm (rosso) ("nm" = un miliardesimo di metro = NANO METRO). Per effettuare una stima del valore P-V dell'ottica si può usare o la lama di Foucault oppure il reticolo di Ronchi.

## Oculari

Il campo reale di vista di un oculare è definito come la dimensione angolare della porzione di cielo effettivamente osservata attraverso l'oculare, quando questo è applicato al telescopio. Il campo reale CR è legato a quello apparente CA attraverso l'ingrandimento I del telescopio dalla relazione  $CR = CA/I$ . Es. telescopio con 2000 mm di focale con oculare da 20 mm e campo apparente di  $50^\circ$  avrà: 100 ingrandimenti e campo reale di  $0,5^\circ$ .

Per una misura più accurata del CR occorre conoscere il diametro del diaframma di campo (il diaframma di campo è determinato dal diametro di un anello interno localizzato davanti alla lente di campo dell'oculare). Il CR si determina come rapporto tra il diaframma di campo diviso la lunghezza focale del telescopio il tutto moltiplicato per 57,3. Ad es. un oculare con diaframma di campo pari a 27 mm ed un telescopio con lunghezza focale pari a 600 mm si ha un campo reale di:  $(27/600)*57,3 = 2,6^\circ$ .

I principali oculari sono:

1. Lente semplice
  - Oculare modesto dal campo ridotto.
2. Monocentrico
  - Costituito da tre lenti è un perfezionamento del modello precedente.
3. Huygens
  - Costituito da due lenti separate ha un campo di osservazione più largo dei modelli precedenti.
4. Ramsden
  - Analogo al modello precedente.
5. Fraunhofer
  - Analogo al precedente. Campo di  $35^\circ$ .
6. Kellner
  - Versione acromatica del Ramsden. Campo di  $40^\circ$ .
7. Abbe
  - Costituito da 4 lenti tutte in vetro diverso. Campo  $40^\circ$ .
8. Plossel
  - Caratterizzato da un'estrazione pupillare maggiore dell'Abbe. Campo  $50^\circ$ .
9. Erfle
  - Grande campo reso possibile da uno schema ottico composto di 5, 6 lenti. Campo  $65^\circ$ .
10. Grande campo
  - Composti di 6, 8 lenti hanno un campo visivo pari a  $85^\circ$ .
11. Lantano
  - Caratterizzati da una forte estrazione pupillare (20 mm). Campo  $45^\circ$ .

## Barlow

Consente di aumentare la lunghezza focale del telescopio. Può essere del tipo non acromatico, acromatiche ed apocromatiche.

L'ingrandimento fornito da un generico oculare è dato:  $i = ft/fo$  dove  $i$  = ingrandimento,  $ft$  = lunghezza focale telescopio,  $fo$  = lunghezza focale oculare. Utilizzando una lente di barlow con fattore di moltiplicazione "x" la lunghezza focale equivalente del telescopio sarà:  $ft = x*ft$ .

## Aberrazioni ottiche

I telescopi sono affetti da due tipi di aberrazioni: cromatiche e geometriche.

- *Cromatiche* si manifestano come un'alterazione nella colorazione dell'immagine soprattutto ai bordi. Le cause sono imputabili al fenomeno di **dispersione** operato dalle lenti stesse, quando sono attraversate da un raggio di luce (scomposizione della luce nelle sue componenti di colore). Le singole componenti di colore vengono rifratte in modo diverso le une dalle altre e quindi focalizzate a distanze diverse rispetto al centro del sistema ottico.
- *Geometriche* sono suddivise in cinque tipi:

1. *Astigmatismo* consiste nell'allungamento dell'immagine lungo una specifica direzione (oggetto circolare diviene ellittico).
2. *Coma* si manifesta come un pennacchio allungato lungo una certa direzione.
3. *Curvatura di campo* consiste nella distribuzione dei punti d'immagine corrispondenti ai punti appartenenti ad un piano dell'oggetto sopra una superficie curva. Alcune zone sono più nitide ed altre meno.
4. *Distorsione* non altera la nitidezza ma il suo aspetto.
5. *Aberrazione sferica* è determinata dal fatto che il fuoco dei raggi parassiali, ossia dei raggi passanti in prossimità dell'asse ottico, è in posizione diversa rispetto a quello dei raggi marginali, ossia dei raggi che sono riflessi e/o rifratti dal bordo dello specchio e/o lente.

## Filtri

I filtri sono caratterizzati dai parametri:

- *Banda passante ovvero lunghezza d'onda alle quali sono trasparenti.*
- *Trasmissione ovvero il rapporto tra luce trasmessa e luce incidente.*

I tipi di filtri disponibili in commercio sono:

- *Colorati* ovvero consentono una precisa trasmissione delle lunghezze d'onda interessata (Giallo, blu, verde, arancio).
- *SkyGlow (violetto multibanda)* è un filtro selettivo di contrasto che blocca quelle regioni dello spettro visibile nelle quali la luminosità di fondo del cielo, sia quella naturale che quella indotta dalle luci artificiali, risulta particolarmente fastidiosa. Questo tipo di filtro è molto efficace per incrementare il contrasto sia nell'osservazione del cielo profondo che in quella della Luna e dei pianeti.
- *IrCut* ovvero "taglia infrarossi", eliminano tutte le lunghezze d'onda al di sopra dei 7000 Angstrom.
- *Fringe Killer* riducono al minimo l'alone bluastrò che circonda gli oggetti osservati, in modo simile ad un filtro Minus-Violet, mantenendo allo stesso tempo un piacevole bilanciamento dei colori.
- *UHC-S* ovvero (nebulare ad alto contrasto e banda stretta), è un filtro nebulare innovativo per la sua altissima luminosità. Esalta il contrasto delle nebulose e scurisce in modo evidente il fondo cielo, tagliando con efficacia molte fonti d'inquinamento.
- *O-III (Ossigeno terzo)*, è un filtro nebulare dalla banda estremamente stretta. Particolarmente indicato per esaltare il contrasto delle nebulose planetarie e dei residui di supernova e scurisce in modo evidente il fondo cielo, tagliando con efficacia quasi tutte le fonti di inquinamento luminoso.
- *Ultravioletto* ovvero un filtro di tipo interferenziale studiato per le riprese CCD (non può essere usato in visuale) nella banda UV, ed è quindi ottimizzato per le riprese dell'atmosfera del pianeta Venere.
- *IR Pass* ovvero passa-Infrarosso blocca tutte le lunghezze d'onda visuali e trasmette la luce a partire dalla lunghezza d'onda di 685 nm fino a tutto l'InfraRosso.
- *LPR (Light Pollution Reducer)* riducono l'inquinamento luminoso. In generale esaltano le emissioni di "oggetti" del profondo cielo bloccando tutte le altre frequenze (sono efficaci nel bloccare le emissioni di lampade a scarica di gas "vapori di mercurio, sodio, fluorescenti", ma inefficaci sulle emissioni di lampade ad incandescenza).

## Montatura

I tipi di montature disponibili sono: altazimutale ed equatoriale.

Le coordinate cui fa riferimento la montatura equatoriale, sono: Ascensione retta (AR) e declinazione (lettera greca delta).

- *Ascensione retta (AR)* di un astro è la distanza tra il meridiano celeste che passa per la stella, ed il meridiano fondamentale che passa per il punto "gamma" detto punto vernale o primo dell'ariete (è misurato in senso antiorario in ore, minuti, secondi).

- *Declinazione* ( $\delta$ ) di un astro è l'arco di meridiano compreso tra l'astro stesso e l'equatore celeste ed è misurato in gradi (da  $0^\circ$  a  $90^\circ$ ). Se si conosce la declinazione di una stella, è possibile determinare la latitudine del luogo di osservazione. Nel punto in cui la stella transita in meridiano l'altezza sull'orizzonte, la latitudine  $\lambda$  e la declinazione della stella sono legate dalla relazione:  $h = 90^\circ - \lambda - \delta$ .
- *Angolo orario* è la distanza angolare fra il meridiano locale e la direzione della stella misurata lungo l'equatore celeste, quest'angolo viene espresso in ore, minuti e secondi come l'Ascensione retta. L'angolo orario può andare da 0 a 24 ore, poiché indica quanto tempo è trascorso dal transito in meridiano. L'angolo orario del punto vernale prende il nome di Tempo Siderale (TS). Quando il Tempo Siderale è uguale a zero, il punto vernale sta transitando in meridiano. Tra il Tempo Siderale (TS), l'Angolo orario (O) e Ascensione retta (AR) di una stella c'è una relazione molto semplice:  $O = TS - AR$ . In particolare se l'angolo orario è positivo, allora si ha il tempo trascorso dal passaggio in meridiano, ossia l'astro, nel suo moto apparente da est verso ovest, è già passato oltre il meridiano in cui ci troviamo noi. Se la differenza è negativa, allora si ha il tempo che deve ancora trascorrere perché l'astro passi in meridiano. Nel caso in cui l'angolo orario è uguale a 0 l'astro sta transitando sul meridiano.

## Sistema solare

Il sistema solare è composto dal sole e dai pianeti orbitanti intorno ad esso. I pianeti orbitano intorno al sole lungo orbite ellittiche (**prima legge di Keplero** "le orbite dei pianeti sono ellittiche ed il sole occupa uno dei due fuochi"). La forza che costringe i pianeti ad orbitare intorno al sole è la "**forza gravitazionale**". A causa dell'ellitticità dell'orbita il pianeta può trovarsi più o meno vicino al sole (**perielio** = vicino, **afelio** = distante), questo significa che il pianeta raggiunge la massima velocità orbitale al perielio, la minima all'afelio (le aree descritte dal raggio vettore che unisce il sole ai pianeti sono proporzionali al tempo impiegato, **seconda legge di Keplero**).

Ogni schema delle orbite planetarie nel sistema solare, se disegnato correttamente, mostra una distanza non proporzionale tra le orbite di Marte e Giove. Keplero rimase sorpreso da questo fatto, al punto di sospettare che dovesse esserci un altro pianeta nel sistema solare. Furono gli astronomi Bode e Titius che scoprirono una relazione numerica tra le distanze dei pianeti.

Consideriamo lo zero poi il 3 e quindi numeri via via doppi (0; 3; 6; 12; 24; 48; 96). Se ad ognuno di questi numeri aggiungiamo 4 e poi dividiamo per 10 otteniamo (0,4; 0,7; 1; 1,6; 2,8; 5,2; 10). Questi valori con buona approssimazione rappresentano le distanze in UA dei pianeti dal Sole.

Il periodo di rivoluzione del pianeta intorno al sole è tanto maggiore quanto maggiore è la distanza del pianeta dal sole, in particolare il quadrato del periodo di rivoluzione è proporzionale al cubo del semiasse maggiore della sua orbita (**terza legge di Keplero**  $\Rightarrow T_1^2 / T_2^2 = R_1^3 / R_2^3$ ).

Un'applicazione della terza legge di Keplero ad esempio è se volessimo calcolare il tempo che impiegherebbe la Terra a "cadere" sul Sole supposto che cessi il suo movimento di rotazione intorno alla stella. Per fare questo, consideriamo la distanza Terra Sole come un'ellisse molto stretta, da confondersi con una linea, e tale che i suoi due estremi siano uno sull'orbita terrestre e l'altro sul centro del Sole. Il semiasse maggiore di una tale ellisse è la metà di quello dell'orbita terrestre. Il calcolo del periodo di un corpo che percorre tale ellisse, lo si ricava dalla terza legge di Keplero.

Dalla formula:  $T_1^2 / T_2^2 = R_1^3 / R_2^3$

Dove:

$T_1$  = periodo di rivoluzione della Terra = per semplicità a 365 giorni;

$R_1$  = semiasse maggiore dell'orbita terrestre = 1 UA;

$T_2$  = periodo di rivoluzione lungo l'ellisse stretta;

$R_2$  = semiasse maggiore dell'ellisse stretta = 0,5 UA.

Sostituendo questi dati nella formula, si ottiene:  $365^2 / T_2^2 = 1^3 / 0,5^3$ , da cui risulta  $T_2 = 129$  giorni. A noi però non interessa l'intero periodo di rivoluzione di un corpo immaginario che si muove su questa ellisse, ma la metà di tale periodo, cioè la durata del percorso dall'orbita terrestre al Sole: questa durata sarà la durata della caduta della Terra sul Sole. Si ottengono pertanto 64,5 giorni che corrispondono al periodo originale diviso per 2.

La forza che costringe un pianeta ad orbitare attorno al Sole (in realtà il singolo pianeta ed il Sole orbitano attorno ad un centro di gravità comune, dove la distanza tra i due corpi ed il centro di gravità è funzione della loro massa) è la **forza gravitazionale**.

La massa determina la forza gravitazionale intrinseca di un corpo, nonché rispetto ad un altro corpo il centro di gravità comune. In altri termini ad esempio prendendo come riferimento il sistema Terra Luna, se la Luna avesse una massa pari alla metà della massa della Terra, si troverebbe dal centro di gravità comune a una distanza doppia di quella della Terra; se avesse una massa pari ad un terzo della massa della Terra, si troverebbe ad una distanza tripla, e così via. La posizione del centro di gravità del sistema Terra Luna si trova a circa 1600 Km sotto la superficie della Terra, e a 4720 Km dal centro della Terra stessa. La Luna orbita attorno a quel punto e lo stesso vale anche per la Terra. Il centro di gravità del sistema Terra Luna si trova 81,3 volte più lontano dal centro della Luna di quanto non sia dal centro della Terra; ciò significa che la Luna ha una massa pari 1/81,3 ovvero 0,0123 volte la massa della Terra.

In generale per determinare la posizione del centro di massa di un sistema composto da due masse  $m_1$  e  $m_2$  si utilizza la seguente relazione:

$$m_1 \cdot d_1 = m_2 \cdot d_2 \Rightarrow m_1/m_2 = d_2/d_1$$

dove  $d_1$  e  $d_2$  rappresentano la distanza rispettivamente dal centro di massa e le due massa  $m_1$  e  $m_2$ . Per il sistema Terra Luna si ha (chiamo  $m_l$  = massa Luna,  $m_t$  = massa Terra,  $d_t$  = distanza dal centro di gravità al centro della Terra,  $d_l$  = distanza dal centro di gravità al centro della Luna):

$$m_l/m_t = d_t/d_l \Rightarrow 1/81 = d_t/380.000 - d_t \Rightarrow 82 \cdot d_t = 380.000 \text{ km} \Rightarrow d_t = 4700 \text{ km}$$

Dalla conoscenza di questa relazione è possibile determinare la massa ad esempio degli altri pianeti del sistema solare relativamente a quella della Terra confrontando ad esempio gli effetti gravitazionali esercitati da un pianeta sul suo satellite con quelli esercitati dalla Terra sulla Luna. Infatti, il tempo impiegato da un piccolo satellite a compiere la sua rivoluzione orbitale attorno al suo pianeta è funzione della distanza del satellite dal centro del pianeta e l'intensità del campo gravitazionale del pianeta stesso. Il pianeta Giove, per esempio, ha un satellite, Io, che si trova a una distanza da Giove quasi esattamente uguale alla distanza della Luna dalla Terra. Eppure Io compie la sua rivoluzione attorno a Giove in un giorno e tre quarti, mentre la Luna orbita attorno alla Terra con un periodo di 27 giorni e un terzo. Si può calcolare che Giove, per costringere Io a muoversi così rapidamente, deve avere un campo gravitazionale 318,4 volte più intenso di quello terrestre, in altri termini, Giove deve avere una massa 318,4 volte maggiore di quella terrestre.

C'è un'occasione importante in cui accade di essere costretti a restare dal centro di un pianeta a una distanza diversa da quella dal centro dell'altro (ad esempio quando si è sulla superficie di uno dei due pianeti). Per analizzare questa situazione prendiamo ad esempio il confronto Terra Luna. La massa della Terra è pari a 81,3 volte la massa della Luna e, per posizioni situate ad uguale distanza dal centro di ciascuno dei due corpi, l'intensità del campo gravitazionale della Terra è sempre 81,3 volte maggiore di quella del campo gravitazionale lunare. Supponiamo però di essere sulla superficie della Luna. In questo caso ci troviamo a 1738 Km dal suo centro. Quando siamo sulla superficie della Terra ci troviamo a 6371 Km dal suo centro. L'intensità gravitazionale alla superficie di un corpo è la sua *gravità alla superficie* e, calcolandone l'intensità, dobbiamo tener conto delle differenze di distanza dal centro. La distanza della superficie della Terra dal centro del nostro pianeta è 3,666 volte maggiore della distanza esistente fra la superficie e il centro della Luna.

L'intensità gravitazionale diminuisce con il quadrato della distanza, cosicché la gravità alla superficie della Terra è indebolita rispetto alla gravità della Luna alla sua superficie di un fattore pari a  $3,666 \times 3,666$  ovvero di 13,44. Dobbiamo perciò dividere l'intensità gravitazionale intrinseca della Terra di 81,3 (rispetto a quella della Luna) per 13,44, e otteniamo 6,05. Così, benché la Terra abbia una massa 81,3 volte maggiore di quella della Luna, la sua gravità alla superficie è solo 6,05 volte maggiore di quella della Luna.

#### Posizione dei pianeti e fenomeni reciproci.

L'angolo che un pianeta forma con il sole e la terra vale  $0^\circ$  si dice che è in **congiunzione**. Viceversa se sole e pianeta sono in direzioni opposte rispetto alla terra si dice che sono in **opposizione** (l'angolo in questo caso è di  $180^\circ$ ). Per i pianeti interni "Mercurio e Venere" l'opposizione non esiste e si parla di **congiunzione**

**inferiore** e **superiore** (le due configurazioni sono: pianeta-Sole-Terra, Sole-pianeta-Terra, in nessuno dei due casi il pianeta è visibile). Per essere visibile occorre che il pianeta raggiunga la massima distanza angolare dal sole chiamata **elongazione** (tale valore è 25° per Mercurio, 45° per Venere).

Sempre riferendoci alle posizioni dei pianeti si possono verificare i fenomeni di **transito** e **occultazione** (transito = passaggio del pianeta davanti il sole, occultazione = passaggio del pianeta dietro il sole).

### Punti di Lagrange

Nel problema dei tre corpi, i punti di Lagrange, tecnicamente chiamati punti di oscillazione, altro non sono che quelle posizioni nello spazio, nell'ipotesi esemplificativa in cui uno dei corpi abbia massa molto inferiore agli altri due, in cui le forze che agiscono sull'oggetto minore si bilanciano, creando una situazione di equilibrio. Di fatto in un sistema dove un corpo ruota con orbita quasi circolare intorno ad un altro, ci sono dei punti nello spazio dove le forze gravitazionali dei due oggetti si bilanciano e permettono ad un corpo di piccola massa di mantenere una posizione fissa rispetto agli altri due. Si tenga presente che i punti lagrangiani non sono punti fissi nello spazio, ma sono punti fissi rispetto ai due corpi maggiori.

Questi punti sono detti di Lagrange in onore del matematico Joseph-Louis de Lagrange che nel 1772 ne calcolò la posizione.

Esistono cinque punti lagrangiani denominati L1, L2, L3, L4 e L5 tre di questi sono punti di equilibrio instabile L1, L2, L3, poiché basta una piccola perturbazione dallo stato di equilibrio, per far sì che l'oggetto si allontani sempre più dal punto lagrangiano stesso. I restanti due punti possono essere di equilibrio stabile (se di poco perturbati gli oggetti in queste posizioni ritornano alla posizione originaria) se è verificata la condizione:

$$(K1 * K2) / (K1 + K2) <= 1 / 27$$

dove K1 e K2 sono le costanti di gravitazione dei 2 corpi principali. L'angolo formato tra (a) la congiungente il punto e il centro del cerchio e (b) l'asse segnato, è pari a 60°.

