

Appendice 1

Il manuale.

Get started	pag. 81
Handbook	pag. 83
Aberrazione cromatica	pag. 125
Aberrazione sferica	pag. 126
AGN	pag. 127
Ammasso stellare	pag. 130
Apertura	pag. 132
Calcoli profondità di campo	pag. 133
CCD	pag. 134
Classe spettrale	pag. 135
Colori primari	pag. 136
Composizione chimica	pag. 137
Corpo nero	pag. 138
Disco	pag. 140
Emissione	pag. 141
Equazioni fondamentali	pag. 143
Estinzione	pag. 144
Eta Carinae	pag. 145
Funzione iniziale di massa	pag. 146
Indice di colore	pag. 147
Lente	pag. 148
Luminosità	pag. 151

Maksutov-Cassegrain	pag. 153
O o B iniziale	pag. 154
OII e SII	pag. 155
OIII e NIII	pag 156
Ottiche adattive-attive	pag. 157
Potere risolutivo	pag. 161
Prisma di Amici	pag. 162
Profondità di campo	pag. 163
Radiazione dura	pag. 164
RAW	pag 167
Regione HII	pag. 169
Saturazione	pag. 170
Sensibilità	pag. 171
Sensori di ripresa	pag. 172
Spettroscopia	pag. 173
Stelle supermassicce	pag. 175
Strumento per amatori	pag. 176
Tempo di esposizione	pag. 179
Visibile	pag. 180

COS'È E COME È NATO

Lascia un po' perplessi (vero?) un percorso "didattico" che comincia con i fondamenti della macchina fotografica e finisce con il diagramma HR, slittando perfino nelle regioni HII. Cosa mi è saltato in testa quando ho pensato che potesse essere uno strumento utile?

Insegnando, credo sia facile accorgersi dello scollamento tra quello che insegniamo e la vita dei nostri alunni. Mi sono chiesta se fosse possibile trattare almeno una parte dei temi della fisica scolastica in un modo diverso, utilizzando strumenti che fossero parte dell'esperienza quotidiana comune. Una macchina fotografica digitale è lo strumento che ho scelto.

E il *Photo Handbook (for dummies)* è quello che ho escogitato. Subito una precisazione: quel *dummies* non è offensivo, ma indica un manuale adatto anche a chi ancora non sa nulla del tema trattato.

Volevo che fosse accessibile anche a chi non ha mai fatto una fotografia se non con il cellulare o una digitale automatica (che leggerezza premere solo il pulsante!), ma fosse interessato a qualcosa di più.

Credo, poi, che un tema astronomico abbia ancora un certo fascino per il pubblico dei non addetti ai lavori: la parte più difficile della comunicazione della scienza consiste nel catturare l'attenzione dell'utente, in una quotidianità che è satura di stimoli di ogni genere, quindi forse una stella che esplose è più efficace di una molla.

Mentre scrivevo, due sono stati i concetti fondamentali che tenevo sempre presenti: *low cost* e *attività*.

La motivazione del primo concetto è esperienza di tutti, credo: le risorse per le scuole sono in calo continuo (e già erano scarse), quindi non si può spendere. Date, per favore, un'occhiata alla prima pagina dell'handbook, dove ho elencato il materiale necessario: software free disponibile in rete, una digitale con possibilità di utilizzo in manuale e un obiettivo. Nella mia esperienza, buona parte delle scuole ha una digitale in dotazione, altrimenti quella è l'unica spesa "forte" da sostenere.

Il percorso descritto, poi, è composto da una serie di attività fotografiche, che devono essere realizzate dall'utente. Questo non è necessariamente uno studente (anche se è a lui che ho fatto riferimento durante la scrittura), ma chiunque sia interessato. Per questo motivo non ho reso necessaria la presenza di un *tutor*, che funga da guida/insegnante, ma ho preferito costruire uno strumento che possa essere utilizzato anche in completa autonomia.

Alle attività segue l'analisi del materiale prodotto (foto e spettri), con la discussione dei fenomeni fisici che ne costituiscono il modello. Vari collegamenti ipertestuali permettono approfondimenti, che non sono necessari per il proseguimento del percorso, ma hanno l'intenzione di stimolare ulteriori curiosità.

Ho deciso di utilizzare un linguaggio "informale", cercando di trasmettere anche le mie esperienze ed emozioni: a volta la passione si può comunicare e spero che almeno un pizzico ne sia passato.