In astronomia, i punti lagrangiani sono molto usati: essi identificano un particolare punto di un'orbita in un sistema di corpi, di un pianeta o di un satellite; i punti lagrangiani sono gli unici punti in cui si possono situare corpi minori, o gruppi di corpi minori, per condividere stabilmente l'orbita di un corpo più grande, in quanto le attrazioni gravitazionali si annullano. Situazione tipica è quella degli asteroidi Troiani, tra cui i più famosi sono quelli di Giove (recentemente sono stati scoperti i "Troiani di Nettuno") organizzati in due gruppi che condividono l'orbita del gigante, uno che lo precede di 60° e l'altro che lo segue alla stessa distanza angolare.

### Sole

Il sole è la stella più vicina e dista otto minuti luce da noi. Il sole ci mostra un disco apparente di circa 0,5° di diametro. La quantità di energia che emette in un secondo su tutte le frequenze si dice "*luminosità*".

La luminosità del sole "L" può essere calcolata partendo dalla quantità di energia "q" ricevuta in un secondo da un centimetro quadrato di superficie terrestre. Moltiplicando "q" per la superficie della sfera, che ha come raggio l'unità astronomica "d", si ottiene "L":

$$L = 4\pi d^2 q$$

Dalle misure, essendo  $q = 1,36 * 10^6 \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$  e  $d = 149,5 * 10^{11} \text{ cm}$ , si ottiene l'energia nell'unità di tempo, ovvero la potenza:

$$L = 3,8 * 10^{33} \text{ erg s}^{-1}$$

Considerando che la distribuzione di energia del sole è simile a quella di un corpo nero (in fisica un corpo nero è un oggetto ideale che assorbe tutta la radiazione elettromagnetica incidente, e quindi non ne riflette né trasmette alcuna energia, lo spettro di emissione è funzione della temperatura) applichiamo la legge di *Stefan* per ricavare la temperatura superficiale dell'astro. Questa legge afferma che l'energia emessa da un centimetro quadrato del corpo nero in un secondo è proporzionale alla quarta potenza della temperatura:

$$E = \sigma T_{\text{eff}}^4$$

Indicando con "R" il raggio del sole ( $6,9 * 10^{10} \text{ cm}$ ) ed essendo  $\sigma = 5,6 * 10^{-5} \text{ erg cm}^{-2} \text{ grado}^{-4} \text{ s}^{-1}$  si ha:

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

$$3,8 * 10^{33} \text{ erg s}^{-1} = 4\pi (6,9 * 10^{10} \text{ cm})^2 * 5,6 * 10^{-5} \text{ erg cm}^{-2} \text{ grado}^{-4} \text{ s}^{-1} T_{\text{eff}}^4$$

da cui si ottiene la temperatura efficace del sole:

$$T_{\text{eff}} = 5800^\circ\text{K}$$

L'unico processo che consente di liberare un così alto valore di energia per tempi lunghi è l'energia di fusione, l'energia "E" liberata dalla trasformazione di una massa  $\Delta m$  in energia è data dalla:

$$E = \Delta m c^2$$

La massa  $\Delta m$  che deve essere trasformata in un secondo per erogare un'energia pari alla luminosità del sole è:

$$\Delta m = L/c^2 = 3,8 * 10^{33} / 9 * 10^{20} = 4,2 * 10^{12} \text{ g} = 4,2 * 10^6 \text{ t}$$

In particolare nel processo di fusione per costruire un nucleo di elio occorrono quattro nuclei di idrogeno. La massa del nucleo di elio è di 4,00389 unità atomiche, mentre quella del nucleo di idrogeno è di 1,00813 unità atomiche. Nel prodotto finale della reazione mancano 0,02863 unità atomiche ( $1,00813 * 4 - 4,00389$ ) cioè lo 0,71% della massa dei nuclei di idrogeno entrati nella reazione. Dunque di 1 grammo di idrogeno trasformato in elio, 0,0071 grammi appaiono sotto forma di energia per un ammontare di:

$$E = 0,0071 * (3 * 10^{10})^2 = 6,4 * 10^{18} \text{ erg.}$$

Sapendo che 1 grammo di idrogeno produce il valore di E sopra riportato, per sapere quanto idrogeno si deve trasformare in elio ogni secondo basta dividere il valore dell'energia emessa dal sole in 1 secondo ( $3,8 * 10^{33}$  erg) per  $6,4 * 10^{18}$  erg ovvero  $600 * 10^6$  tonnellate di idrogeno.

Dal valore anzidetto lo 0,71% è il prodotto di trasformazione sotto forma di energia pari a  $4,2 * 10^6$  tonnellate al secondo, in accordo con quanto scritto nella formula con  $\Delta m$ .

Dai dati sopra trovati possiamo calcolare ad esempio in quanto tempo 1/10 della massa del sole (supposto costituito interamente di idrogeno) si trasforma in elio, e che ogni secondo ne sono trasformate 600 milioni di tonnellate.

Sapendo che la massa del sole è di  $2 * 10^{33}$  grammi, 1/10 di questa massa è  $2 * 10^{32}$  grammi e ne consumiamo  $6 * 10^{14}$  grammi il secondo, per consumarli tutti impiegheremo:

$$(2 * 10^{32}) / (6 * 10^{14}) = 0,3 * 10^{18}$$

Il valore trovato corrisponde a circa  $10 * 10^9$  anni.

Con lo stesso criterio si può ricavare per quanto tempo il sole può emettere energia al ritmo sopra indicato (ovvero trasformare completamente la sua massa " $M$ " =  $2 * 10^{33}$  g) si ha:

$$t = M / \Delta m = 2 * 10^{33} / 4,2 * 10^{12} = 4,7 * 10^{20} \text{ s}$$

Il risultato è 15.000 miliardi di anni.

Del sole possiamo vedere lo strato superficiale denominato fotosfera dove è possibile osservare le macchie solari. Altri strati dell'atmosfera solare non visibili normalmente sono:

Cromosfera e corona.

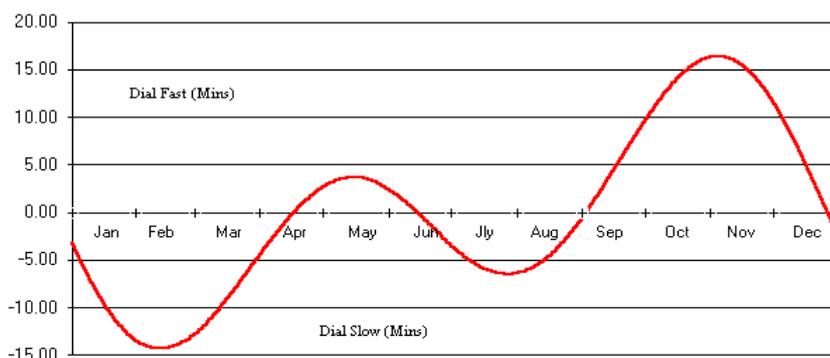
Sulla cromosfera è possibile osservare le protuberanze. Tramite opportuni filtri è inoltre possibile osservare facole, brillamenti e filamenti. Con un apposito accessorio (coronografo) o quando si verifica un'eclissi totale è possibile osservare la corona solare. Il fenomeno dell'eclissi di sole accade, quando la stella è occultata dalla luna.

Esistono tre tipi d'eclissi:

1. *Parziale*, quando il disco lunare non copre interamente quello solare.
2. *Anulare*, quando la luna lascia visibile una stretta corona circolare della fotosfera solare.
3. *Totale*, quando il disco solare è completamente oscurato dalla luna.

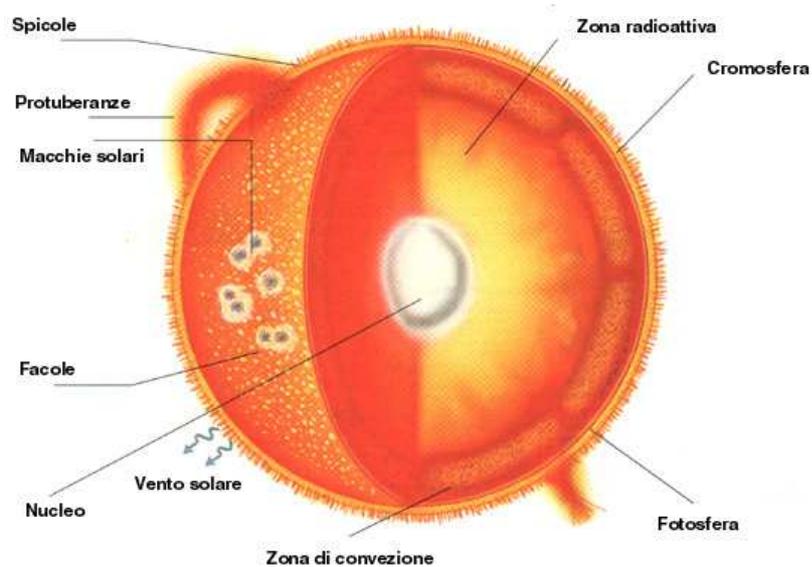
### Glossario

- *Analemma*. Il fenomeno è determinato dalla variazione (laterale) del sole nel suo moto apparente sul piano dell'eclittica. La posizione del sole, presa ogni giorno alla stessa ora varia sia in altezza che nello spostamento laterale (equazione del tempo). Tale oscillazione determina una figura a forma di otto denominata "analemma".
- *Anno siderale*. L'anno siderale è il tempo che impiega il Sole a ritornare nella stessa posizione rispetto alle stelle della sfera celeste, ovvero il periodo orbitale della Terra attorno al Sole che è pari a 365 giorni, 6 ore, 9 minuti, 9 secondi.
- *Anno tropicale*. Anno tropicale o anno solare, è la durata intercorrente fra due passaggi consecutivi del Sole per il punto gamma, cioè l'equinozio di primavera. L'anno tropicale non è perfettamente costante, il moto della Terra attorno al Sole è influenzato sia dalla presenza degli altri pianeti, quindi il passaggio nello stesso punto dell'orbita non avviene nello stesso istante, sia dalla precessione degli equinozi che sposta lentamente il punto zero. Per questo motivo è stato definito un anno tropicale medio pari a 365 giorni, 5 ore, 48 minuti e 46 secondi.
- *Anno anomalistico*. Anno anomalistico è l'intervallo di tempo tra due passaggi consecutivi della Terra al perielio.
- *Anno civile*. Poiché l'anno tropicale non contiene un numero intero di giorni ed il suo inizio varia di anno in anno viene introdotto per uso civile un particolare tipo di anno che contiene un numero intero di giorni.
- *Brillamento*. Detto anche flare è un'eruzione di plasma dalla superficie del sole. Vengono suddivisi in classi "M, C" dove M sono più potenti.
- *Corona*. Fascia esterna dell'atmosfera solare composta di gas rarefatti.
- *Cromosfera*. Strato dell'atmosfera solare compreso fra la superficie luminosa del sole "fotosfera" e la corona esterna. La cromosfera è visibile solo durante le eclissi di Sole, durante le quali si manifesta come un brillante anello rosso che lo circonda.
- *Elongazione*. Distanza angolare di un pianeta dal sole o di un satellite dal suo pianeta.
- *Equazione del tempo*. Scostamento del sole reale rispetto al sole medio. Il sole medio è un corpo immaginario che si muove sull'equatore celeste alla velocità media del sole (il moto apparente del sole non è costante per via dell'ellitticità dell'orbita). Il sole medio interseca il sole fittizio nel punto vernale (primo dell'ariete) e nel punto della bilancia (opposto al primo dell'ariete). Il sole fittizio è un corpo immaginario che si muove lungo l'eclittica a velocità costante ed interseca sia all'apogeo che al perigeo il sole vero.



- *Fotosfera*. Superficie luminosa del disco solare.

- *Facole*. Punti luminosi che si osservano sulla fotosfera o sulla cromosfera, prodotta da una concentrazione di linee magnetiche.



- *Grani di Baily*. Fenomeno dovuto al fatto che il lembo lunare è frastagliato in corrispondenza al profilo dei rilievi. Per cui, negli istanti che precedono e seguono la totalità, si possono vedere come punti brillanti i raggi solari che passano attraverso le depressioni tra un rilievo e l'altro.
- *Granulo*. Superficie del disco solare che appare granulosa.
- *Luce zodiacale, Gegenschein e fascia zodiacale*. Questi tre fenomeni sono, in ordine di difficoltà fenomeni osservabili solo in cieli perfetti. La loro causa è la medesima, ovvero particelle di polvere interplanetaria disperse nel sistema solare. La maggiore concentrazione di polveri si ha nella parte interna del sistema, per questo motivo l'intensità è maggiore al tramonto e all'alba, ovvero vicino al Sole, questa parte più luminosa è chiamata "luce zodiacale". Il Gegenschein è un bagliore opposto "nuvoletta di luce" in direzione antisolare. Viene prodotta principalmente da due effetti: uno di retrodiffusione ovvero quando la luce illumina in fase piena le particelle di polvere, l'altro determinato dalla maggiore concentrazione di polveri nei pressi del punto Lagrangiano L2. La fascia zodiacale è una striscia di luce ancora più debole sovrapposta all'eclittica.
- *Macchia solare*. Area scura che appare sulla superficie solare determinata da una grande attività magnetica del sole (confinamento del plasma al di sotto della superficie solare con conseguente raffreddamento della stessa).
- *Numero di Wolf*. E' un numero indice dell'attività solare; è indicato con R o RI ed è calcolato in base alla formula:  $R = [(G \cdot 10) + M] \cdot K$  dove G rappresenta il numero di gruppi visibili sul disco del sole, M è il numero totale di macchie visibili in tutti i gruppi, K fattore d'adeguamento per poter confrontare le osservazioni fatte da diversi osservatori e/o con diversi strumenti (K = 1 per obiettivi pari ad 80mm).
- *Oscuramento al bordo*. Fenomeno dovuto al fatto che guardando verso il centro del disco guardiamo attraverso uno strato più sottile d'atmosfera rispetto al bordo.
- *Protuberanze*. Sono getti di idrogeno che risultano correlati sempre dal campo magnetico del Sole, in particolare questi getti, seguono soprattutto le linee di forza del campo magnetico, ecco perché nella maggior parte dei casi assumono una forma ad arco. In base alla loro forma ed al loro comportamento esistono tre tipologie di protuberanze: Ad anello, quiescenti, ed eruttive. Come suggerisce il nome, le protuberanze ad anello possono assumere forme simili ad anelli che condensano per poi ricadere sulla superficie. Le quiescenti invece possono assumere forme svariate ma hanno la caratteristica di mantenere il loro aspetto per molto tempo. Le eruttive

sono una variante delle protuberanze ad arco, l'unica differenza è che risultano più "violente", nel senso che una volta creati si evolvono in gran velocità allargandosi e allontanandosi dalla cromosfera, dopo essersi espansi, l'anello comincia a frastagliarsi e si disperde grazie all'azione del vento solare.

- *Saros*. Periodo al termine del quale si ripetono le stesse eclissi di Sole (41) e di Luna (29). La durata è pari a 18 anni 10 giorni e 22 ore.
- *Spicole*. Sono piccoli getti di idrogeno di forma filamentosa che, una volta generate permangono per circa 5 minuti. Possono essere considerate come un prolungamento della granulazione fotosferica, non a caso sono chiamate spicole perché assumono una forma simile ad una spiga di grano. Come tutti i fenomeni solari, la presenza delle spicole è correlata sempre con l'interazione delle linee di forza del campo magnetico.
- *Vento solare*. Flusso continuo di particelle prodotte dal Sole dotate di carica elettrica.

## Terra

La Terra è il terzo pianeta in ordine di distanza dal Sole.

La formazione della Terra è datata a circa 4,54 miliardi di anni fa. Essa possiede un satellite naturale, la Luna, la cui età, stimata analizzando alcuni campioni delle rocce più antiche, è risultata compresa tra 4,29 e 4,56 miliardi di anni. Il suo asse di rotazione è inclinato rispetto alla perpendicolare al piano dell'eclittica: questa inclinazione, combinata con la rivoluzione della Terra intorno al Sole, causa l'alternarsi delle stagioni. Le condizioni atmosferiche primordiali sono state alterate in maniera preponderante dalla presenza di forme di vita, le quali hanno creato un diverso equilibrio ecologico plasmando la superficie del pianeta. Circa il 71% della superficie è coperta da oceani di acqua salata, mentre il restante 29% è rappresentato dai continenti e dalle isole.

Gli scienziati sono riusciti a ricostruire la storia della Terra. La Terra e gli altri pianeti del sistema solare si formarono 4,57 miliardi di anni fa. Inizialmente liquefatto, il pianeta gradualmente si raffreddò, formando una crosta terrestre sempre più di tipo granitico, simile all'odierna. La Luna si formò subito dopo, probabilmente a causa dell'impatto tra la Terra e un pianetino grande quanto Marte e avente circa il 10% della massa della Terra, conosciuto come Theia. Nell'urto tra i due corpi, un po' della massa di questo piccolo corpo celeste si unì alla Terra e una porzione fu espulsa nello spazio, ma abbastanza materiale sopravvisse per formare un satellite orbitante.

La Terra ruota da ovest verso est una volta al giorno, inteso come giorno siderale, attorno all'asse che unisce il polo nord al polo sud in 23 ore, 56 minuti e 4,091 secondi. È per questo che il sole e tutte le stelle sorgono a est e tramontano a ovest compiendo un movimento nel cielo a una velocità di circa 15°/h o 15'/min. Inoltre la Terra ruota attorno al Sole, a una distanza media di 150 000 000 km in un anno siderale. La sua velocità di orbita è di circa 30 km/s (108 000 km/h), veloce abbastanza da coprire il diametro del pianeta (circa 12 600 km) in 7 minuti, e la distanza dalla Luna (384 000 km) in 4 ore.

Ha un satellite naturale, la Luna, che le gira attorno in 27,32 giorni.

Visti dal polo nord terrestre, tutti questi movimenti si svolgono in senso antiorario. I piani dei movimenti non sono precisamente allineati: l'asse della Terra è inclinato di 23,5 gradi rispetto alla perpendicolare del piano Terra-Sole, e il piano Terra-Luna è inclinato di cinque gradi, cosa che impedisce il verificarsi di due eclissi (una solare e una lunare) ogni mese, e le rende invece un evento raro. Sempre a causa dell'inclinazione dell'asse terrestre, la posizione del Sole nel cielo e l'incidenza delle sue radiazioni (vista da un osservatore posto sulla superficie) varia nel corso dell'anno. Ad esempio, un osservatore posto a una latitudine settentrionale, quando il polo nord è inclinato verso il sole, noterà dei periodi di luce giornaliera più lunghi e un clima più temperato, mentre disporrà di meno ore di luce e di un clima più rigido nel caso opposto. Al di sopra dei due circoli polari si raggiunge il caso estremo di alternanza di lunghi periodi di assenza di luce (chiamati notti polari), a periodi di non tramonto del Sole.

Questa relazione tra il clima e l'inclinazione dell'asse terrestre viene definita tramite le 4 stagioni. Esse, dal punto di vista astronomico, sono determinate dai solstizi (i punti di massima inclinazione verso e contro il Sole) e dagli equinozi (punti in cui l'inclinazione è perpendicolare alla direzione del Sole). Il solstizio invernale cade il 21 dicembre, quello estivo il 21 giugno; mentre i due equinozi cadono, quello primaverile il 20 marzo e quello autunnale il 23 settembre. L'alternanza delle stagioni è opposta da un emisfero terrestre

all'altro, data l'opposta inclinazione dell'asse, comportando ad esempio, la presenza in quello nord dell'estate e in quello sud dell'inverno.

L'angolo di inclinazione è relativamente stabile se considerato su lunghi periodi, tuttavia esso compie un lento ed irregolare moto (conosciuto come nutazione), con un periodo di 18,6 anni. L'orientazione dell'asse varia secondo una precessione intorno a un cerchio completo in un ciclo di poco più di 25.800 anni. La presenza di una precessione è la causa dello sfasamento tra un anno siderale e un anno tropico. Entrambe le variazioni del movimento dell'asse derivano dalla mutevole attrazione del Sole e della Luna sulla parte equatoriale del pianeta. Anche la velocità di rotazione del pianeta non è costante, ma varia nel tempo secondo un fenomeno noto come "variazione della lunghezza del giorno".

Il futuro del pianeta è strettamente legato a quello del Sole. Come conseguenza del processo di accumulo del gas elio all'interno del Sole, la sua luminosità tenderà ad aumentare con un ritmo stimato del 10% nel corso dei prossimi 1,1 miliardi di anni e del 40% nei prossimi 3,5. Modelli climatici indicano che l'aumento delle radiazioni che raggiungono la Terra potrebbe avere conseguenze devastanti, fino alla possibilità di perdita delle masse oceaniche.

L'incremento conseguente di temperatura accelererà l'inorganico ciclo del carbonio, riducendo la sua concentrazione verso il livello letale per le piante per la fotosintesi in circa 900 milioni di anni. Anche se il Sole fosse infinito e stabile, il continuo raffreddamento della Terra comporterebbe comunque una consistente perdita della sua atmosfera e degli oceani (a causa della diminuita attività vulcanica) e la sua totale scomparsa dopo un altro miliardo di anni.

In luce di ciò, a meno di interventi, la Terra sarà effettivamente abitabile per ancora circa 500 milioni di anni. Successivamente il sole incomincerà a espandersi, fino a raggiungere, in circa 5 miliardi di anni, le dimensioni di una gigante rossa. Secondo i modelli, esso si espanderà di circa il 99% della distanza di orbita terrestre odierna (1 unità astronomica, o UA). Tuttavia, in questo periodo, l'orbita terrestre si sarà già spostata di circa 1,7 UA a causa della diminuita massa solare e conseguente minore gravità. Si ritiene che il pianeta possa evitare di essere inglobato dall'aumentato volume solare verso lo spazio esterno, sebbene la maggior parte (se non la totalità) della vita presente, sarà estinta. Tuttavia, le più recenti simulazioni mostrano che l'orbita terrestre, a causa di effetti di marea, decadrà, causando il suo ingresso nell'atmosfera solare, con conseguente distruzione.

La terra ha un'atmosfera relativamente spessa composta per il 78% di azoto e per il 21% di ossigeno e per il 1% di argon. L'atmosfera separa la superficie terrestre dallo spazio ed i suoi vari strati sono così suddivisi:

- 1° strato = Troposfera (si formano i fulmini, le nubi ecc.) il cui spessore è pari a 12 Km.
- 2° strato = Stratosfera si estende sino a 50 Km.
- 3° strato = Mesosfera si estende sino a 85 Km.
- 4° strato = Ionosfera presenta una gran quantità di ioni liberi generati dalla radiazione UV solare.

Nel corso degli ultimi due milioni di anni a causa di variazioni dell'inclinazione dell'asse terrestre e di oscillazioni periodiche di quest'ultimo la terra ha subito cambiamenti climatici caratterizzati dall'alternarsi di cinque periodi glaciali intervallati da periodi interglaciali più caldi.

I mutamenti climatici possono avvenire anche per fattori esterni al sistema solare. Tra le cause di questi cambiamenti, secondo recenti ipotesi potrebbero giocare un ruolo fondamentale i raggi cosmici galattici. In particolare occorre precisare che il flusso di raggi cosmici sul breve termine dipende principalmente dall'attività del Sole, mentre sul lungo periodo diventa determinante per l'ambiente in cui si trova immerso il sistema solare, mentre orbita attorno al centro della Galassia.

Il Sole emette un flusso di particelle elettriche cariche, il vento solare, che produce un campo magnetico interplanetario la cui intensità varia con l'attività della stella. Il plasma rilasciato produce una sorta di campo magnetico chiamato "eliosfera" che riesce in parte a deviare parte dei raggi cosmici galattici. L'andamento nel tempo dei raggi cosmici si può ricostruire determinando l'abbondanza di alcuni isotopi radioattivi (Carbonio C14 e Berillio) formati dall'impatto con gli atomi dell'aria. Dall'analisi su campioni provenienti da alberi secolari o dalle profondità dei ghiacci polari è emerso che:

Il flusso minimo rilevato dal dosaggio degli isotopi tra gli anni 1000 e 1300 coincide con il periodo caldo medioevale. Il periodo freddo caratterizzato da vari massimi di flusso dei raggi cosmici che seguì, risale tra il 1600 e il 1700. Il repentino aumento della temperatura attualmente in atto è imputabile ad un aumento dell'emissione in atmosfera di sostanze, i cosiddetti "gas serra" che intrappolano il calore.

Le mutazioni consistenti del flusso di raggi cosmici riconducibili alla diversa posizione occupata dal sistema solare nella galassia sul lungo periodo producono conseguenze climatiche assai maggiori di quelle appena

descritte. Nei bracci della galassia si concentrano stelle luminose e di massa elevata, che al termine di una vita relativamente breve esplodono come supernove: si formano così alcune tra le più intense sorgenti di raggi cosmici. L'attraversamento di queste regioni da parte del nostro sistema planetario si ripete mediamente ogni 135 milioni di anni, con un periodo poco inferiore a quello stimato per le glaciazioni. Nella nostra epoca, il sistema solare si trova nei pressi di un braccio minore chiamato di Orione (i bracci galattici prendono il nome dalle costellazioni e sono pari ad almeno quattro diramazioni principali che si dipartono dalla barra centrale della galassia).

Di fatto i periodi più freddi coincidono proprio con il passaggio del Sole in queste regioni (i raggi cosmici prodotti da supernove schermano l'energia irradiata dal Sole, con conseguente abbassamento della temperatura sulla Terra), densamente popolate da supernove, in particolare la glaciazione avvenuta tra 460 e 430 milioni di anni fa periodo detto "Siluriano" è associata allo stazionamento del Sole nel braccio del Perseo. Quella del "Carbonifero" compresa tra 330 e 260 milioni di anni fa si sovrappone all'attraversamento nel braccio del Cigno. L'era glaciale del Giurassico coincide con il passaggio nel ramo del Centauro. L'attuale glaciazione è iniziata nel Pliocene con lo stazionamento nel braccio di Orione, circa 3 milioni di anni fa.

### *Fenomeni*

- *Aurora boreale.* Spettacolare fenomeno luminoso che si osserva soprattutto nelle vicinanze dei poli tra i 100 e i 500 Km d'altezza. Il fenomeno è prodotto da particelle cariche provenienti dal Sole (vento solare), che sono deviate dal campo magnetico terrestre e urtano le molecole di gas dell'atmosfera. Questi urti eccitano le molecole che ritornando al loro stato fondamentale emettono luce.
- *Coriolis.* Forza apparente provata da un corpo in movimento se osservato da un sistema di riferimento in rotazione non inerziale. La forza di Coriolis agisce perpendicolarmente alla direzione della velocità angolare  $F_c = 2m(V*\omega)$  dove  $m$  = massa,  $V$  = velocità lineare,  $\omega$  = velocità angolare. Ad esempio sulla Terra i corpi che si muovono nell'emisfero boreale sono deflessi verso destra rispetto alla direzione di moto, nell'emisfero australe verso sinistra.

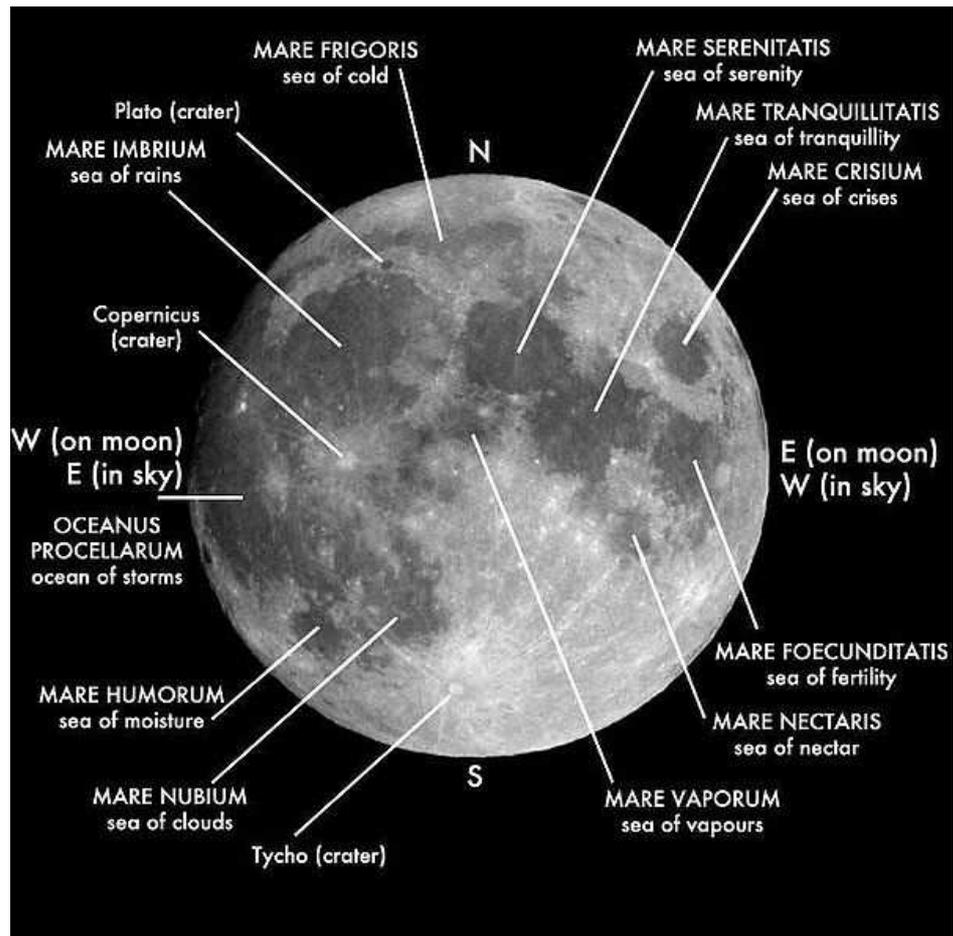
### Luna

La Luna è l'unico satellite naturale della Terra. La distanza che la separa dalla Terra varia da un minimo di 363.104 km (perigeo) a 405.696 (apogeo). La Luna rivolge alla Terra sempre la stessa faccia perché il periodo di rivoluzione attorno alla Terra ed il periodo di rotazione attorno al suo asse sono uguali. L'orbita della Luna è inclinata di 5,1° rispetto al piano equatoriale terrestre, mentre il suo asse è inclinato di 6,6° rispetto al suo piano orbitale. La Luna non risponde a molte regole che hanno guidato la formazione dei pianeti. Le prime tre teorie ipotizzavano che la Luna si formò come la Terra dalla compattazione di materiale in orbita. Il punto debole di tale teoria è che il materiale roccioso da cui hanno origine i pianeti interni era sparso (a differenza delle regioni periferiche) pertanto è difficile spiegare come la Terra abbia potuto formarsi con attorno un anello di simili proporzioni. Un'altra teoria affermava che la Luna si fosse originata indipendentemente dalla Terra in una regione interna del sistema solare e fosse stata attirata nella nostra orbita dalla gravità terrestre. Anche questa spiegazione presenta delle lacune in quanto la Luna si sta allontanando da noi di circa 3,5 cm l'anno, fatto che non si spiegherebbe in questo modello, inoltre la probabilità che la Luna sia stata catturata dal nostro pianeta senza modificarne l'orbita è estremamente bassa. Un'altra teoria che cerca di spiegare sia il lento moto di allontanamento della Luna, sia il fenomeno connesso alla graduale riduzione della velocità di rotazione del nostro pianeta (la durata del giorno attuale è aumentata di due ore rispetto a 600 milioni di anni fa) afferma che in origine la Terra ruotava intorno al proprio asse con un'elevata velocità tale da comprometterne la stabilità della sua struttura interna, scagliando fuori dal suo equatore materiale che andò addensandosi formando la Luna (tale teoria giustificava la formazione del bacino dell'oceano pacifico). Tale teoria è stata scartata perché la Terra non avrebbe mai potuto roteare così velocemente. La teoria ad oggi accreditata (convalidata dalla raccolta di materiale dalle missioni Apollo) è l'impatto con un altro pianeta di grandi dimensioni (circa quelle di Marte). Durante un'eclisse di Luna il satellite assume una colorazione di colore rosso determinata dal fatto che la Terra, eclissando il Sole rispetto alla Luna, fa sì che i raggi dell'astro debbano attraversare l'atmosfera del nostro pianeta, abbastanza densa da

assorbire alcune frequenze della luce solare. Riescono a passare soltanto le più basse, corrispondenti a quelle della colorazione rossa. Di fatto, è come se il nostro satellite venisse illuminato da un faro con un filtro rosso.

### Glossario

- *Mese anomalistico*. Intervallo pari a 27g. 13h. 18m. 30s., fra due ritorni consecutivi della luna al perigeo.
- *Mese draconico*. Intervallo tra due ritorni consecutivi della Luna ad uno dei suoi nodi. 27g. 5h. 5m. 36s.
- *Mese siderale*. Tempo impiegato dalla Luna a compiere una rivoluzione esatta attorno alla Terra. 27g. 7h. 43m. 12s.
- *Mese sinodico*. Intervallo tra due noviluni. 29g. 12h. 43s. 3s.
- *Albedo*. Potere riflettente.
- *Domì*. Rilievi di piccole dimensioni di tipo cupoliforme a bassa inclinazione, generalmente d'origine vulcanica. I loro diametri sono dell'ordine dei 10-20 Km, con altezze di 300, 400 m. Sulla cima del domo, a volte, si può osservare un piccolo cratere del diametro tipico di 1 Km (la bocca del vulcano).
- *Librazione*. La librazione (derivato dal latino libra, bilancia) descrive un movimento apparente della Luna relativo alla Terra, che può essere comparato col movimento di due piatti di una bilancia rispetto al punto di equilibrio. Anche se il periodo di rotazione della Luna attorno al suo asse è uguale a quello di rivoluzione attorno alla Terra, le librazioni permettono a un osservatore terrestre di vedere delle porzioni di superficie lunare leggermente differenti ogni volta. Queste variazioni sono causate dal fatto che la Luna ruota intorno al proprio asse con ritmo costante ma gira intorno alla terra con ritmo variabile, trovandosi in un'orbita ellittica e muovendosi più veloce quando è più vicina alla Terra e più lentamente quando ne è più lontana. L'effetto finale è che, invece della metà, solo il 41% della superficie lunare è sempre visibile, un altro 41% è sempre nascosto, e un ulteriore 18% oscilla tra la porzione di superficie visibile e quella nascosta. Ci sono tre tipi di librazione:
  - La librazione in latitudine è la conseguenza del fatto che l'asse di rotazione della Luna è leggermente inclinato rispetto alla perpendicolare al piano della sua orbita. Questo genera le librazioni in maniera analoga a come l'inclinazione dell'asse della Terra genera le stagioni. La superficie lunare coinvolta è di 6°41'.
  - La librazione in longitudine deriva dalla lieve eccentricità dell'orbita della Luna attorno alla Terra, in modo che alla fine la rotazione della Luna si trova leggermente più avanti o più indietro di come dovrebbe essere rispetto alla posizione nella sua orbita. La superficie lunare coinvolta è di 7°30'.
  - Infine, esiste un piccolo effetto chiamato librazione parallattica o diurna, che è in realtà un movimento dell'osservatore e non della Luna. Poiché la Terra ruota, un osservatore guarderà la Luna da angolazioni leggermente differenti nel corso del giorno. La superficie lunare coinvolta è di circa 1°, poiché questa è la misura della parallasse lunare (0,95°).
- *Mari*. Distese pianeggianti ricoperte di lava con basso potere riflettente.



## Comete

Le comete hanno un nucleo solido composto di silicati simili alle rocce terrestri. Un eventuale astronauta che si avvicinasse molto ad una cometa, vedrebbe una superficie formata da un materiale vetroso, spesso liscio, col quale si mescolano frammenti d'altri materiali più duri e scuri. La chioma è lo strato gassoso che avvolge il nucleo nascondendolo alla vista. E' costituita dall'80% d'acqua e, per il resto, da molecole di monossido di carbonio. Quando le comete sono relativamente lontane dal Sole, non hanno ancora la stupenda coda ma solo la chioma. La coda è formata dai materiali che fuoriescono dal nucleo, i gas che sublimano e che sono ionizzati dalla radiazione UV del Sole e le polveri che la cometa disperde lungo la sua orbita. La quantità di materiale disperso dipende dall'estensione della superficie attiva e dal grado di frammentazione del nucleo. Può essere anche multipla (fino a 3 code). La coda azzurra è la coda di ioni, la quale si forma grazie alle interazioni tra le molecole del gas della chioma e la radiazione solare. La colorazione blu o azzurra è determinata dalla presenza degli ioni fluorescenti del monossido di carbonio. E' disposta sempre in direzione opposta al Sole. La coda bianca invece è composta di polveri e risente maggiormente dell'attrazione gravitazionale dei corpi circostanti, assumendo sempre una direzione leggermente incurvata. Le emissioni ultraviolette del Sole scompongono il vapore acqueo della chioma in atomi d'idrogeno e molecole di ossidrilico (OH) che avvolgono il nucleo in una gigantesca nube gassosa.

### Le code

- Il progressivo avvicinarsi della cometa al Sole provoca delle fuoriuscite di gas che agiscono come minuscoli motori di razzi di una navicella spaziale, alterando il percorso della cometa e quindi la sua orbita. Riassumendo il tutto, il nucleo della cometa in avvicinamento al Sole è circondato da una chioma e da una o più code che possono raggiungere anche centinaia di milioni di chilometri.

## Meteor

A differenza delle meteorite, i meteoriti riescono a superare la barriera dell'atmosfera arrivando fino al suolo. La definizione di meteorite è ben precisa ed è diversa dalla definizione di meteoroidi, cioè un corpo roccioso vagante nello spazio. Tale corpo diventa meteorite "solo" dopo aver attraversato l'atmosfera. La definizione di meteoroidi invece è relativa alla grandezza dell'oggetto, più grande del meteoroidi. Possono derivare dalla frammentazione di comete e sono in grado di scavare grandi crateri sulla superficie terrestre. Alla caduta di meteoriti sono stati associati grandi disastri ecologici che hanno provocato estinzioni di massa, come i dinosauri. L'età dei meteoriti è stimata intorno ai 4,5 miliardi di anni e quindi esse sarebbero contemporanee dell'origine del sistema solare.

### *Classificazione*

Secondo la loro composizione, i meteoriti sono distinti in:

1. *sideriti* contenenti ferro e nichel
2. *sideroliti* contenenti silicati
3. *aeroliti* di varia composizione

Il peso dei meteoriti può variare da qualche grammo a decine di tonnellate. Gli asteroidi sono principalmente compresi nell'orbita tra Marte e Giove. Il più grande è Cerere con un diametro di poco inferiore ai 1000 chilometri. Tutti gli oggetti (comete, asteroidi) che si muovono all'interno dell'orbita di Marte intersecando l'orbita della Terra che possono essere potenzialmente pericolosi per un impatto sono definiti NEO (Near Earth Object). Giove ha già subito questa sorte, e tutti noi abbiamo potuto ammirarne gli effetti, quando nel 1994 la cometa Shoemaker-Levy 9 si schiantò in mille pezzi sul gigantesco pianeta. La gravità del pianeta contribuì a scindere la cometa che si divise in 21 frammenti, tutti precipitati sul pianeta lasciando profonde cicatrici nell'atmosfera.