Infine, come pensavo potesse questo lavoro essere utilizzato sul campo: mi immaginavo che un insegnante di una classe delle superiori potesse prima proporre alla classe il manuale, lasciando che gli studenti svolgessero parte delle attività da soli, per poi portare la discussione di problemi e risultati in classe, analizzando le esperienze e i modelli fisici. Parte dei temi di fisica che affiorano potevano poi essere approfonditi dall'insegnante stesso con un approccio tradizionale ...

Ma si tratta solo di quello che io mi immaginavo: questo è uno strumento e fatene quel che volete 😊 troverete modi certamente più efficaci per sfruttarlo.

Se possibile, fatemi sapere che ne pensate, se lo usate e, nel caso, come: ogni feedback è gradito! La mia mail è michela_mau@hotmail.com.

***MANUALE DI FOTOGRAFIA ASTRONOMICA
DIGITALE***

meglio noto come

PHOTO HANDBOOK FOR DUMMIES



Materiale necessario:

- Macchina fotografica che possa essere impostata come manuale, quindi con tempi di fotografia anche lunghi, apertura e ISO impostabili; inoltre la qualità dell'immagine migliora con il numero di Mpixel del CCD (10 Mpxl garantiscono una qualità almeno uguale a quella di una pellicola);
- Possibilità di prendere immagini RAW;
- Software per trattare le immagini (IRIS, VISUAL SPEC, TRACKER);
- Software per la volta celeste (Heavens above);
- Cavalletto per la macchina fotografica;
- Telecomando;
- Attenzione alle correzioni di rumore elettronico di default della macchina: devono essere disabilitate;
- Obiettivi molto luminosi (valori di f bassi se possibile): 10.5 mm f/2.8, 50mm f/1.4, 200 mm f/2.8 (Luna, Venere, Giove), 50-135 mm f/2.8 (per stelle, nebulose e galassie) (Attenzione: le misure in mm non rappresentano necessariamente le dimensioni dell'obiettivo, che, potendo essere composto da un sistema di lenti, può risultare accorciato).

Da dove cominciare.

Eh, non è entusiasmante, ma, se si è un principiante assoluto come me, bisogna cominciare dal manuale della macchina digitale: non c'è altra scelta.

Bisogna imparare come controllare la messa a fuoco, [l'apertura](#), la [sensibilità](#) e [il tempo di esposizione](#) di ciascuna foto. Quindi in cartaceo o in digitale, ci leggiamo il manuale e teniamo la macchina a portata di mano per verificare costantemente quanto letto. Non pretendiamo di imparare e memorizzare tutto subito, ma cominciamo a farci un'idea di dove e come schiacciare o girare per cambiare le impostazioni.

Dopo possiamo provare a fare qualche foto; cominciamo magari con l'autofocus (la macchina mette a fuoco l'immagine automaticamente) e un programma che ci permetta di decidere tempo di esposizione e sensibilità, ma che imposti automaticamente l'apertura.

Facciamo un po' di prove, analizzando le variazioni dell'immagine al variare di ISO e tempo. Io ho fatto così: per una certa sensibilità (ho cominciato con 100 ISO) facevo una sequenza di foto dello stesso soggetto a tempi diversi (dal minimo, cioè un quattromillesimo di secondo, fino a magari un decimo... causando il mosso dell'immagine).

Poi cambiavo la sensibilità (200, 400, 800 ISO ...) e un'altra sequenza di foto... Ho ottenuto foto che andavano dal completamente nero al troppo chiaro/sbiadito (in mezzo ho anche fatto qualche foto "giusta").

Infatti anche se la macchina, poverina, cercava di compensare le mie scelte cervellotiche, magari usando la massima apertura quando sceglievo un tempo troppo breve per la sensibilità impostata, non ce la faceva a starmi dietro.

Il [CCD](#) della macchina reagisce in modo lineare alla quantità di energia (luce) che lo colpisce. Se dimezziamo l'apertura o il tempo di esposizione, dimezziamo la quantità di luce che va a colpire il rilevatore. Se invece cambiamo la sensibilità, cambiamo la capacità di reazione del CCD: in pratica, più alto è l'ISO, meno luce è necessaria per produrre l'immagine. Adesso prestiamo attenzione alle impostazioni delle nostre foto e cerchiamo di capire perché una è riuscita bene, mentre l'altra no. Quando la luce che colpisce il CCD è troppa, produciamo una foto [saturata](#).

Se fotografiamo un oggetto in movimento, come dell'acqua che scorre, possiamo vedere come varia l'immagine al variare del tempo di esposizione. Fatelo!