## Kuiper

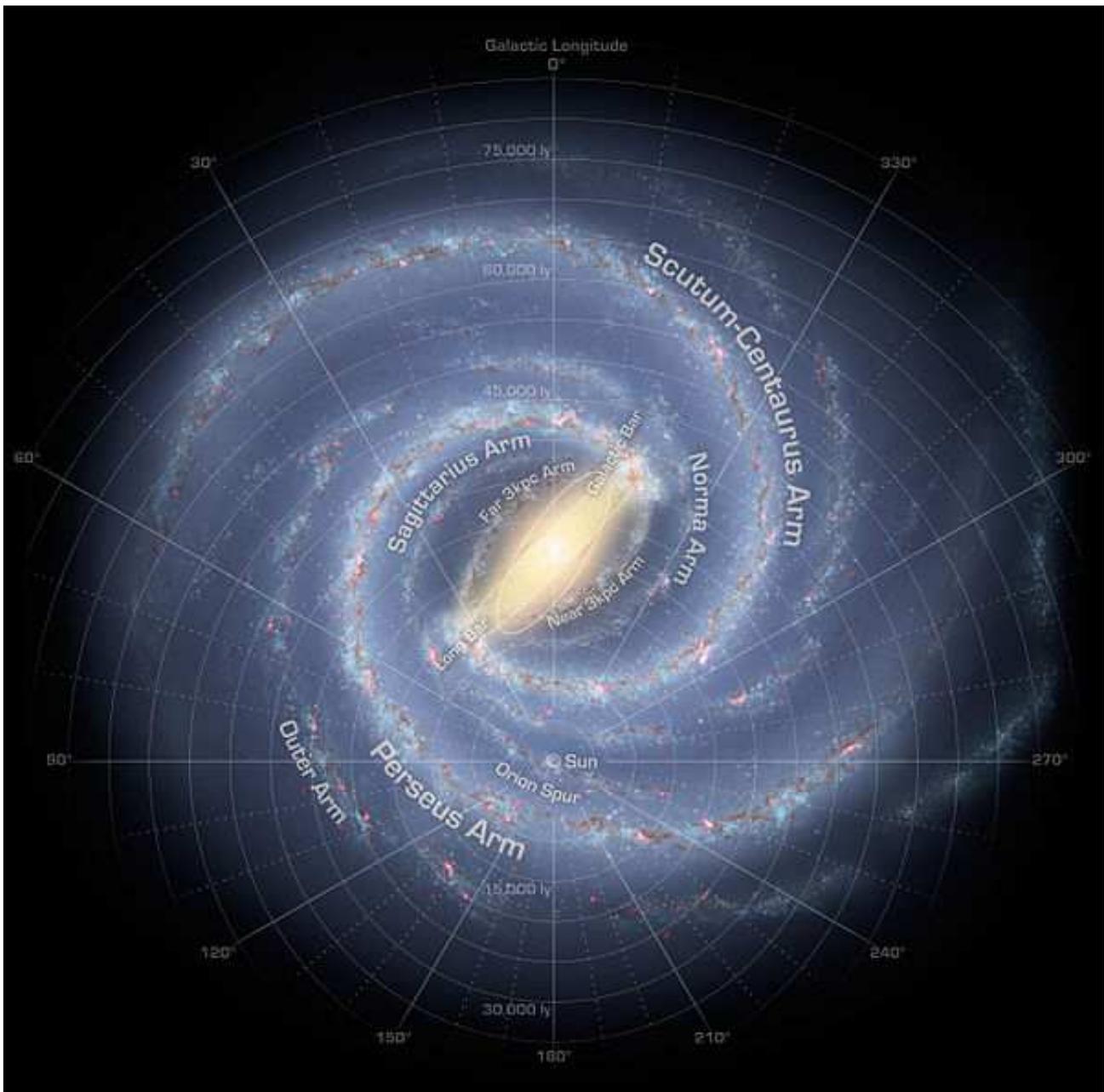
Regione dello spazio che si estende dall'orbita di Nettuno sino a 30-50 U.A.

## Nube di Oort

Regione dello spazio (di struttura sferica) che si estende tra 50.000 e 150.000 U.A.

## **Profondo Cielo**

Il sole è soltanto una degli oltre 100 miliardi di stelle che popolano il nostro sistema stellare, chiamato Galassia. La nostra galassia è di tipo a spirale barrata e, come molte galassie barrate ha due bracci di spirale principali: quello di Scudo-Centauro e quello di Perseo. La nostra galassia è composta di un disco di ridotto spessore chiamato "**bulge**" dallo spessore di 5 parsec. Il nucleo è a sua volta avvolto da un "rigonfiamento nucleare" dal diametro di 5000 parsec. Il rigonfiamento centrale è ospitato all'interno di una vasta struttura discoidale, detta "disco" dall'ampiezza di 15.000 parsec. Il disco è immerso in una struttura a simmetria sferica, centrata sul nucleo, del diametro stimato di 40.000 parsec detto "alone". In questa zona sono contenuti ammassi globulari, stelle vecchie e materia interstellare che testimoniano l'età del nostro sistema stellare.



La striscia bianca che solca il cielo (Via Lattea) nelle serate estive è proprio il disco di polveri, gas e stelle della nostra galassia. Poiché ci troviamo all'interno di questo disco, il cui spessore è di 1000 anni luce, esso ci appare come una striscia proiettata in cielo. A causa dell'inclinazione dell'asse terrestre e del piano dell'orbita della Terra rispetto al piano della galassia, dal nostro emisfero la Via Lattea è ben visibile solo d'estate e d'inverno. La Via Lattea estiva ci appare però più luminosa perché nelle notti di quel periodo stiamo guardando verso il centro della galassia. La porzione più luminosa e "rigonfiata" della Via Lattea nella costellazione del Sagittario indica la direzione della regione nucleare, dove si trova il centro galattico. Al contrario in inverno guardiamo verso le regioni più periferiche della galassia, e per questo motivo la Via Lattea è meno luminosa in quella direzione.

La situazione è ben diversa in primavera e in autunno. In queste stagioni, infatti, stiamo guardando verso i poli galattici, al polo nord in primavera e al polo sud in autunno rispettivamente nella costellazione della chioma di Berenice e dello Scultore.

Dal momento che la maggior parte delle polveri si concentra lungo il disco galattico, guardare verso i poli galattici significa guardare in una zona di spazio dove vi sono pochissime polveri. Poiché le polveri assorbono la luce visibile, guardando verso i poli si ha la possibilità di osservare oggetti di minore intensità luminosa.

Il diametro della galassia è di circa 100.000 anni luce, mentre il suo massimo spessore è di circa 3.000 anni luce. Il sole è posto ad una distanza di circa 30.000 anni luce dal centro della galassia, ed impiega a compiere un'intera rotazione in circa 225 milioni d'anni.

Al centro della nostra galassia (ma si ritiene in quasi tutte le galassie) esiste un buco nero supermassiccio.

Scoprire un buco nero non è facile, le nane bianche a causa delle loro piccole dimensioni e della debolezza della loro luminosità relativa furono molto difficili da scoprire rispetto alle stelle comuni.

Ancora più difficile fu scoprire le stelle di neutroni di dimensioni e luminosità ancora minori e, se si fosse dovuto fare ricorso ai soli strumenti ottici, esse non sarebbero forse mai state scoperte. La loro esistenza fu rilevata solo dagli impulsi a microonde.

Ovviamente un buco nero non emettendo luce, microonde e alcun'altra radiazione, potrebbe sfuggire per sempre all'osservazione. L'unico metodo per rilevarlo è il campo gravitazionale, qualunque cosa accada alla massa che sembra aggiungersi e comprimersi all'infinito in un buco nero, tale massa deve continuare a esistere e deve essere la sorgente di un campo gravitazionale (in realtà un altro metodo fondato sempre sulla grande intensità del campo gravitazionale dei buchi neri nelle loro vicinanze, consiste nello studiare il comportamento della luce che potrebbe passare vicino a un buco nero. Passando in prossimità di una sorgente gravitazionale, la luce incurva leggermente la sua traiettoria; questa deviazione è sensibile anche quando la luce sfiora un oggetto come il Sole, che pure ha un campo gravitazionale normale. Essa subirà perciò, per effetto della gravitazione, lo stesso effetto che subisce in modo più convenzionale per opera di una lente. Si parla perciò, in questo caso, di un effetto di lente gravitazionale).

Ovviamente l'attrazione gravitazionale totale esercitata da un buco nero a grande distanza non è maggiore dell'attrazione gravitazionale totale esercitata da una massa uguale in qualsiasi altra forma si presenti. Così, se ci si trova a 100 anni luce da una stella gigante che abbia una massa pari a 50 masse solari, la sua attrazione gravitazionale sarà così indebolita dalla distanza da non essere più rilevabile. Se poi la stella diventasse un buco nero, sempre di 50 masse solari, la sua attrazione gravitazionale alla distanza di 100 anni luce rimarrebbe precisamente la stessa di prima e resterebbe ancora inaccessibile all'osservazione. L'unica differenza consiste nel fatto che un oggetto può avvicinarsi assai più al centro di un buco nero che non al centro di una stella gigante, di conseguenza, nelle immediate vicinanze di un buco nero, un tale oggetto sperimenterebbe un'attrazione gravitazionale enormemente più concentrata che se si trovasse in prossimità della superficie, molto più lontana dal centro, di una stella di pari massa ma dal volume maggiore. Come è possibile allora scoprire a grandi distanze l'esistenza di intensità gravitazionali caratterizzate da una concentrazione tanto elevata?

Secondo la teoria einsteiniana della relatività generale, l'attività gravitazionale emette onde gravitazionali, le quali nel loro aspetto corpuscolare, vengono chiamate "gravitoni", così come gli aspetti corpuscolari delle onde luminose vengono chiamati fotoni.

I gravitoni sono però molto meno energetici dei fotoni, e non si può pensare alla possibilità di scoprirli se non nel caso in cui siano presenti con energie molto elevate (anche in tal caso il loro rilevamento è estremamente difficile). Verso la fine degli anni sessanta il fisico americano Joseph Weber usò come rilevatori di gravitoni grandi cilindri di alluminio che pesavano svariate tonnellate ciascuno, ed erano allocati a centinaia di chilometri di distanza l'uno dall'altro.

Al passaggio di onde gravitazionali, quei cilindri avrebbero dovuto subire delle leggerissime compressioni ed espansioni. Weber riuscì a rilevare in questo modo l'esistenza di onde gravitazionali, anche se in seguito altri scienziati hanno cercato di ripetere l'esperimento senza però alcun tipo di successo.

La conclusione se i dati di Weber erano corretti, era che al centro della Galassia abbiano luogo eventi di enorme violenza, giustificando pertanto l'esistenza in tale regione di un grande buco nero.

### Magnitudine

La luminosità apparente di una stella è legata alla luminosità intrinseca della stella da una relazione che coinvolge la distanza dall'astro da noi. Un modo di definire quanto una stella ci appare luminosa è quello di fornire la sua magnitudine apparente. Nell'antichità l'astronomo greco Ipparco stilò il primo catalogo di stelle visibili ad occhio nudo perché si accorse che non avevano la stessa luminosità. A quelle più luminose assegnò la magnitudine 1, mentre a quelle meno luminose e appena visibili assegnò la magnitudine 6.

In tempi più recenti l'astronomo Norman Pogson perfezionò questa scala di magnitudini in base logaritmica e si accorse che per astri ancora più luminosi bisognava assegnare valori di magnitudine negativa. Per esempio il Sole ha magnitudine -26,8 perché è l'astro più luminoso del cielo. La Luna Piena ha magnitudine -12 e la stella Vega ha magnitudine 0. Sirio ha magnitudine -1,46, è quindi più luminosa di Vega.

Se indichiamo con  $m_1$  e  $m_2$  le magnitudini apparenti di due stelle, e con  $L_1$  e  $L_2$  i loro flussi luminosi, è applicata la seguente relazione:  $m_1 - m_2 = -2,5 \log(L_1/L_2)$ .

La magnitudine assoluta è definita ponendo la stella ad una distanza fissata in 10 parsec (il parsec vale 3,2616 anni luce). Se indichiamo con  $m$  la magnitudine apparente, con  $M$  quella assoluta, con  $d$  la distanza in parsec e con  $d_0$  la distanza pari a 10 parsec (32,616 anni luce), si ottiene l'equazione  $M = m + 5 \log(d_0/d)$  oppure l'analoga equazione  $M = m - 5 \log(d/10)$ . Conoscendo le magnitudini di un astro se ne può determinare quindi la distanza.

Per determinare la distanza di un astro è utilizzato il metodo trigonometrico che prevede la conoscenza di una misura nota (la distanza tra Terra e Sole), e la misura dell'angolo sotteso tra la stella e la distanza media tra la Terra ed il Sole. Detta misura prende il nome di parallasse trigonometrica annua. Applicando le regole di trigonometria sui triangoli rettangoli abbiamo che la distanza  $d$  è uguale:  $d = ua / \varphi$  dove  $d$  rappresenta la distanza da trovare,  $ua$  la distanza tra Terra e Sole e  $\varphi$  l'angolo sotteso con la stella (a rigore nella formula non andrebbe considerato l'angolo  $\varphi$ , ma il  $\sin \varphi$ ). Quando l'angolo  $\varphi$  è pari ad un secondo di arco, la distanza che separa la stella dalla Terra è pari ad 1 parsec; poiché l'angolo è in genere ancora più piccolo, la distanza  $d$  in parsec è semplicemente l'inverso della parallasse  $\varphi$  della stella espressa in secondi di arco  $d = 1 / \varphi$  ed equivale a 206265  $ua$  (206265 è il numero di secondi contenuti in un radiante).

La definizione di radiante è: lunghezza dell'arco di circonferenza, spezzato dall'angolo medesimo, diviso per il raggio.

Sapendo che  $180^\circ = \pi$  ne consegue che  $1^\circ = \pi/180$ . Sapendo che  $1^\circ = 3600''$  ne consegue che:  $1'' = \pi/(180*3600)$ .

Sostituiamo nella formula  $d = ua / \varphi$  per  $\varphi = 1''$  ed otteniamo che 1 parsec = 206265  $ua$ .

Per conoscere le dimensioni in gradi di un oggetto (esempio un asteroide) occorre dividere il suo diametro reale per la sua distanza (nelle stesse unità di misura) e moltiplicare il tutto per 57,3 (57,3 sono i gradi contenuti in un radiante). Ad esempio per un asteroide dal diametro di 300 m. e distante 29.000 Km operare nel seguente modo:  $(0,3/29.000)*57,3 = 0,00059^\circ$ .

### Lumen Lux

L'unità di misura dell'intensità luminosa è la candela "cd". Una candela irradia il suo flusso luminoso in tutte le direzioni. La superficie della sfera che riceve il flusso luminoso ha un'area uguale a  $4\pi$  (ovvero a 12,6) moltiplicato per il quadrato del raggio. Per questo la sfera è immaginata composta da 12,6 coni, i cui vertici si incontrano al centro di essa. La base di ciascun cono chiamato "steradiante" è una calotta sferica la cui superficie è la 12,6-esima parte della superficie della sfera e quindi ha un'area pari al quadrato del raggio. (lo steradiante è definito come l'angolo solido al centro di una sfera di raggio  $r$  che sottende una calotta sferica di area pari a quella di un quadrato di lato  $r$ ). La parte di flusso luminoso che una candela irradia in uno di tali coni si chiama "lumen": quindi si definisce lumen il flusso luminoso che una candela emette in uno steradiante. Di conseguenza, una candela emette in tutto lo spazio un flusso di 12,6 lumen. L'intensità luminosa diviene più piccola più ci si allontana dalla sorgente (varia con il quadrato della distanza), per questo motivo è stato introdotto un altro parametro che definisce il grado di illuminamento ricevuto.

La sua unità di misura è il Lux che è definito come l'illuminamento ricevuto da una superficie di  $1 \text{ m}^2$  da una sorgente che emette il flusso luminoso di 1 lumen:  $1 \text{ Lux} = 1 \text{ Lm/m}^2$ .

Quindi, una sorgente con l'intensità di 1 candela posta al centro di una superficie sferica di raggio 1 m, produce su di essa l'illuminamento di 1 Lux.

La brillantezza è un parametro che si riferisce alla sorgente che irradia la luce, la sua unità è lo "stilb", definito come la brillantezza di una sorgente da 1 candela che ha una superficie di  $1 \text{ cm}^2$ .

Per quanto concerne la relazione tra lumen, lux e magnitudini operare come segue: sapendo che la luce prodotta da 1 candela alla distanza di un metro produce un illuminamento equivalente a quello di una sorgente di magnitudine -14, ne consegue che  $1 \text{ Lux} = -14$  magnitudini.

Nota questa relazione si può dedurre che la magnitudine del Sole (-26,8) equivale a circa 100.000 Lux, mentre quello della Luna piena (-12,7) equivale a 0,25 Lux. Il calcolo da eseguire è il seguente: si esegue la differenza tra la magnitudine del Sole e quella della candela ( $-26,8 - (-14)$ ) e successivamente si divide il valore per (-2,5), quello che si ottiene è l'esponente cui va elevato 10 per ottenere il valore in Lux (formula delle magnitudini:  $m_1 - m_2 = -2,5 \log(L_1/L_2)$ ).

In questo esempio invece si vuole evidenziare a quale distanza è visibile ad occhio nudo la luce di 1 candela. Sapendo che la visibilità limite per l'occhio umano è pari a + 6 la candela è visibile a 10 Km di distanza. Il calcolo da eseguire è il seguente: si esegue la differenza tra la magnitudine della candela e la magnitudine visibile dall'occhio  $-14 - (+6)$  ovvero 20, dividere il valore trovato per  $(- 2,5)$ , quello che si ottiene è l'esponente da dare a 10 ovvero  $10^8$ , eseguire infine la radice quadrata di questo ultimo dato ovvero 10.000 m pari a 10 Km. Il dato trovato indica di quante volte rispetto ad 1 metro si deve essere più lontani dalla sorgente per arrivare alla magnitudine di + 6, si ottiene 10.000 metri che equivale a 10 Km.

### Astrometria

L'astrometria è il settore dell'astronomia che si occupa delle misurazioni, delle posizioni, delle distanze e dei movimenti delle stelle e di altri corpi celesti. Tra i vari obiettivi dell'astrometria, vi è quello di costruire una scala delle distanze cosmiche. È uno dei campi di applicazione più antichi dell'astronomia, risalente ad Ipparco, che fu il primo a compilare un catalogo stellare delle stelle a lui visibili. Per farlo inventò il sistema della scala di luminosità magnitudine apparente, ancora oggi in uso. La moderna astrometria fu fondata da Friedrich Bessel, che determinò la posizione media di 3222 stelle. Un esempio di sviluppo più recente fu l'uso delle variabili Cefeidi per misurare le distanze delle nebulose. Questo portò alla scoperta delle galassie esterne alla nostra da parte di Edwin Hubble che utilizzò il metodo della parallasse sulle Cefeidi vicine, e fu così in grado di correlare il loro periodo di variazione con la loro luminosità assoluta. Misurando quindi il periodo e la luminosità apparente delle Cefeidi presenti nelle nebulose, riuscì a determinare la loro distanza, arrivando a formulare quella che fu chiamata la legge di Hubble, che ancora oggi è una delle proprietà fondamentali dell'Universo.

La Legge di Hubble ha la forma del tipo:  $v = H_0 \cdot d$  dove  $v$  è la velocità di allontanamento della galassia in esame, da ottenere con analisi spettroscopica, e  $d$  è la sua distanza.

$H_0$  è la costante di Hubble, ottenuta quindi da una velocità divisa per una distanza, cioè dall'inverso del tempo. La distanza viene fornita dall'analisi comparata del redshift e della costante di Hubble, che indica il tasso di espansione dell'universo ed è espressa in km/s/Mpc. Con i parametri utilizzati nei tempi moderni, quindi, la costante di Hubble risulta dal rapporto tra km/s e Megaparsec. Le galassie si allontanano con una velocità proporzionale alla distanza, quindi più una galassia è lontana e più si allontana velocemente.

Il redshift viene indicato con la lettera  $z$  ed è dato da  $z = \frac{\lambda_1 - \lambda_2}{\lambda_2}$  dove il dividendo è lo spostamento di lunghezza d'onda di una certa riga spettrale ed il divisore è la lunghezza d'onda della stessa riga osservata in laboratorio, e quindi a distanza fissa e nota.

Ad esempio, per una galassia osservata la cui linea dell'elemento H si trova a 662,9 nanometri anziché ai 656,3 tipici di laboratorio, il redshift è pari a  $z = (662,9 - 656,3)/656,3 = 0,010$ .

Per le galassie più vicine, dove  $z$  è molto minore di 1, la velocità di movimento può essere calcolata tramite la formula  $v = c \cdot z$ , dove  $c$  è la velocità della luce, pari a  $3 \times 10^8$  ms. Ne segue che, per la galassia con redshift 0,010 la velocità di allontanamento è pari a 3000 km/s.