Ecco, per esempio, due foto dello stesso soggetto, sfere metalliche in movimento, la prima f/10, ISO 100 e tempo di esposizione 1/200 s, la seconda f/5, ISO 100 e tempo di esposizione 1/10 s: nella seconda sono evidenti le tracce delle sfere.



Adesso proviamo un programma che automatizzi la scelta del tempo di esposizione, ma decidiamo noi apertura e ISO. Stessa pratica di prima; però, questa volta, un altro effetto dovrebbe essere evidente: quando l'apertura è più larga (f/numero più piccolo) solo una parte della scena sarà a fuoco. Per aperture piccole (f/numero più grande), invece, tutta la scena andrà a fuoco ([Profondità di campo](#)).

Infine ci scateniamo: tutto manuale, fuoco, ISO, tempo e apertura... il bello delle digitali è che si vede subito la foto che si è scattata e ci si può fare un'idea della combinazione che si è scelta (regolarmente sbagliata all'inizio, è la norma, ma poi aggiustiamo il tiro).

Ovviamente, se avete a disposizione più obiettivi, dovrete fare un po' di pratica anche con obiettivi diversi...

Cosa c'è da vedere?

Allora, abbiamo fatto i nostri compiti per casa, adesso abbiamo le idee un po' più chiare su come fare una foto ed è anche una bella serata, limpida: cosa andiamo a fotografare?

Prima di prendere cavalletto e macchina è meglio programmare la sessione di scatto. Con il materiale in dotazione, senza quindi inseguimento e software di puntamento, i nostri bersagli devono essere visibili a occhio nudo (se poi siete anche miopi, come me, le possibilità si riducono ulteriormente). Perciò stelle luminose, Luna e Venere e Giove... magari anche la galassia di Andromeda (M31).

Ma sono visibili questa notte? E a che ora? E dove?

Online ci sono tantissimi siti che forniscono la carta del cielo; io uso questo, che mi è sembrato semplice ed immediato.

<http://www.heavens-above.com/?lat=46.11894&lng=11.09619&loc=trento&alt=0&tz=CET>

È possibile centrare la vista del cielo sulla propria posizione, attraverso un puntatore in Google Maps, ed impostare data ed ora. In questo modo sapremo cosa potremo fotografare (meteo permettendo), per esempio, a Trento il 15 luglio alle ore 3.



O anche questa sera a Roma alle 3, basta impostare i parametri.

Ma in rete sono disponibili moltissimi siti che forniscono lo stesso servizio, come anche software free; qui di seguito ecco alcuni link: http://worldwindcentral.com/wiki/Main_page, <http://www.shatters.net/celestia/>, <http://www.stargazing.net/astropc/>, <http://www.astro.wisc.edu/~dolan/constellations/constellationjavalist.html>.

Facciamo una lista della spesa degli oggetti che vogliamo fotografare, prendiamo nota di dove si trovano rispetto alle costellazioni che riconosciamo facilmente e a che ora sono visibili.

Adesso fotografiamo!

No, questa sera no, è nuvoloso... Quante volte succede: tutto pronto e tanta pioggia.

Pila, penna, lista degli oggetti, macchina (pile cariche e scheda memoria vuota), obiettivo/i , cavalletto, telecomando: abbiamo tutto.

In inverno, abiti caldi (molto caldi), guanti, berretto e termos di supporto non sono opzionali.

Situazione ideale:

- un luogo lontano da illuminazione artificiale e inquinamento atmosferico;
- una notte serena e freddissima (si riducono le distorsioni dovute all'atmosfera);
- oggetti ben alti sopra l'orizzonte (si riduce lo spessore dell'atmosfera attraversata dalla luce).

Ideale o non ideale, bisogna provare. Cavalletto e macchina in posizione, aggiustiamo le impostazioni: fuoco manuale e all'infinito (tutti i nostri oggetti saranno all'infinito; controllate che quando mettete l'obiettivo nella posizione infinito indicata sulla ghiera, il vostro oggetto sia veramente a fuoco), ISO al massimo a 800, apertura al massimo (f/numero minimo) e tempi di esposizione in funzione della luminosità dell'oggetto (facciamo varie prove), formato dell'immagine RAW, correzioni automatiche (se presenti) disabilitate.

Puntiamo l'oggetto prescelto, fissiamo la macchina in posizione e cominciamo a fare foto con tempi diversi; nella preview possiamo capire se l'esposizione è breve, lunga o giusta, ma anche in questo caso facciamo qualche altro tentativo.

Sì, ma adesso come le guardo queste foto?

Finita la nostra sessione di scatto e rientrati, scarichiamo le foto in un computer (in certi casi è possibile copiarle direttamente dalla card, altrimenti la macchina deve essere collegata al computer con apposito cavetto).

Le immagini [RAW](#) sono le uniche a mantenere tutta l'informazione raccolta dal sensore e questo è il motivo per cui abbiamo scelto questo formato. Ma non è un formato che ci permette di visualizzarle immediatamente.

Ci serve un programma che traduca il formato RAW in un'immagine che possiamo "vedere"; consiglio di usare IRIS (<http://www.astrosurf.com/buil/us/iris/iris.htm>). Ha il pregio di essere free e facile da installare; permette di analizzare ed elaborare le immagini in modo piuttosto completo (lo vedremo) ed ha una ricca libreria di tutorials.

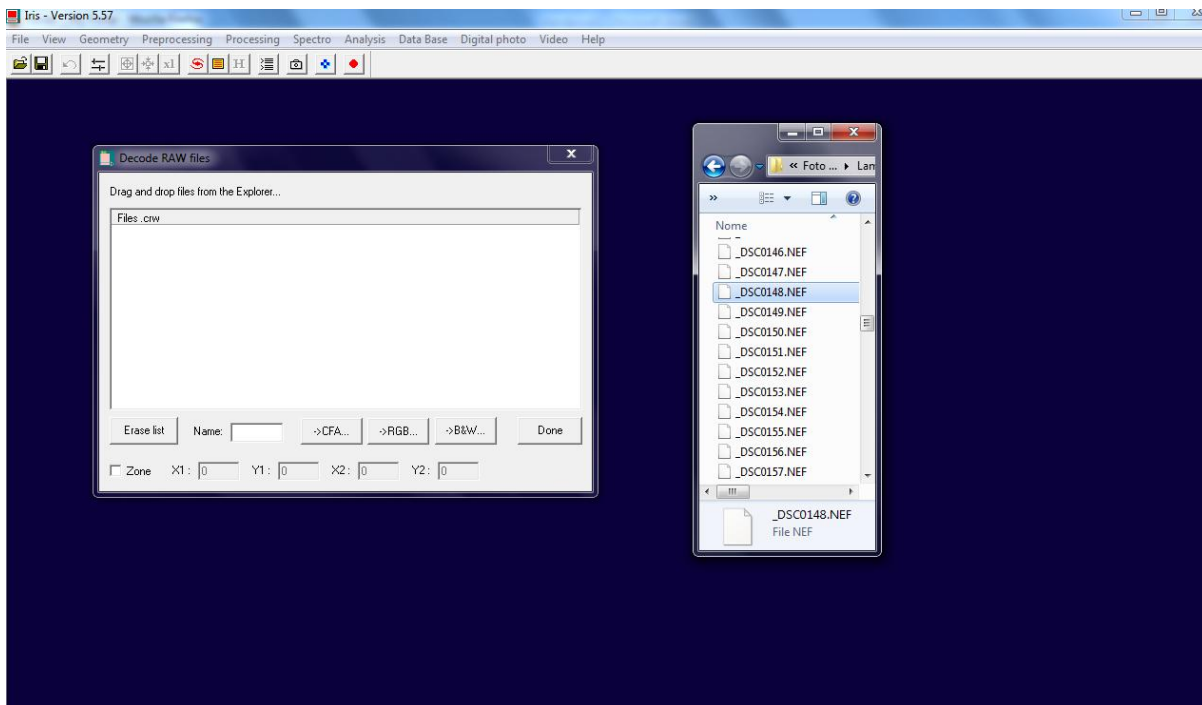
Altrimenti si può usare il software associato alla macchina che usiamo, che, però, non è gratuito.

Tutorials?!? Sì, ancora compiti per casa. Suggesto caldamente di studiarli: sono chiari e ben fatti e basta seguire la procedura passo passo per ottenere il risultato cercato.

Comunque facciamolo insieme la prima volta.

Abbiamo le foto in un folder sul nostro computer, abbiamo installato Iris e siamo pieni di buona volontà.

1. Lanciamo Iris e nel menu file apriamo **Settings**: dobbiamo specificare il working path (cioè dove Iris deve andare a prendere e a mettere le immagini) e il formato delle immagini, **pic**.
2. Clicchiamo sull'icona della macchina fotografica nella toolbar e impostiamo il tipo di digitale che utilizziamo e il metodo di interpolazione, **linear** per foto astronomiche.
3. Nel menu **Digital photo** selezioniamo **Decode RAW files** e trasciniamo le immagini che vogliamo visualizzare dal file dove le abbiamo messe alla finestra che si è aperta.