Oggi la costante di Hubble è stimata in 74 Km/s per MPc. In realtà, Hubble stimò la velocità in 500 km/s per MPc, ma non aveva tutti gli strumenti che abbiamo oggi per essere più precisi. Ad esempio, la distanza della galassia precedentemente introdotta (con  $z = 0,010$  e veloce 3000 km/s) si trova ad una distanza  $d = (v/H_0) = 3000 / 74 = 40,54$  Mpc e visto che 1 Mpc = 3,26 milioni di anni luce, la galassia si trova alla distanza di 140 milioni di anni luce da noi.

Proprio attraverso l'analisi degli spettri di galassie lontane, che denotavano valori di redshift più o meno alti, si è potuto capire che l'universo è in espansione. Maggiore è il redshift e maggiore è la distanza del corpo celeste, nonché la sua velocità di allontanamento.

### Fotometria

La misura dello splendore di una stella è generalmente eseguita mediante un fotometro. Inserendo lungo il percorso del fascio luminoso un filtro che trasmette soltanto entro una banda più o meno larga, la misura del flusso stellare che si ottiene è poi convertita con metodi matematici in magnitudini. Il metodo della fotometria a molti colori utilizza la misura delle magnitudini stellari in vari colori opportunamente scelti, la scelta dei filtri è condotta in modo da poter individuare e classificare i vari tipi di stelle, in particolare il tipo spettrale e la classe di luminosità.

Il tipo spettrale legato direttamente alla temperatura superficiale della stella si può ricavare mediante l'utilizzo dei cosiddetti indici di colore, corrispondenti alla differenza di magnitudine misurate in due diversi intervalli di lunghezze d'onda.

Il sistema fotometrico più usato è quello che fa uso di tre filtri; cioè quello in cui la magnitudine è misurata in tre differenti bande di lunghezze d'onda: ultravioletto, blu, visibile, da cui il nome UBV. Le corrispondenti magnitudini che si misurano sono indicate con U, B, e V, e gli indici di colore (cioè la differenza tra due magnitudini stellari) B-V, U-V e U-B servono ad individuare le caratteristiche stellari. Ad esempio l'indice B-V individua la temperatura superficiale di una stella: quando tale indice è positivo significa che la magnitudine blu è maggiore di quella visuale e poiché ad un numero maggiore delle magnitudini corrisponde uno splendore minore della stella, un valore di B-V positivo vuol dire che la stella è più debole nel blu che nel visibile ed è quindi più fredda.

### Spettroscopia

La spettroscopia si occupa della proprietà della luce che dipendono dalla sua lunghezza d'onda. In particolare gli atomi se sono eccitati per mezzo di un'opportuna sorgente di energia emettono una radiazione elettromagnetica di frequenza ben definita. Una lunghezza d'onda può essere analizzata mediante lo spettroscopio che la scompone nelle sue lunghezze d'onda componenti corrispondenti ai vari colori. Si ottiene così uno spettro il quale ci permette di descrivere la distribuzione energetica tra le varie lunghezze d'onda presenti nella fonte luminosa (ipotizzando che ciascuna riga spettrale corrisponda al salto di un elettrone da un livello superiore e quindi più distante dal nucleo ad uno corrispondente ad una quantità minore di energia, quando l'elettrone stesso "ricade" al livello inferiore cede energia sotto forma di radiazione). Gli spettri sono comunemente classificati nel seguente modo:

#### *Spettro continuo*

Un solido, un liquido o un gas molto denso, portati all'incandescenza, presentano uno spettro di emissione continuo, cioè emettono radiazioni a tutte le lunghezze d'onda. Lo spettro è privo di righe.

#### *Spettro di emissione*

Un gas rarefatto incandescente possiede uno spettro di emissione a righe, ossia emette radiazioni soltanto a certe lunghezze d'onda, caratteristiche degli elementi o dei composti chimici presenti nel gas. Lo spettro presenta una serie di righe su fondo scuro.

#### *Spettro di assorbimento*

Un gas rarefatto, posto di fronte ad una sorgente di radiazione continua più elevata, da origine a uno spettro di assorbimento a righe, alle stesse lunghezze d'onda che esso mostra nello spettro di emissione. Lo spettro presenta delle righe nere.

### Spettro e colore delle stelle

Le tipologie degli spettri stellari sono convenzionalmente contrassegnate da lettere alfabetiche (O, B, A, F, G, K, M), ad ogni spettro corrisponde una certa lunghezza d'onda così definita:

#### O

Lo spettro presenta righe dell'elio ionizzato e di altri elementi: carbonio, azoto (ionizzato due volte) e ossigeno (ionizzato due volte), silicio (ionizzato tre volte). Stelle blu, con temperatura di circa 22.000 °C.

#### B

Righe dell'elio neutro molto intense. Cominciano ad apparire le linee dell'idrogeno e vi sono righe di carbonio, ossigeno e silicio ionizzati. Stelle di colore bianco-blu con temperature di circa 14.000°C.

#### A

Deboli righe dell'elio neutro. Intense righe dell'idrogeno. Forti linee di magnesio e del silicio ionizzati. Le linee del calcio che aumentano di intensità. Stelle bianche con temperatura di circa 10.000 °C.

F

Spettro simile alla A ma con linee dell'idrogeno d'intensità minore. Importanti le linee del calcio ionizzato. Appaiono linee di elementi neutri. Stelle di colore bianco-gialle con temperature di 6700 °C.

G

Righe dell'idrogeno molto deboli. Linee del calcio ionizzato molto intense. Appaiono le bande molecolari del cianogeno (C<sub>2</sub>N<sub>2</sub>) e dello ione -CH. Stelle gialle (il sole fa parte di questa categoria) con temperature di circa 5500 °C.

K

Le linee del calcio ionizzato si indeboliscono, si intensificano quelle del calcio neutro. Dominano le linee dei metalli neutri. E' lo spettro delle macchie solari. Stelle di colore giallo con temperature di circa 3800 °C.

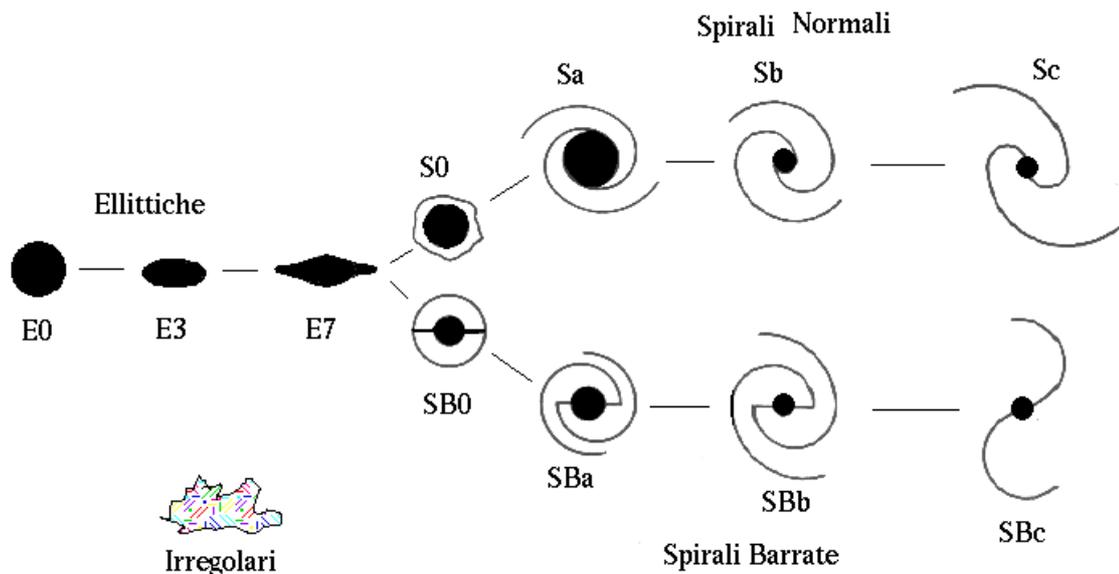
M

Lo spettro presenta bande molecolari, in particolare dell'ossido di titanio (TiO). Stelle rossastre con temperature di circa 1800 °C.

### Morfologia delle galassie

La varietà di forme con cui le galassie si presentano ne determinano la loro classificazione morfologica.

La classificazione morfologica delle galassie, proposta da Edwin Hubble nel 1926, è tuttora in uso. In questo diagramma a forma di diapason, sulla sinistra troviamo le galassie ellittiche, contrassegnate dalla lettera E, a cui segue un numero progressivo da 0 a 7, che si riferisce al valore dell'appiattimento apparente  $(a-b)/a$  moltiplicato per 10, dove  $a$  e  $b$  sono i semiassi maggiore e minore. Queste galassie si mostrano esclusivamente tramite il loro bulbo in genere un ellissoide di rotazione a due o tre assi. Dalla biforcazione in poi, dominano le galassie spirali. Le galassie spirali normali sono contrassegnate dalla lettera S e mostrano un bulbo centrale più o meno esteso, e bracci di rotazione gremiti di stelle appartenenti alla Popolazione I (stelle giovani), di polveri e gas. Si distinguono nelle sottoclassi Sa, Sb, Sc, nei quali i bulbi tendono a ridursi e l'apertura dei bracci a crescere. Le galassie a spirale barrate sono contraddistinte dalle lettere SB. Le diverse classi di galassie vengono a loro volta contraddistinte per tipi di luminosità decrescente tramite degli ordinali da I a V. Tra le galassie ellittiche e quelle spirali, si trovano le galassie lenticolari, normali S0 e barrate SB0. Infine, al di fuori del diagramma, si collocano le galassie irregolari. Abbiamo così galassie ellittiche, lenticolari, spirali normali e/o barrate ed irregolari.



### *Galassie ellittiche*

Sono definite da un valore di eccentricità (misura dello schiacciamento dell'ellisse) variabile dalla forma sferica a quella appiattita, e sono generalmente caratterizzate da un basso contenuto di materia interstellare.

### *Galassie lenticolari*

La loro forma come suggerisce il nome è una "lente", ossia appiattita, ma con un rigonfiamento che aumenta dalla periferia al centro del disco.

### *Galassie spirale*

Le galassie a spirale si presentano in due forme dette: spirale normale, spirale barrata. Nella prima i bracci della spirale si diramano direttamente dal bulbo centrale, nella seconda i bracci partono dall'estremità di un "barra" che si stacca dal bulbo e ne determina quindi il nome.

### *Galassie irregolari*

Queste galassie non hanno una forma definita.

### Popolazioni stellari

Le generazioni di stelle sono definite tramite processi di formazione stellare. Sono classificati due tipi di popolazione stellare: **Popolazione I°**, e **Popolazione II°**.

Le stelle localizzate lungo i "bracci" della spirale sono chiamate di **Popolazione I°** e sono stelle giovani. Le stelle localizzate nel bulbo e quindi più vecchie sono di **Popolazione II°** (tipicamente gli ammassi globulari e le galassie ellittiche sono costituiti da stelle di popolazione II°).

### Stelle

In generale le stelle nascono dalla contrazione gravitazionale di una nube di materia interstellare (concentrazione di materia) che riscaldandosi porta il nucleo centrale a temperature sufficienti ad innescare reazioni termonucleari (il passaggio tra protostella e stella avviene al raggiungimento della temperatura di 10

milioni di gradi, visto che questo rende possibile l'inizio delle reazioni termonucleari con la catena protone-protone. Il raggiungimento di questa fase porta le stelle a bruciare idrogeno per produrre elio. Si entra nella fase di sequenza principale).

Di fatto al progredire della concentrazione di materia aumenta la pressione e la temperatura al centro della proto stella.

Gli elettroni sono strappati ai loro atomi e si forma un plasma poi, mentre la concentrazione continua, i nuclei nel plasma cominciano a muoversi più rapidamente, finché ad un certo punto la loro velocità supera la repulsione elettrica esistente fra i protoni dei diversi nuclei. I nuclei si uniscono e comincia la fusione nucleare della stella stessa.

L'energia liberata dalla fusione si propaga dalla regione centrale della stella verso l'esterno, generando nel gas circostante una pressione che controbilancia l'attrazione della gravità verso l'interno. L'energia quando raggiunge gli strati esterni, è irraggiata nello spazio sotto forma di radiazione elettromagnetica e la nube stabilizzata comincia a risplendere.

La stella nella sua fase iniziale si contrae e si stabilizza ed alcuni eventi interessanti accadono alla sua periferia. La nube originaria avrà in generale una qualche modesta velocità di rotazione. All'aumentare della contrazione aumenta anche la velocità di rotazione, se nulla si oppone a quest'aumento di contrazione, la rotazione della stella diventerà sempre più veloce, sino a condurre alla lacerazione dell'astro. La stella nascente può evitare questa sorte in due modi: può dividersi in due formando un sistema binario, oppure può formare pianeti. In entrambi i casi, la rotazione si trasferisce dal corpo della stella alla rivoluzione delle stelle o dei pianeti attorno ad un comune centro di gravità (nel caso dei pianeti si trova all'interno della stella).

Il sole per esempio consuma circa 600 milioni di tonnellate d'idrogeno il secondo (4,2 milioni delle quali sono convertite in energia).

La vita di una stella è funzione della quantità d'idrogeno disponibile e dalla rapidità con cui è consumata. Stelle di grandi dimensioni hanno "vita" breve.

E' possibile calcolare la durata della fase di sequenza principale di una stella dalla relazione tra la sua massa ed il tempo di vita atteso tramite la seguente formula:

$$t = 1/M^{2,5}$$

dove M = massa dell'astro.

Durante la lunga vita in fase di sequenza principale, una stella può andare incontro a variazioni di raggio, di temperatura superficiale e di luminosità dovutamente alla combustione dell'idrogeno nel suo nucleo. Le reazioni nucleari alterano la percentuale di elementi nel nucleo: inizialmente c'è il 74% di idrogeno ed il 25% di elio, oltre al rimanente 1% di metalli ma con il passare del tempo la composizione cambia. Il Sole, oggi, ha una massa di elio superiore a quella di idrogeno, dopo 5 miliardi di anni di combustione.

Terminato l'idrogeno, la forza diretta verso l'esterno generata dalle reazioni nucleari scompare ed è la gravità a esercitare la sua attrazione verso l'interno. Le parti interne della stella cominciano a contrarsi e a riscaldarsi. In tempi astronomicamente brevi, le regioni intorno al cuore stellare diventano calde abbastanza da innescare la fusione dell'idrogeno in elio (nel cuore non c'è più idrogeno ma negli strati più esterni al cuore si) in un processo noto come **shell hydrogen-burning**.

Il cuore della stella è ora pieno di elio, mentre gli strati esterni sono ricchi di idrogeno. La fascia in cui si produce energia bruciando idrogeno in elio è molto sottile rispetto al resto della stella. Per una stella come il Sole, questa fase ha inizio quasi immediatamente in seguito all'esaurimento della scorta di idrogeno nel nucleo stellare facendo sì che l'energia sia sempre più o meno costante. Per stelle più massicce invece può esserci un intervallo di centinaia di anni o di pochi milioni di anni tra la fine delle fusioni nucleari e l'inizio della fase di shell hydrogen-burning. La nuova fornitura di energia ed il rinnovato calore hanno l'effetto di causare un innalzamento nel tasso di shell hydrogen burning.

L'elio prodotto in questa sottile striscia di stella cade nel centro della stella dove si riscalda insieme all'elio già presente. Il cuore stellare continua ad aumentare la propria massa ed a comprimersi sempre di più. In questo caso, per stelle come il Sole, il cuore sarà compresso a circa 1/3 rispetto alle dimensioni originarie ed il risultato è un innalzamento della temperatura che può andare dai 15 milioni K ai 100 milioni K. A questo punto, la maggior parte degli effetti sono interni alla stella e sono quasi invisibili agli occhi di un osservatore. Tuttavia ci sono effetti drastici sulla struttura stellare e sul suo modo di apparire. Gli strati esterni si espandono sotto la spinta del calore interno sviluppato dalla striscia di fusioni e la stella aumenta la propria luminosità in maniera molto decisa, mentre il cuore stellare continua a comprimersi. La pressione interna spinge il raggio della stella a dimensioni molto maggiori rispetto a quelle originarie. Gli strati esterni diventano più freddi a dispetto di un nucleo stellare sempre più caldo. Gli strati più esterni possono

raggiungere temperature di 3500K che donano una tinta rossastra all'astro, come spiegato dalla Legge di Wien. La stella è ora nella fase di gigante rossa.

Le stelle giganti rosse sono quindi stelle che sono uscite dalla fase di sequenza principale per evolvere in un altro stadio della loro vita.

La fase di gigante rossa durerà circa 2 miliardi di anni (mentre la parte esterna dell'astro si espande, il nucleo della stella continua a contrarsi, e ben presto nella parte centrale ha inizio il processo di fusione nucleare dell'elio).

L'elio è l'output della fusione dell'idrogeno avvenuta durante la fase di sequenza principale ma al tempo stesso è utilizzato come input per un'altra reazione nucleare. Quando l'elio inizia ad essere utilizzato per la reazione nucleare al posto dell'idrogeno si parla di fase di **helium-burning**.

Quando una stella diventa gigante rossa, la sua temperatura interna è ancora troppo bassa per riuscire ad innescare la reazione nucleare che brucia l'elio ma tutto intorno al nucleo di elio ci sono le reazioni di idrogeno degli strati più esterni, già visti e noti come hydrogen-burning shell. Queste reazioni che avvengono appena al di fuori del nucleo di elio fanno in modo che il nucleo stesso si contragga più velocemente facendone aumentare densità e temperatura. All'aumentare della temperatura, gli elettroni nel gas diventano degeneri (un gas viene definito degenerare quando la sua pressione è legata unicamente alla sola densità e non alla temperatura) e riescono a resistere a qualsiasi ulteriore contrazione del nucleo facendo sì che la temperatura interna del nucleo stesso non risenta più della pressione interna. Con la prosecuzione del hydrogen-burning shell la temperatura del cuore degenerare diventa caldissima e, al raggiungimento dei 10 milioni di K e con una massa pari a circa 0,6 masse solari, inizia la fase di fusione dell'elio in grado di convertire elio in carbonio e di produrre energia. Il raggio della stella a questo punto può arrivare a raggiungere 1 UA, con una luminosità pari a 1000 volte la luminosità del nostro Sole. Ora la stella ha di nuovo una sua fonte interna di energia ed è la prima volta da quando ha lasciato la sequenza principale.

La fusione dell'elio nel cuore fonde 3 nuclei di elio a formare un nucleo di carbonio ed è nota come processo alfa triplo (il nucleo di elio è anche chiamato particella alfa). Questo processo ha luogo in due passaggi.

Nel primo step, due nuclei di elio si combinano a formare un isotopo del berillio:  $4\text{He} + 4\text{He} \rightarrow 8\text{Be}$

Si tratta di un isotopo molto instabile che si spezza facilmente in due nuclei di elio, ma nelle estreme condizioni che si riscontrano nel cuore stellare un altro nucleo di elio può colpire il nucleo di berillio prima che questo possa provare a rompersi. Se ciò accade, si forma un isotopo del carbonio più stabile e l'energia viene rilasciata sotto forma di fotone a raggi gamma ( $\gamma$ ).  $8\text{Be} + 4\text{He} \rightarrow 12\text{C} + \gamma$

Il nucleo di carbonio che si è formato in questo processo può fondersi con un altro nucleo di elio producendo un isotopo stabile dell'ossigeno e fornendo energia aggiuntiva:  $12\text{C} + 4\text{He} \rightarrow 16\text{O} + \gamma$

Il risultato della fusione dell'elio è quindi carbonio ed ossigeno e proprio questi isotopi sono quelli più presenti in natura nonché nel nostro corpo.

La produzione di energia a partire dall'elio consente di ristabilire l'equilibrio termico nel cuore della stella, prevenendo ulteriori contrazioni dovute alla gravità. La durata della fase di gigante rossa è circa il 20% della durata della fase di sequenza principale.

Con il nucleo trasformato in carbonio si riavverà una nuova fase di collasso gravitazionale. Stelle come il Sole sono troppo piccole per innescare processi di fusione del carbonio del nucleo, che resta pertanto inerte ma ad altissima temperatura. Le regole per le quali il collasso è arrestato è determinato per una stella simile al Sole dal comportamento degli elettroni, che non possono essere compressi oltre un certo limite (principio d'esclusione di Pauli, "in un atomo non vi possono essere due elettroni con gli stessi numeri quantici, cioè su un livello energetico vi possono essere al massimo due elettroni e ve ne sono due se questi elettroni hanno spin opposti").

Durante la fase di collasso gli strati esterni della stella venendo a contatto con il nucleo estremamente caldo, danno luogo localmente a delle reazioni termonucleari in modo violento e discontinuo, i sussulti causati da queste reazioni provocano l'espulsione degli strati superiori della stella nello spazio circostante. Quando il nucleo della stella è collassato fino a raggiungere le dimensioni della Terra, i suoi elettroni avranno raggiunto il punto oltre il quale non possono essere più compressi la stella rimarrà stabile per sempre. Una stella mantenuta stabile dalla pressione dei suoi elettroni si chiama nana bianca con una temperatura superficiale molto elevata che nella banda dell'ultravioletto ionizza i gas espulsi dando luogo ad una nebulosa planetaria.

## Processi nucleari nelle stelle

In una stella di grande massa in cui l'idrogeno è "bruciato" tramite il ciclo del carbonio, il nucleo si trova in una zona convettiva dello spessore pari a circa 1/5 del raggio della stella. Nelle zone più esterne il trasporto dell'energia avviene per radiazione.

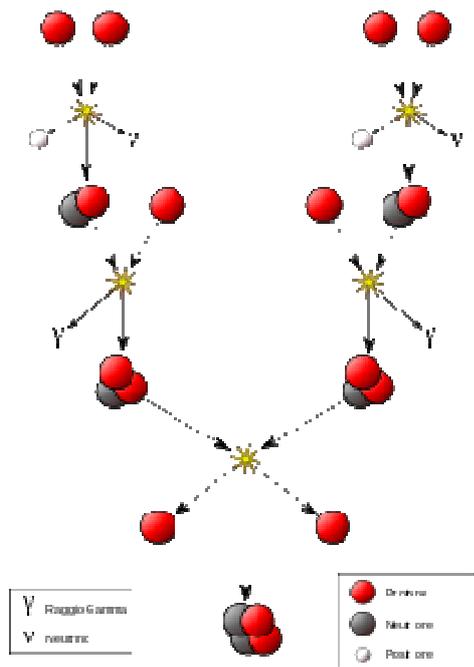
In una stella di piccola massa (sole) il nucleo in cui l'idrogeno si trasforma in elio secondo la catena protone-protone, ha dimensioni maggiori rispetto al caso precedente. Il trasporto dell'energia avviene per radiazione all'interno della stella, mentre negli strati superficiali si sviluppano moti convettivi.

### *Ciclo protone protone*

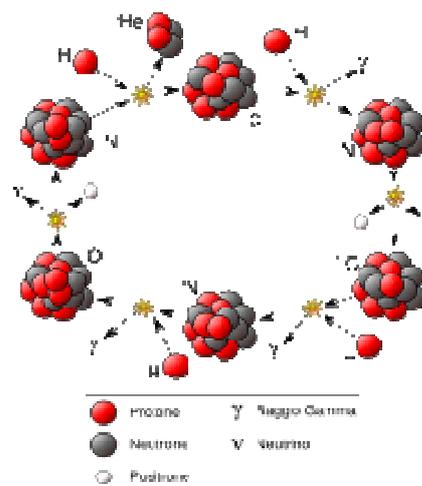
1. Due protoni interagendo originano deuterio (isotopo stabile dell'idrogeno il cui nucleo è composto da un protone ed un neutrone) ed emettono un elettrone positivo "positrone" ed un neutrino. Dalla distruzione del positrone con un elettrone si libera energia.
2. Il deuterio interagendo con un protone origina elio 3 con emissione di alta energia (raggi gamma).
3. Due nuclei d'elio 3 unendosi originano elio 4 e rilasciano due protoni.

### *Ciclo del carbonio*

1. Il carbonio 12 interagisce con un protone e origina azoto 13 con emissione di energia (raggi gamma).
2. L'azoto 13 decade e si trasforma in carbonio 13 emettendo un elettrone positivo "positrone" ed un neutrino. Dalla distruzione del positrone con un elettrone si libera energia.
3. Il carbonio 13 interagisce con un protone ed origina azoto 14 con emissione di energia (raggi gamma).
4. L'azoto 14 interagisce con un protone e origina ossigeno 15 con emissione di energia (raggi gamma).
5. L'ossigeno 15 decade e si trasforma in azoto 15 emettendo un elettrone positivo "positrone" ed un neutrino. Dalla distruzione del positrone con un elettrone si libera energia.
6. L'azoto 15 interagisce con un protone e origina carbonio 12 emettendo un nucleo d'elio 4 (particella alfa).



Ciclo protone & protone



Ciclo del carbonio

## Nove

Una nova è un'enorme esplosione nucleare causata dall'accumulo di idrogeno sulla superficie di una nana bianca, che fa sì che la stella diventi, per qualche giorno, molto più luminosa del solito. La parola nova può indicare sia la causa del fenomeno sia la stella stessa al momento dell'esplosione. Un particolare tipo di nova è costituito dalle novoidi, caratterizzate da un cambiamento non periodico ma rilevante della luminosità.

Una nova ha origine da una nana bianca. Quando questa si trova in un sistema binario stretto, può sottrarre materia alla sua compagna per mezzo della propria gravità, specialmente quando la compagna attraversa la fase di gigante rossa e riempie il suo lobo di Roche. I gas catturati consistono principalmente di idrogeno ed elio, i due elementi più abbondanti dell'Universo. I gas si depositano sulla superficie della nana bianca e lì vengono compressi e riscaldati ad altissime temperature dalla gravità della stella. Col passare del tempo, sempre più materiale si accumula finché la pressione e la temperatura raggiunte sono sufficienti ad innescare una reazione di fusione nucleare, che converte rapidamente una grossa parte dell'idrogeno in elementi più pesanti; a queste temperature, l'idrogeno brucia attraverso il ciclo CNO.

L'enorme energia liberata da questo processo soffia letteralmente via il resto del gas dalla superficie della nana bianca, e produce un "lampo" molto luminoso ma di breve durata, destinato a spegnersi in pochi giorni. Questo lampo era ciò che gli antichi astronomi chiamavano stelle nuove.

## Supernove

Durante la fase di collasso del nucleo di una stella, anche le parti più esterne sono coinvolte a loro volta in una fase di collasso. Gli strati esterni si contraggono sino ad incontrare il nucleo di neutroni ed un flusso di neutrini creati nelle reazioni nucleari. Questo incontro produce una reazione violenta nel quale la stella letteralmente è lacerata. Per circa mezza ora la carcassa stellare è attraversata da onde d'urto le quali creano temperature in cui sono sintetizzati tutti gli elementi chimici sino all'uranio e al plutonio, che poi sono espulsi nello spazio. Per alcuni giorni la stella può emettere più energia dell'intera galassia di cui fa parte. Questo evento è noto come esplosione di supernova. Al termine dell'esplosione, il prodotto finale potrebbe essere una stella di neutroni o un buco nero (dipende dalla massa della stella).

Supposto che si formerà una stella di neutroni, il suo diametro non supererà i 10 Km. La stella di neutroni ha di solito una rotazione molto veloce, compiendo normalmente da trenta a cinquanta rotazioni il secondo (il collasso accelera la rotazione sul suo asse). Anche il campo magnetico originario della stella è stato concentrato dal collasso, e sulla stella di neutroni esiste ora un campo molti bilioni di volte più intenso che

sulla superficie terrestre. Questa radiazione è irradiata nello spazio sotto forma di un fascio ristretto concentrato al polo della stella. Tali stelle sono chiamate pulsar.

### Quasar

Sono definiti con il termine Quasar galassie particolarmente attive le quali emettono grandi quantità d'energia sotto forma d'onde radio. Un Quasar può facilmente emettere in un secondo più energia di quanta non emette il sole in tutta la sua vita. Secondo una teoria i Quasar sarebbero uno stadio primitivo, violento, nell'evoluzione delle galassie.

### Blazar

Classe di quasar caratterizzata dall'emissione di radiazione di alta energia, molto intensa e variabile.

I blazar sono tra i fenomeni più energetici dell'Universo. Essi sono buchi neri supermassicci galattici che si stanno alimentando con materiale che gli orbita attorno. Mentre la materia cade verso di loro, parte dell'energia viene rilasciata sotto forma di "getti" che raggiungono velocità prossime a quella della luce. Essi appartengono alla più grande famiglia degli AGN (Nuclei Galattici Attivi), ma hanno la caratteristica di puntare il loro getto esattamente verso di noi.

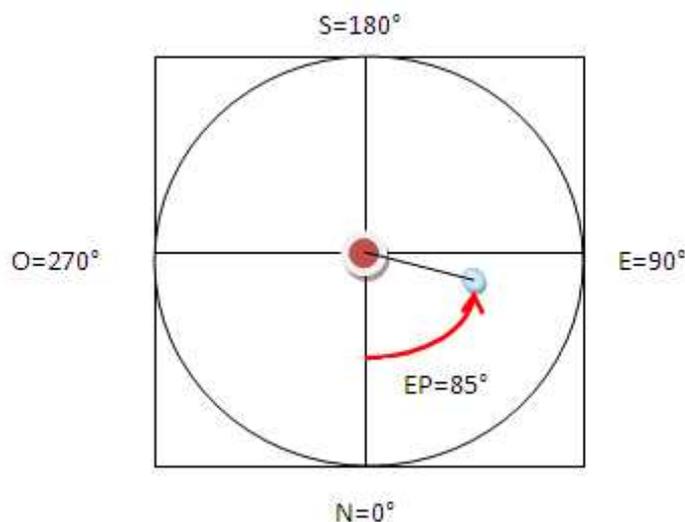
Vedere un blazar non è quindi facile e ci vuole una buona dose di fortuna. Tuttavia, a causa della moltitudine di galassie attive esistenti nell'Universo, sono anch'essi molto numerosi. Poter studiare i getti galattici, sotto questa favorevole direzione, aiuta molto a capire la loro origine e l'intera evoluzione delle galassie.

I Blazar possono essere suddivisi in due macro categorie: o quasar fortemente variabili, o oggetti del tipo BL Lacertae, dove BL Lacertae indica una classe di galassie con nucleo particolarmente brillante, soggetto a rapide variazioni di luminosità con spettro ottico privo delle ampie righe di emissione tipiche di un Quasar

Il nome della classe deriva da quello della galassia nella costellazione della Lucertola in cui il fenomeno è stato individuato per la prima volta.

### Stelle doppie

I sistemi doppi, detti anche stelle binarie o stelle doppie, sono costituiti da due stelle orbitanti lungo orbite ellittiche attorno ad un comune centro di massa. Detti sistemi sono chiamati doppie fisiche per distinguerle da sistemi che sembrano doppi per un puro effetto prospettico in tal caso si parla di doppie ottiche. Questi ultimi ovviamente non sono legate da nessuna interazione gravitazionale. I parametri fondamentali che contraddistinguono le stelle doppie sono l'angolo di posizione AP che si misura andando da nord verso est, e la separazione rho che indica la distanza tra le due componenti. La componente principale (la più luminosa) è indicata con la lettera A, la secondaria con la lettera B.



In generale i sistemi doppi si dividono in:

- *Visuale* per visione diretta telescopica.
- *Spettroscopiche* per sdoppiamento delle loro righe spettrali.

### Stelle variabili

Stelle che periodicamente cambiano la loro luminosità sono dette variabili, e si distinguono in due categorie: **variabili ad eclissi**, **variabili intrinseche**.

#### *Variabili ad eclissi*

In un sistema binario può capitare che la stella principale (assunta come la più luminosa del sistema binario) sia occultata dalla compagna mentre quest'ultima percorre la propria orbita. Ne risulta una diminuzione della luminosità complessiva del sistema rispetto alla configurazione in cui le stelle sono una affianco all'altra (sempre secondo la linea visuale che congiunge l'osservatore al sistema binario).

#### *Variabili intrinseche*

Le binarie ad eclissi non possono essere considerate vere e proprie stelle variabili in quanto la loro luminosità varia sulla base di semplici fattori prospettici. Esistono invece stelle, la cui luminosità varia per ragioni fisiche intrinseche, che vengono classificate a seconda della periodicità della variazione luminosa in (**regolari**, **semiregolari**, **irregolari**) e dal tipo di variazione in (**pulsanti**, **eruttive**, **cataclismiche**). Di particolare importanza sono le "**cefeidi**". Per questo tipo di variabili regolari esiste una relazione che lega il periodo con la luminosità assoluta della stella (il periodo delle variabili cefeidi aumenta regolarmente con l'aumentare della magnitudine assoluta).

### Ammassi stellari

All'interno delle galassie, ed in particolare della nostra si trovano due tipologie di ammassi stellari: **ammassi aperti**, **ammassi globulari**.

#### *Ammassi aperti*

Gli ammassi aperti sono costituiti da un numero di stelle che può variare da qualche decina fino a diverse centinaia. Le stelle di un ammasso aperto sono generalmente molto giovani. Gli ammassi aperti si possono osservare nelle galassie a spirale e sono oggetti del disco galattico, si trovano quindi tutti distribuiti su di un piano, il cosiddetto **piano galattico**, per la precisione lungo le braccia a spirale. Infatti, nei bracci a spirale avviene principalmente la formazione stellare.

#### *Ammassi globulari*

Gli ammassi globulari sono invece generalmente gli oggetti più vecchi che una galassia può contenere. Al contrario degli ammassi aperti, gli ammassi globulari sono essenzialmente sferici, con una concentrazione di stelle che aumenta andando dalla periferia al centro dell'ammasso. Il numero di stelle che costituisce l'ammasso varia da qualche centinaio di migliaia a qualche milione. Gli ammassi globulari sono distribuiti **nell'alone galattico**, e popolati da stelle vecchie (gli ammassi globulari non si trovano lungo i bracci a spirale della galassia).

### Nebulose

Il cielo anche se apparentemente vuoto è spesso riempito, anche se in bassissima densità dal **mezzo interstellare**, una miscela costituita da gas, in maggioranza idrogeno, e polveri. Quando il mezzo interstellare si manifesta perché illuminato dalle stelle circostanti, prende il nome di **nebulosa diffusa** e, proprio a seconda della modalità con cui emette luce e si rende perciò visibile ai nostri strumenti, può essere

a **emissione**, a **riflessione**, **oscura**. Altri tipi di nebulosità diffuse hanno invece origine dalle fasi finali dell'evoluzione stellare: sono le **nebulose planetarie** ed i **resti di supernova**.

#### *Nebulose ad emissione*

Sono così chiamate perché i gas che la costituiscono sono riscaldati ed eccitati dalle stelle caldissime che si trovano al loro interno e/o vicinanze.

#### *Nebulose a riflessione*

Sono così chiamate perché non brillano di luce propria, ma riflettono semplicemente la luce proveniente dalle stelle.

#### *Nebulose oscure*

Sono evidenziate o dal fatto che in una certa zona del cielo scarseggiano le stelle, occultate dal denso materiale interstellare che costituisce la nube oscura, o perché contrastano su uno sfondo luminoso, come una nebulosa ad emissione o un ammasso di stelle.

#### *Nebulose planetarie*

Prendono il nome dal fatto che le più luminose se osservate al telescopio, sembrano dei dischi planetari di forma quasi circolare. Sono costituite dai gas che formavano l'atmosfera della stella che, ormai diventata nana bianca, si trova al centro della nebulosa e ne rappresenta la sorgente d'energia.

#### *Nebulosa resti di supernova*

La stella esplodendo come supernova diffonde nello spazio gran parte del materiale di cui era costituita. Il risultato di quest'esplosione è una piccola stella di neutroni e/o un buco nero.

## **Fotografia**

### Tempo di posa

Il tempo di posa senza inseguimento superato il quale si ha un mosso può essere ottenuto dalla seguente formula:  $t_{max} = 600/feq$  dove  $feq$  = lunghezza focale dello strumento. Quando si utilizza il metodo afocale è come che si stesse impiegando un teleobiettivo ideale, la cui lunghezza focale, detta "lunghezza focale equivalente"  $L_{Feq}$  è data da:  $L_{Feq} = (LFT/LFO) * LFof$

Dove LFT e LFO sono le lunghezze focali del telescopio e dell'obiettivo. Il loro rapporto è pari all'ingrandimento. LFof rappresenta la lunghezza focale dell'obiettivo fotografico (tutte le lunghezze sono espresse in mm).

### Campo inquadrato

Per calcolare le dimensioni del campo inquadrato (in primi) da un sensore CCD accoppiato ad un telescopio applicare la seguente formula:  $(L*3438)/F$  dove  $L$  = lato del sensore CCD espresso in mm,  $F$  = lunghezza focale telescopio in mm (Es. sensore con lato da 5,6 mm e telescopio da 1000 mm di focale il campo inquadrato = 19,2' x 19,2').

### Campo inquadrato da singolo pixel

Per calcolare il campo di vista sotteso da un singolo pixel del sensore CCD (scala di immagine) applicare la seguente formula:  $(M/Lf)*206$  dove  $M$  = media della misura espressa in micron del sensore,  $Lf$  = lunghezza

focale telescopio in mm. (Es. pixel sensore da 9,8x6,3 micron si ha:  $(9,8+6,3)/2 = 8,05$   $(8,05/1000)*206 = 1,65''$ ).

## Il Campionamento

Campionare significa convertire qualcosa di continuo (ad es. un segnale, nel nostro caso luminoso) in qualcos'altro di discreto. Infatti, un sensore, CCD o CMOS che sia, è composto da un numero finito ("discreto") di punti che chiamiamo appunto foto elementi. Questa è una prima importante caratteristica: a parità di dimensioni del sensore, maggiore è il numero dei foto elementi che lo compongono e maggiore è la risoluzione dell'immagine finale.

Occorre però fare i conti con un altro aspetto: il potere risolutivo del nostro telescopio. Infatti, prima ancora di raggiungere il sensore, la luce dell'oggetto che vogliamo riprendere attraversa le ottiche del telescopio che notoriamente hanno un limite nel loro potere di risoluzione: tale limite (teorico) è inversamente proporzionale al diametro dell'obiettivo del telescopio. Per le lunghezze d'onda nel visibile normalmente si utilizza la formula (formula di Dawes):

$$a = 120/D$$

dove  $a$  è l'angolo minimo risolvibile in arco secondi o minimo dettaglio visibile in arco secondi,  $120$  è una costante (costante di Dawes) e  $D$  è dell'obiettivo in millimetri.

Esempio: se un telescopio ha un diametro di 400 mm, il suo potere risolutivo secondo la Legge di Dawes è di  $120/400 = 0.3$  secondi d'arco.

Se vogliamo sfruttare al massimo il nostro telescopio dovremo quindi scegliere un sensore con le dimensioni dei foto elementi tali da mantenere il potere di risoluzione teorico: qui subentra il famoso criterio di Nyquist che tradotto per il nostro caso specifico stabilisce che la dimensione del minimo elemento del sensore (foto elemento) deve essere al massimo la metà del più piccolo particolare che si vuole distinguere.

Esempio: il telescopio dell'esempio precedente ha un potere risolutivo teorico di 0.3 secondi d'arco. Per poter mantenere questo potere risolutivo i foto elementi del sensore da accoppiare al telescopio devono campionare al massimo  $0.3/2 = 0.15$  secondi d'arco. Torniamo al concetto di campionamento: il campionamento è direttamente proporzionale alle dimensioni del foto elemento e inversamente proporzionale alla lunghezza focale del telescopio. In sostanza il campionamento rappresenta l'area di cielo coperta da un singolo foto elemento.

Tradotto in una pratica formula diventa:

$$L = 206265 * d/C$$

dove il campionamento  $C$  è espresso in secondi d'arco (per questo compare il fattore di conversione 206265, altrimenti sarebbe espresso in radianti) mentre la dimensione del foto elemento  $d$  e la lunghezza focale del telescopio  $L$  devono essere riportati entrambi con la stessa unità di misura ad esempio in millimetri)

Esempio: che campionamento dell'immagine otteniamo se al telescopio principale dell'esempio vogliamo utilizzare un sensore CCD composto da foto elementi quadrati di dimensione 24 x 24 micron? Il sensore va posto sul fuoco Newton del telescopio con focale  $L = 2210$  mm. Un micron equivale ad 1/1000 di millimetro dunque i foto elementi hanno lati di 0.024 mm. Il campionamento che ottengo con quel sensore al fuoco Newton del telescopio sarà dunque di  $(206265*0.024)/2210 = 2.24$  secondi d'arco per foto elemento.

Dunque, stando all'esempio precedente, siamo completamente fuori strada! Un foto elemento di 24 micron di lato coprirebbe una porzione di cielo ben sette volte più grande del potere di risoluzione del telescopio; per non parlare poi del criterio di Nyquist che richiederebbe un campionamento di soli 0.15 secondi d'arco per foto elemento se vogliamo mantenere il potere risolutivo del telescopio anche nelle nostre immagini digitali! In questo caso si dice che stiamo sotto campionando il segnale luminoso. Al contrario, quando il foto elemento sottende una porzione di cielo più piccola del limite imposto dal criterio di Nyquist si dice che

stiamo sovra campionando il segnale. Purtroppo abbiamo a che fare con un altro effetto del quale dobbiamo tenere conto e che in parte può giustificare la scelta di foto elementi più grandi del dovuto: la turbolenza atmosferica. Prima ancora che la luce degli oggetti celesti possa raggiungere le ottiche del telescopio e quindi il nostro sensore, essa deve attraversare una lente naturale in continua deformazione: la nostra atmosfera.

La misura più comune del seeing è data dalla larghezza piena a mezza altezza (FWHM, dall'inglese Full Width Half Maximum) della PSF e viene espressa in secondi d'arco. La FWHM è un utile punto di riferimento anche per comprendere la risoluzione angolare massima ottenibile con i telescopi. Le migliori condizioni di seeing da terra permettono di avere una FWHM di circa 0,4 secondi d'arco e si ottengono solo in luoghi particolari e per poche notti all'anno. In base agli esempi precedenti il nostro telescopio con un potere risolutivo teorico di 0.3 secondi d'arco sarebbe già sufficiente per sfruttare al massimo le migliori serate nei migliori siti d'osservazione sulla Terra? Teoricamente sì ma le cose non stanno esattamente così: purtroppo, dati alla mano, in serate rare e di eccezionale calma atmosferica, il seeing in Italia è intorno ai 2 secondi d'arco mentre mediamente oscilla tra i 3 e i 4 secondi d'arco. Ecco allora che il valore trovato prima di campionamento (2.24 secondi d'arco per pixel) appare più accettabile in quanto permette di campionare quasi esattamente il seeing medio del sito d'osservazione soddisfacendo in parte anche al criterio di Nyquist.

### Dimensione immagine

Le dimensioni di un oggetto ripreso sul fotogramma sono date dalla seguente formula:  $\mathbf{Dim} = (\mathbf{F} * \mathbf{D}) / 206265$  dove **Dim** è la dimensione dell'oggetto sul negativo espresso in mm dell'oggetto ripreso espresso in secondi d'arco. **F** è la focale dello strumento espressa in mm, **D** è il diametro dell'oggetto in secondi d'arco. Le dimensioni minime sono tali che l'immagine sul negativo non devono essere inferiori ad 1 mm. Un'altra formula che fornisce con buona approssimazione le dimensioni dell'oggetto sul fotogramma è la seguente:  $\mathbf{Dim} = \mathbf{F} / 109$  dove **F** è la focale dello strumento espressa in mm. Per aumentare la focale del telescopio si può interporre tra il telescopio stesso e la macchina fotografica un oculare che aumenterà gli ingrandimenti e dunque le dimensioni dell'oggetto sulla pellicola.

Se vogliamo conoscere la risoluzione su un sensore CCD la formula da usare è la seguente:

Risoluzione (secondi/pixel mm) =  $206265 * (\text{dimensioni del pixel in mm} / \text{focale in mm})$

Per utilizzare la formula è necessario conoscere le dimensioni dei lati del sensore della fotocamera digitale. Supponendo che la fotocamera abbia un sensore con dimensioni in mm di 22,2\*14,8; dimensioni del pixel in µm di 5,2; numero pixel matrice 4272\*2848; ed un telescopio con focale pari a 1500 mm otteniamo una risoluzione di:

**Risoluzione** =  $206265 * (0,0052 / 1500) \Rightarrow 0,72$  secondi/pixel

Per conoscere il valore del campo inquadrato in secondi d'arco la formula è la seguente:

Campo inquadrato (secondi d'arco) = (Numero di pixel lato sensore) \* Risoluzione

Con i valori dell'esempio precedente abbiamo un campo inquadrato pari a:

Campo inquadrato =  $4272 * 0,72 \Rightarrow 3076$

Per conoscere le dimensioni del campo in primi d'arco occorre dividere il valore trovato per 60, in questo caso si ottiene 52'. La stessa operazione con i dati del lato corto del sensore (2848) otteniamo un valore di 34'. Pertanto il sensore della fotocamera coprirà al fuoco diretto un'area di 52'\*34'.

### Focale equivalente

Per conoscere la focale di un obiettivo di una fotocamera digitale nella focale equivalente del formato 24x36 conoscendo le dimensioni del sensore CCD occorre applicare la seguente formula:

$$F_{\text{equival}} = (F_{\text{dig}} * 43,27) / \text{Diagonale}$$

Dove 43,27 mm è la diagonale del formato 24x36 mm,  $F_{\text{dig}}$  è la focale effettiva dell'obiettivo della fotocamera digitale e Diagonale è la diagonale del sensore in millimetri.

## Metodi per effettuare fotografie

- *Fotografia in parallelo.* La macchina fotografica viene montata sul telescopio in modo che il suo obiettivo e l'asse del telescopio siano paralleli. Con questo tipo di tecnica è possibile fotografare parti della via Lattea, costellazioni, comete, nebulose e tutti gli oggetti abbastanza estesi da risultare visibili con l'obiettivo utilizzato.
- *Fotografia a fuoco diretto.* La macchina fotografica viene raccordata direttamente al porta oculare in modo che l'immagine fornita dal telescopio arrivi direttamente al piano della pellicola. E' il metodo migliore per riprendere oggetti poco estesi e poco luminosi fornendo immagini particolarmente nitide.
- *Fotografia con proiezione dell'oculare.* Viene inserito un oculare tra il porta oculare e la foto camera in modo da ottenere un'immagine ingrandita dell'oggetto da fotografare. Così facendo viene aumentata la lunghezza focale effettiva del telescopio ottenendo una focale equivalente data dalla formula:  $F_{eq} = F \cdot (L/F_{oc} - 1)$  dove **F** = focale telescopio, **F<sub>oc</sub>** quella dell'oculare e **L** la distanza dell'oculare dalla pellicola. Gli ingrandimenti possono essere variati variando la distanza della macchina fotografica dall'oculare.
- *Fotografia afocale.* La macchina fotografica completa di obiettivo viene collegata al telescopio provvisto di oculare la focale equivalente data dalla formula:  $F_{eq} = I \cdot F_f$  dove **I** = ingrandimenti del sistema telescopio oculare e **F<sub>f</sub>** focale dell'obiettivo della macchina fotografica. Questa tecnica è consigliabile solo in quelle camere in cui non è possibile togliere l'obiettivo (i sistemi ottici che deve attraversare la luce prima di giungere sulla pellicola sono più numerosi che nei casi precedenti con un maggiore degrado dell'immagine).

Per calcolare il potere risolutivo del telescopio ad una certa focale occorre applicare la seguente formula:

$$\text{Risoluzione}(\text{"/pixel}) = 206265 \cdot (\text{Dimensioni pixel} / F_{\text{equival}})$$

Per utilizzare la formula è necessario conoscere le dimensioni dei pixel del sensore che equipaggia la CCD. Ad esempio una CCD con pixel da 4,65 micron di lato applicata ad un telescopio con focale equivalente pari a 5500 mm il potere risolutivo sarà:

$$\text{Risoluzione} = 206265 \cdot (0,00465 / 5500) \Rightarrow 0,17 \text{"/pixel}$$

### Dark frame

Indipendentemente dal fatto che il nostro sensore sia o meno esposto alla luce, esso genera degli elettroni in numero proporzionale alla temperatura di esercizio. Infatti, se copriamo il telescopio, e facciamo un'esposizione completamente al buio, non otteniamo un'immagine perfettamente nera con tutti i valori dei pixel nulli, come ci si potrebbe aspettare, bensì un'immagine "granulosa" con il tipico "effetto neve" dei ricevitori televisivi. Gli elettroni generati nello strato di silicio durante l'esposizione vengono scaricati nel registro del sensore e successivamente letti nel convertitore analogico-digitale e generano il così detto DARK FRAME.

### Bias frame

Il BIAS FRAME altro non è che un DARK FRAME, ovvero un'immagine CCD ripresa con tutte le ottiche coperte da uno schermo nero, con tempo d'esposizione nullo. In molte camere CCD, come nelle DSLR, il tempo d'esposizione nullo non esiste: in tal caso una buona approssimazione può essere il tempo minimo d'esposizione permesso dall'hardware o dal software. L'utilizzo principale del BIAS FRAME è quello di ricavare il THERMAL FRAME che è l'unica componente dell'immagine CCD che è direttamente proporzionale al tempo d'esposizione e/o alla temperatura d'esercizio del CCD. Il THERMAL FRAME viene ricavato come differenza tra DARK FRAME e BIAS FRAME.

## Flat Field

Il FLAT FIELD è un'immagine di un campo di intensità luminosa perfettamente uniforme. Il FLAT FIELD verrà poi utilizzato nel pretrattamento delle immagini astronomiche per eliminare due importanti difetti: la differenza di sensibilità che inevitabilmente può esistere da un pixel all'altro di un sensore CCD e le varie disuniformità di campo generate dalle ottiche del telescopio e dalla sporcizia che spesso si può accumulare nelle vicinanze del piano focale del nostro strumento. Comunque la si ottenga l'immagine finale del FLAT FIELD deve avere una caratteristica molto importante: avere un elevato rapporto segnale-rumore. Ricordiamo, infatti, che ogni qualvolta faremo un'operazione matematica su due o più immagini (come la divisione del FLAT FIELD), i "rumori" presenti nelle immagini si sommeranno quadraticamente. Se avremo dei FLAT FIELD con un basso rapporto segnale-rumore, rischieremo di andare a peggiorare le immagini che desideriamo correggere. In pratica occorre che il valore medio dei pixel che lo compongono sia almeno intorno ai  $2/3$  dell'effettiva dinamica dell'immagine. Se per esempio sappiamo che una camera CCD si comporta linearmente tra i valori di 3000 e 55000 ADU, il valore medio del FLAT FIELD può ragionevolmente attestarsi sui 35000 ADU o più senza ovviamente superare i 55000 ADU (ADU = Analog to Digital Unit, Unità da analogico a digitale). Il convertitore analogico/digitale A/D della fotocamera (tradizionale o CMOS) converte il segnale analogico, prodotto gli elettroni immagazzinati nei singoli pixel del sensore, nei valori ADU. Ricordiamo inoltre che occorre prendere una serie di FLAT FIELD (da combinare successivamente con una mediana ed ottenere così il MASTER FLAT FIELD) per ogni combinazione ottica utilizzata per le riprese delle immagini GREZZE. Vale a dire che se utilizziamo ad esempio tre filtri B V ed R per fare la tricromia di un oggetto celeste, occorrerà successivamente riprendere tre serie di FLAT FIELD, una per ogni filtro utilizzato. Non solo, se nel corso delle riprese occorre cambiare il fuoco dello strumento, necessariamente occorrerà riprendere delle serie di FLAT FIELD fatte con la nuova configurazione di fuoco. In sostanza, ogni qualvolta è necessario modificare lo schema ottico dello strumento, sarà necessario riprendere i corrispondenti FLAT FIELD per quella configurazione ottica.

## Astronomia digitale

Gli strumenti per l'astronomia digitale sono basati sui sensori CCD (charge coupled device) che possono essere di due tipi: non raffreddati e raffreddati. In questi ultimi il sensore può essere raffreddato a 30-40° sotto la temperatura ambiente. Le webcam CCD sono delle periferiche non raffreddate che generalmente forniscono immagini a colori a 24 bit (8 bit per colore base), con dimensioni massime di 640x480 pixel. Il vantaggio nell'uso di questi dispositivi rispetto ai sensori CCD "raffreddati" è che possono acquisire filmati in formato AVI con parecchie immagini al secondo, da 5 a 30. Di solito è consigliabile l'acquisizione di brevi filmati della durata di 60-120 secondi a 5-10 frame per secondo, da cui scegliere i frame più nitidi da elaborare. Acquisire immagini a un valore superiore ai 10 frame il secondo comporta un evidente degrado dei singoli frame e non è conveniente. Una volta salvati i filmati questi possono essere elaborati con SW dedicati (Registax e Iris).

## Funzionamento delle webcam

In generale un sensore CCD è formato da una matrice di materiale semiconduttore, suddivisa in una griglia di piccoli condensatori sensibili alla luce (pixel). Durante la posa ogni pixel accumula al suo interno una carica elettrica proporzionale alla radiazione assorbita. Il numero di fotoni catturati da un singolo pixel della matrice è proporzionale al numero di fotoni incidenti e alle dimensioni del pixel, mentre il numero di cariche elettriche generate dipende anche dall'efficienza quantica del dispositivo.

In generale, maggiori sono le dimensioni del pixel, più il dispositivo sarà sensibile ai bassi livelli di flusso luminoso. Alla fine dell'esposizione, leggendo la quantità di carica posseduta da ciascun pixel, si può ricostruire l'immagine fornita dall'obiettivo. Una tipica webcam usata in campo planetario amatoriale ha un sensore CCD a colori con 659x494 pixel fisici quadrati in grado di riprendere frame fino alla risoluzione massima di 640x480 pixel. Sulla matrice dei pixel fisici, i sensori CCD a colori hanno i tre filtri fondamentali: rosso (R), verde (G), e blu (B). Ogni pixel fisico è dotato di un solo filtro colorato, quindi è sensibile solo a  $1/3$  dello spettro visibile, e la disposizione avviene secondo lo schema Bayer. In questo schema i filtri G sono il doppio dei B e dei R. L'immagine a colori è formata acquisendo contemporaneamente il segnale da tutti e tre i tipi di pixel fisici. Il segnale è digitalizzato a 1 byte, pari a 256 livelli di intensità luminosa diversi, per ogni pixel R, G o B. Dai segnali elettrici provenienti dalla matrice

RGB dei pixel fisici, il SW interno della webcam, presente nella memoria EEPROM, elabora l'immagine che viene inviata al PC. Ogni pixel dell'immagine finale che compare sullo schermo del computer è ricostruito secondo lo schema I420 o IYUV.

In questo schema si associa a ogni pixel dell'immagine finale un'intensità luminosa (luminanza), codificata a 1 byte (quindi con 256 livelli diversi), e un colore (crominanza), codificato a 0,5 byte (cioè con 16 colori diversi). Da qui segue che l'informazione sul colore è molto più povera rispetto a quella sull'intensità luminosa. Quando si riprende a piena risoluzione (640x480 pixel), i pixel dello stesso colore non sono contigui, e la webcam interpola quelli mancanti. Questo è un punto importante: un sensore con mosaico Bayer RGB non cattura tutta l'informazione di luminanza e colore per ogni pixel fisico; quindi, si deve ricorrere all'interpolazione fra pixel per ricostruire l'informazione mancante. Questa operazione è nota come "demosaicizzazione". Per l'immagine verde, il grado di interpolazione è minore, perché i pixel G sono il 50% del totale. Se si opera con il formato dimezzato (320\*240 pixel), la webcam opera nel modo cosiddetto binning 2\*2: cioè da due pixel G, uno R e l'altro B sintetizza un singolo pixel colorato sul monitor con la relativa intensità (il binning aumenta la sensibilità del sensore a scapito della risoluzione. Ad esempio se il singolo pixel ha dimensioni di 9\*9 micron nel binning 2\*2 le sue dimensioni virtuali diventeranno di 18\*18 micron ma la risoluzione del sensore verrà dimezzata.) Alla piena risoluzione, un singolo frame occupa  $640*480*(1+0,5) = 460.800$  byte, che a risoluzione dimezzata diventano  $320*240*(1+0,5) = 115.200$  byte. A piena risoluzione, quindi, un filmato di tipo AVI ripreso a 5 frame per secondo, genera un flusso dati pari a 2250 kByte/s. Nelle riprese planetarie, di solito, ci si limita a 5-10 frame per secondo.

## **Astrofisica**

### Radiazione di fondo

Emissione radio nel campo delle microonde proveniente da tutte le direzioni con uno spettro corrispondente a quello di un corpo nero alla temperatura di 2,735 K. Secondo la teoria del Big Bang, questa radiazione fu prodotta dalle interazioni fra la radiazione e la materia quando l'universo era molto più giovane e caldo; rappresenta quindi la radiazione fossile del Big Bang che permea tutto l'Universo. Quando, circa 300.000 anni dopo il Big Bang, l'Universo divenne sufficientemente freddo da "disaccoppiare" la radiazione dalla materia, con una notevole riduzione delle reciproche interazioni, la radiazione di fondo iniziò a viaggiare liberamente nello spazio.

### Brana visibile/invisibile

Sottospazio quadrimensionale dello spazio-tempo multi dimensionale in modelli di superstringa. Nella brana visibile si trova la materia.

### Bulk

Spazio multidimensionale in cui sono immerse le brane.

### Modello standard

Il Modello standard (MS) è una teoria quantistica dei campi (rinormalizzabile) che descrive tre delle quattro forze fondamentali note, ossia l'interazione forte, elettromagnetica e debole (le ultime due unificate nell'interazione elettrodebole) e tutte le particelle elementari ad esse collegate. La forza gravitazionale rimane l'unica interazione a non essere descritta dal modello. Si tratta di una teoria di campo quantistica coerente sia con la meccanica quantistica che con la relatività ristretta.

Le previsioni del Modello standard sono state in larga parte verificate sperimentalmente con un'ottima precisione, tuttavia esso, non comprendendo la gravità, per la quale non esiste ad oggi una teoria quantistica coerente, non può essere considerato una teoria completa delle interazioni fondamentali. Il modello standard non prevede inoltre l'esistenza della materia oscura, che costituisce gran parte della materia dell'universo.

### Teoria del tutto

Teoria che unifica le quattro forze fondamentali (gravità, elettromagnetica, nucleare forte, nucleare debole).

## Teoria di superstringa

Teoria che combina in un unico formalismo la forza di gravità e le altre forze fondamentali, sostituendo il concetto di particella elementare con quello di stringa

## Decadimento alfa, beta e gamma

- *Alfa*: Il decadimento alfa emette un fascio formato da due protoni e due neutroni. Il decadimento alfa cambia sia la massa che l'identità del nucleo.
- *Beta*: Nel decadimento beta uno dei neutroni del nucleo emette un elettrone e nel corso di questo processo si converte in un protone. Il decadimento beta modifica l'identità ma non la massa del nucleo. Un altro tipo di decadimento beta implica non un nucleo, bensì un neutrone libero. Lasciato a se un neutrone decade in un protone, un elettrone e una particella detta neutrino con periodo di dimezzamento di circa 8 minuti.
- *Gamma*: Il decadimento gamma implica una riorganizzazione di protoni e neutroni all'interno del nucleo e la conseguente emissione di radiazione elettromagnetica sotto forma di raggio x. Il decadimento gamma non cambia né la massa né l'identità del nucleo. Particella gamma ad alta energia che si propagano in direzioni opposte sono prodotte quando un elettrone ed un positrone interagiscono distruggendosi a vicenda "annichilano".

## Nuclei e particelle sub nucleari

Esistono fondamentalmente due tipi di particelle: quelle implicate nella struttura (e sono la grande maggioranza) e quelle implicate in forze. Il protone, il neutrone e l'elettrone sono esempi del primo tipo di particelle. Il fotone rientra ad esempio nella seconda classe di particelle, ed è chiamata particelle di "gauge". Il protone ed il neutrone sono chiamati "adroni" (ovvero che partecipano all'interazione forte). Altre particelle come l'elettrone, non sono implicate nell'attività che ha luogo nel nucleo, tale particella è chiamata leptone, ossia particella soggetta alla sola interazione debole.

Esistono quattro famiglie di particelle di gauge (fotone, bosone W e Z, gluone e gravitone) e sei diversi leptoni (elettrone, mesone mu, mesone tau, più i tre neutrini elettronico, muonico e tauonico).

Le forze che operano in natura sono solo quattro: gravità, elettromagnetismo (quando due elettroni si avvicinano l'uno all'altro, uno emette un fotone che è assorbito dall'altro. Tale scambio produce una forza tra gli elettroni: la forza elettromagnetica), forza nucleare forte, forza nucleare debole. Delle ultime due forze la forza nucleare forte tiene insieme il nucleo contro la repulsione elettrica fra i protoni, mentre la forza nucleare debole è responsabile d'interazioni come il decadimento beta di nuclei e neutroni. Le quattro forze differiscono una dall'altra, poiché ciascuna implica lo scambio di un tipo diverso di particelle di gauge.

Fra le quattro forze la gravità è di gran lunga la più debole come si evince dai valori nel seguito riportati ( in una scala di valori poniamo come intensità relativa: Forza nucleare =  $10^3$ , Forza elettromagnetica = 1, Forza nucleare debole =  $10^{-11}$ , Forza gravitazionale =  $10^{-39}$ ). Supponiamo di considerare due oggetti dotati di massa soli nell'universo. La forza gravitazionale che agisce fra loro è espressa tramite l'equazione di Newton:

$$F(g) = (G m m')/d^2$$

Nell'uso delle unità di misura usando per la massa i grammi e le distanze in centimetri determineremo la forza gravitazionale in *dine*. Il valore di G è fisso ed è =  $6,67 * 10^{-8}$

Supponiamo ad esempio di voler calcolare la forza di attrazione tra un protone ed un elettrone distanti un centimetro.

La massa dell'elettrone è pari a  $9,1 * 10^{-28}$  grammi, mentre la massa del protone è pari a  $1,7 * 10^{-24}$  grammi, pertanto l'attrazione gravitazionale sarà pari a:  $F(g) = 1 * 10^{-58}$  dine.

Consideriamo ora la forza elettromagnetica tra due oggetti supposti isolati nell'universo. L'equazione che esprime l'attrazione tra due corpi formulata da Coulomb è:

$$F(e) = (q q')/d^2$$

In questa equazione F(e) è l'intensità della forza elettromagnetica fra i due corpi e q è la carica elettrica mentre d la distanza che li separa. Come nell'esempio precedente supponiamo che le due particelle siano l'elettrone ed il protone distanti un centimetro.

L'elettrone ed il protone hanno cariche elettriche uguali ma di segno opposto pari a  $4,8 * 10^{-10}$  unità elettrostatiche. La forza sarà pari a:  $F(e) = 2,3 * 10^{-19}$  dine.

Dai valori ricavati si evince pertanto che la forza elettromagnetica è decisamente più forte di quella gravitazionale di un valore pari al rapporto delle forze ovvero:

$$F(e)/F(g) = (2,3 * 10^{-19}) / (1 * 10^{-58}) = 2,3 * 10^{39}$$

Nell'infinito "piccolo" anche se la forza elettromagnetica è più intensa di quella gravitazionale, in natura accade esattamente il contrario ovvero ad es. la Terra possiede campi elettromagnetici di cui i singoli elettroni e protoni ne rappresentano la sorgente, però detti campi tendono a neutralizzarsi reciprocamente così che il campo magnetico complessivo della Terra risulta assai piccolo (deflette le particelle cariche provenienti dal Sole o orienta l'ago della bussola). In conclusione anche se la forza gravitazionale è tanto più debole della forza elettromagnetica quando si considerano le singole particelle, la forza gravitazionale della Terra nel suo complesso è assai maggiore della forza elettromagnetica (interazione Terra Luna, Terra Sole ecc.)

### Glossario

- *Adrone*: Particella soggetta alla forza nucleare forte. Gli adroni si dividono in due tipi: barioni costituiti da tre quark, mesoni costituiti da un quark e un anti quark.
- *Anisotropia*: La caratteristica di dipendenza dalla direzione.
- *Barione*: Particella costituita da tre quark.
- *Bosone*: Particella associata alla forza nucleare debole, responsabile di interazioni come il decadimento beta di nuclei e neutroni.
- *Bosone di Higgs*: Particella subatomica che conferisce a ogni cosa la caratteristica fisica fondamentale di possedere una massa (si tratta di una teoria che cerca di spiegare il modo in cui tutte le particelle elementari note che interagiscono nell'universo visibile abbiano una massa). A proporre la sua esistenza attraverso un meccanismo da aggiungere al Modello Standard sono stati alcuni fisici tra cui Peter Higgs (da cui il nome), nel 1964. La teoria prevede che dei particolari bosoni, sparsi ovunque nell'Universo, vengano attratti dalle particelle che entrano nel loro campo di energia: più alto è il numero di bosoni richiamati da una certa particella, più la massa di questa sarà grande. Bene, se si rattoppa il Modello Standard con la pezza di Higgs, i conti (e le masse) tornano.
- *Gauge*: Famiglia di particelle cui fanno parte il fotone, i bosoni W e Z, il gluone, ed il gravitone.
- *Gluone*: Particella associata alla forza nucleare forte che tiene insieme il nucleo contro la repulsione elettrica fra protoni.
- *Leptoni*: Particella che risente della forza nucleare debole. I sei leptoni sono: elettrone, mesone mu e mesone tau, neutrino elettronico muonico e tauonico.
- *Mesone*: Particella i cui prodotti di decadimento non comprendono un protone.
- *Muone*: Particella con carica elettrica negativa classificata come leptone, può essere pensato come un elettrone pesante.
- *Pione*: Particella ad alta energia derivante dal processo di "annichilamento" tra un protone ed un antiprotone.
- *Protone*: Particella costituita da tre quark.
- *Quark*: Particella elementare che compone tutte le particelle complesse esistenti. Il protone ed il neutrone sono composti ciascuno da tre quark. I sei tipi di quark compaiono in tre coppie con i seguenti nomi: **up** e **down**, **strange** e **charm**, **bottom** e **top**. In definitiva ogni cosa è composta da quark e da leptoni.

### Relatività

La relatività generale è una delle teorie della gravitazione come la teoria della gravitazione universale di Newton. Entrambe si propongono di descrivere come funziona l'interazione gravitazionale e come si

muovono i corpi sotto la sua azione. Nella sua formulazione più nota, la teoria newtoniana afferma che esiste una proprietà dei corpi, la massa ( $m$ ) che genera una forza ( $f$ ) che agisce su tutti gli oggetti dotati di massa facendoli attrarre reciprocamente. Schematicamente il funzionamento della teoria di Newton in questa maniera è:

$m \rightarrow F \rightarrow$  a ovvero la massa genera una forza e da quest'ultima deriva il movimento dei corpi.

Affrontiamo ora il problema relativo alla distanza più breve tra due punti su di un piano. La risposta ovviamente è la retta che congiunge i due punti detta "geodetica". Il teorema di Pitagora ci dice che il quadrato di questa lunghezza  $L$  è pari a:

$$L^2 = x^2 + y^2$$

Dove  $x$  e  $y$  sono le distanze dei due punti su ciascuna coordinata.

Su di una superficie sferica le geodetiche sono definite come archi di cerchi massimi e la distanza più breve che congiunge due punti su di una sfera è un arco di cerchio massimo. Se questi punti fossero molto vicini tra loro la lunghezza di questo arco come:

$$dL^2 = G_{xx}(dx)^2 + G_{yy}(dy)^2$$

Dove  $dL$ ,  $dx$  e  $dy$  rappresentano le distanze di punti molto vicini. I coefficienti  $G_{xx}$  e  $G_{yy}$  sono parte di un oggetto matematico che viene chiamato metrica. Confrontando le due formule si nota che è come se sulla sfera valesse un teorema di Pitagora modificato. La differenza tra i due esempi è motivata dal fatto che in un caso siamo su una superficie piatta e nel secondo caso la superficie è intrinsecamente curva. Ovviamente i problemi si complicano su una superficie sferica tridimensionale.

Immaginiamo a questo punto che in realtà esiste una quantità chiamata "azione", che possiamo definire come una lunghezza "pesata" in ogni suo tratto dalla forza di gravità, e stabilisce che fra tutte le traiettorie possibili la traiettoria seguita da un corpo sottoposto alla forza di gravità è quella che rende minima l'azione. In questo modo di fatto il problema è ricondotto alla ricerca di traiettoria in cui questa speciale lunghezza sia la più breve possibile, perciò per analogia è come se andassimo in cerca delle geodetiche in uno spazio opportunamente "curvato" dalla forza di gravità e quindi con una metrica differente.

In uno spazio tempo a quattro dimensioni (tre spaziali più il tempo) intrinsecamente connesse tra loro, la metrica servirà a trovare delle distanze spazio-temporali in un ambiente a quattro dimensioni. L'interazione gravitazionale derivante dalla famosa equazione:

$$E = mc^2$$

Ci dice come massa ed energia siano due facce della stessa medaglia e che una massa possiede intrinsecamente una sua energia e viceversa. Se ne deduce allora che anche oggetti non dotati di massa ma che possiedono un'energia in una qualunque forma possano interagire gravitazionalmente. Una delle conseguenze più note di questo approccio è che anche la luce, formata da particelle prive di massa, possa essere deviata nel suo percorso rettilineo da sorgenti di energia gravitazionale (fenomeno noto come deflessione della luce).

### Onde gravitazionali

Le onde gravitazionali sono rimaste a lungo un segnale sfuggente da parte del cosmo, così sfuggente che ci sono voluti cento anni dalla formulazione della teoria della relatività generale di Einstein, che ne prevede l'esistenza, alla prima rilevazione.

La teoria della relatività generale, formulata da Albert Einstein un secolo fa, afferma che il tessuto spazio-temporale viene deformato da qualunque oggetto che abbia massa. Maggiore è la massa dell'oggetto, maggiore sarà la deformazione. Una delle previsioni più affascinanti della teoria di Einstein è che accelerando una massa, in condizioni di assenza di particolari simmetrie nel sistema, si provoca un'increspatura nel tessuto spazio-temporale, e che questa increspatura si propaga sotto forma di onde gravitazionali. Quando un'onda gravitazionale passa tra la sorgente e l'osservatore, lo spazio-tempo che li separa viene deformato e, in prima approssimazione, si allunga e si contrae ritmicamente. L'intensità di questo effetto diminuisce all'aumentare della distanza della sorgente, tanto che, anche immaginando di osservare due oggetti molto massicci che spiraleggiano uno verso l'altro, le enormi distanze che li separano da noi portano le stime a deformazioni dell'ordine di una parte su  $10^{20}$ . A peggiorare le possibilità di rilevazione c'è anche il fatto che, per poterli catturare, questi debolissimi segnali devono riuscire a emergere da un intenso rumore di fondo. Per questo motivo la conferma empirica dell'esistenza delle onde gravitazionali è rimasta a lungo lontana dalle nostre possibilità tecniche.

Nel corso degli ultimi decenni sono state tuttavia raccolte numerose prove indirette dell'emissione di onde gravitazionali da parte di una serie di corpi celesti. Uno dei test più significativi è lo studio dell'evoluzione

dei sistemi binari di oggetti compatti, come ad esempio due pulsar (ovvero stelle di neutroni) in rotazione attorno a un centro di massa comune. La relatività generale prevede, infatti, che sistemi di questo tipo spiraleggino verso la fusione dei due oggetti, e che l'evoluzione dei loro parametri orbitali debba tener conto dell'emissione di onde gravitazionali.

Proviamo a fare due conti partendo dalla nostra esperienza di tutti i giorni: viviamo su un pianeta (la Terra), che ruota attorno a una stella (il Sole). Studiamo questo semplice sistema a due corpi. La Terra ha un raggio di circa 6.400 km e una massa pari a 6 mila miliardi di miliardi di tonnellate ( $6 \times 10^{24}$  kg) mentre il raggio del Sole è circa 100 volte quello della Terra (700 mila km), e la sua massa è 300 mila volte maggiore ( $2 \times 10^{30}$  kg). In questo sistema abbiamo dunque due corpi massicci che ruotano attorno ad un centro di massa comune, in particolare la Terra ruota attorno al Sole ad una velocità di circa 30 km/s. Questo moto corrisponde all'emissione di onde gravitazionali con una potenza pari a 200 Watt. Questo significa che l'energia legata all'emissione in onde gravitazionali del sistema Terra-Sole sarebbe sufficiente ad alimentare un paio di lampadine da 100 Watt.

La formula per calcolare la potenza irradiata dai due corpi è la seguente:

$$P = -32 * G^4 / (5 * c^5) * ((m1 * m2)^2 * (m1 + m2) / r^5)$$

dove:

G = costante gravitazionale

m1 = massa sole =>  $2 * 10^{30}$  kg

m2 = massa terra =>  $6 * 10^{24}$  kg

r = distanza sole-terra =>  $1,5 * 10^{11}$

c = velocità della luce =>  $3 * 10^8$  m

Proviamo ora a calcolare un'altra caratteristica dell'oggetto rimasto in seguito alla coalescenza: il suo raggio di **Schwarzschild**. In modo euristico e semiclassico, tale lunghezza corrisponde al raggio della sfera per cui, se tutta la massa di un corpo sferico venisse compressa entro quel raggio, la velocità di fuga dalla sua superficie sarebbe equivalente alla velocità della luce. Applicando la relatività generale, il raggio di Schwarzschild individua precisamente la superficie che corrisponde all'orizzonte degli eventi di un buco nero di massa assegnata.

Il Sole ha un raggio di Schwarzschild di circa 3 km, quello della Terra è 8.8 mm, mentre quello di un oggetto con una massa 62 volte quella del Sole è di 185 km.

La scoperta delle onde gravitazionali ci consente di ampliare le conoscenze del nostro universo, sino ad ora avevamo a disposizione due "sensi" per esplorare il cosmo; i fotoni (la vista), le onde radio e raggi gamma, ed infine i neutrini. Le onde gravitazionali a differenza di quelle elettromagnetiche interagiscono molto poco con la materia. Quindi se una sorgente molto lontana emette onde dei due tipi, mentre le elettromagnetiche arrivano ai nostri rilevatori ormai modificate dalle molte interazioni con la materia che incontrano lungo il cammino, quelle gravitazionali arrivano praticamente inalterate, quindi conservano le informazioni della sorgente che le ha emesse.

Per rilevare le vibrazioni dello spazio-tempo sono stati usati due interferometri posti in località diverse, che hanno registrato l'arrivo delle onde gravitazionali, in una finestra temporale di coincidenza di dieci millisecondi, generate dalla fusione di due buchi neri con masse rispettivamente di 29 e 36 masse solari. Il collasso ha generato un unico buco nero ruotante e più massiccio di circa 62 masse solari. L'ammancio di 3 masse solari equivalgono all'energia emessa durante il processo di fusione dei due buchi neri sotto forma di onde gravitazionali.

Per rilevare le vibrazioni dello spazio tempo i due interferometri "VIRGO e LIGO" usano fasci laser che percorrono avanti e indietro coppie di bracci disposti ad angolo retto parallelamente alla superficie terrestre.

I fasci laser sono riflessi da specchi, la cui posizione può cambiare se lo spazio in cui si trovano è attraversato da onde gravitazionali. In questo caso lo spostamento lascia traccia anche sul percorso dei fasci e questo cambiamento, impercettibile all'occhio umano è rilevato da appositi strumenti.

# LA SUPER ANTENNA PER LE ONDE GRAVITAZIONALI

## LE ONDE GRAVITAZIONALI

Stelle doppie, stelle ruotanti, supernovae e, in generale, ogni collasso gravitazionale produce rapidi cambiamenti nello spazio-tempo che si propagano alla velocità della luce: le onde gravitazionali. La forza gravitazionale è la più debole dell'Universo, quindi è difficilissimo "vederla"



## L'INTERFEROMETRO VIRGO

Per cercare di rivelare questo tipo di onde, l'Istituto Nazionale di Fisica Nucleare italiano (INFN) e il Centre National de la Recherche Scientifique francese (CNRS) hanno creato presso Cascina (PI) l'Osservatorio Gravitazionale Europeo (EGO). Qui è stata costruita l'antenna gravitazionale Virgo.



## COM'È FATTO VIRGO

Virgo è un interferometro laser di tipo Michelson con due bracci di 3 km disposti ad angolo retto. Una serie di specchi fa rimbalzare avanti e indietro la luce e "allunga" così virtualmente i bracci fino a oltre 300 km.

## CAVITÀ RISONANTE FABRY-PEROT

Formata da due specchi, estende la lunghezza ottica da 3 a circa 300 km per via delle riflessioni multiple della luce.

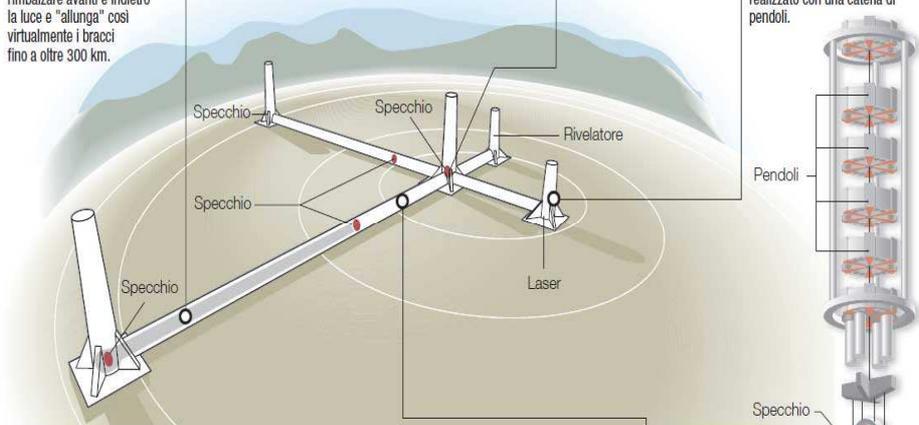
Serve ad amplificare l'effetto del passaggio dell'onda gravitazionale.

## SPECCHIO SEMITRASPARENTE

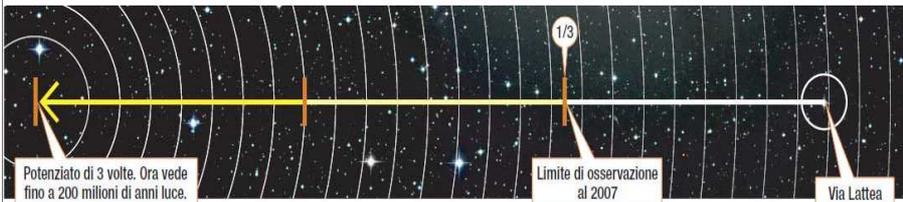
Divide il fascio laser incidente in due componenti uguali mandate nei due bracci dell'interferometro

## LE TORRI

Proteggono al loro interno gli specchi. Ogni specchio è sospeso a un sistema di isolamento sismico realizzato con una catena di pendoli.



## RAGGIO DI AZIONE DI VIRGO



## TUBI A ULTRA ALTO VUOTO

Siccome la presenza di gas residuo perturberebbe la misura, il percorso del fascio di luce tra gli specchi deve trovarsi alla pressione estremamente bassa di  $10^{-12}$  atmosfere. Cioè in ultra alto vuoto.



OPTIMISRETI.IT