4. Diamo un nome all'immagine che otterremo dalla conversione e clicchiamo su **→CFA**; finita l'elaborazione, dobbiamo anche cliccare **Done**.
5. Niente panico! Quello che appare ha un aspetto strano, solo in bianco e nero e con una improbabile tassellatura a quadretti se ingrandite il tutto: è la codifica di tre canali, che corrispondono ai tre colori RGB (rosso, verde e blu).
6. Convertiamo il tutto in qualcosa di guardabile: nel menu **Digital photo** selezioniamo **Convert a CFA image** ed ecco apparire il colore.
7. La prima volta che ho eseguito questa procedura, proprio a questo punto, ho avuto una cocente delusione: che me ne facevo di una Luna tutta color verde nausea? Una breve ricerca e il

mistero è svelato: ogni digitale ha un certo numero di pixel per ciascuno dei tre colori e di solito i verdi sono più dei rossi e dei blu... perciò l'impostazione standard 1:1:1 come "peso" per i colori accentua troppo il verde.

8. Sempre nel menu **Digital photo** clicchiamo **RGB balance** e impostiamo i parametri per i colori. Ogni digitale ha una diversa terna di parametri e bisogna fare un po' di prove con foto che contengano molti colori, fino ad ottenere coincidenza tra i colori reali e quelli che vediamo nella foto. Oppure potete fare una ricerca in rete o mandare una mail al servizio assistenza della vostra digitale.
9. E finalmente possiamo vedere il risultato dei nostri sforzi!
10. La procedura può essere applicata a una sequenza di immagini. Per esempio, abbiamo 10 foto della Luna, le trasciniamo tutte insieme per la loro conversione CFA e poi le coloriamo cliccando su **Sequence CFA conversion**, specificando il nome delle immagini in input, di quelle in output e il loro numero.

Riduciamo e correggiamo il rumore.

Detta così non sembra avere molto senso, vero?

Ma non stiamo dando di matto, perché in questo caso il termine rumore viene usato nel senso di imprecisione della misura e noi vogliamo ridurre al minimo e correggere al massimo questa imprecisione per avere un'immagine della miglior qualità possibile.

Il CCD della nostra fotocamera misura la carica liberata dalla luce che colpisce gli elementi dello stesso. Però non tutte le cariche misurate sono state necessariamente prodotte dalla luce e l'amplificazione del segnale potrebbe introdurre ulteriori imprecisioni.

Vediamo di caratterizzare questi effetti indesiderati in funzione della loro causa.

1. **Offset (bias)**: anche a riposo alcuni elettroni possono trovarsi nella banda di conduzione dopo essere stati termicamente eccitati; questi sono elettroni che non hanno alcuna correlazione con la luce incidente sul CCD e che aumentano all'aumentare della temperatura.
2. **Dark**: lo stesso effetto precedente aumenta poi all'aumentare del tempo di esposizione e della sensibilità (e quindi dell'amplificazione del segnale); quindi per ogni impostazione da noi scelta per una foto, ci sarà un numero diverso di elettroni indesiderati.
3. **Flat**: non tutti gli elementi sono stati creati uguali! All'interno delle tolleranze della produzione, uno risponderà ad uno stesso stimolo (luce) in modo leggermente diverso dal suo vicino.

Conoscere il nemico é il primo passo per poterlo combattere e, anche se la guerra non può essere completamente vinta, possiamo essere efficaci nel limitare i danni, con due strategie diverse.

Il rumore cresce con la temperatura, il tempo di esposizione e la sensibilità. Quindi, se possiamo, evitiamo le serate o i luoghi caldi; piuttosto che fare una sola foto per 10 secondi, facciamone 10 per un

secondo ciascuna e poi “sommiamole”; usiamo al massimo 800 ISO per la sensibilità. Si tratta di regole generali e non assolute, ma ricordiamoci che se non le rispettiamo, peggioriamo la qualità della foto. Come vedremo, il programma che stiamo usando permette di eseguire facilmente questa operazione; infatti allinea e sovrappone le foto che indichiamo e realizza una nuova immagine che è la somma delle precedenti. Il rumore risulta ridotto: se in una foto il segnale misurato in un punto è, per esempio, maggiore del valore reale, nelle altre sarà corretto o inferiore, e la somma di queste misure sarà più vicina al valore corretto. Allo stesso modo, un oggetto debole sarà più visibile e dettagliato quando molte foto concorreranno a formare un’unica immagine.

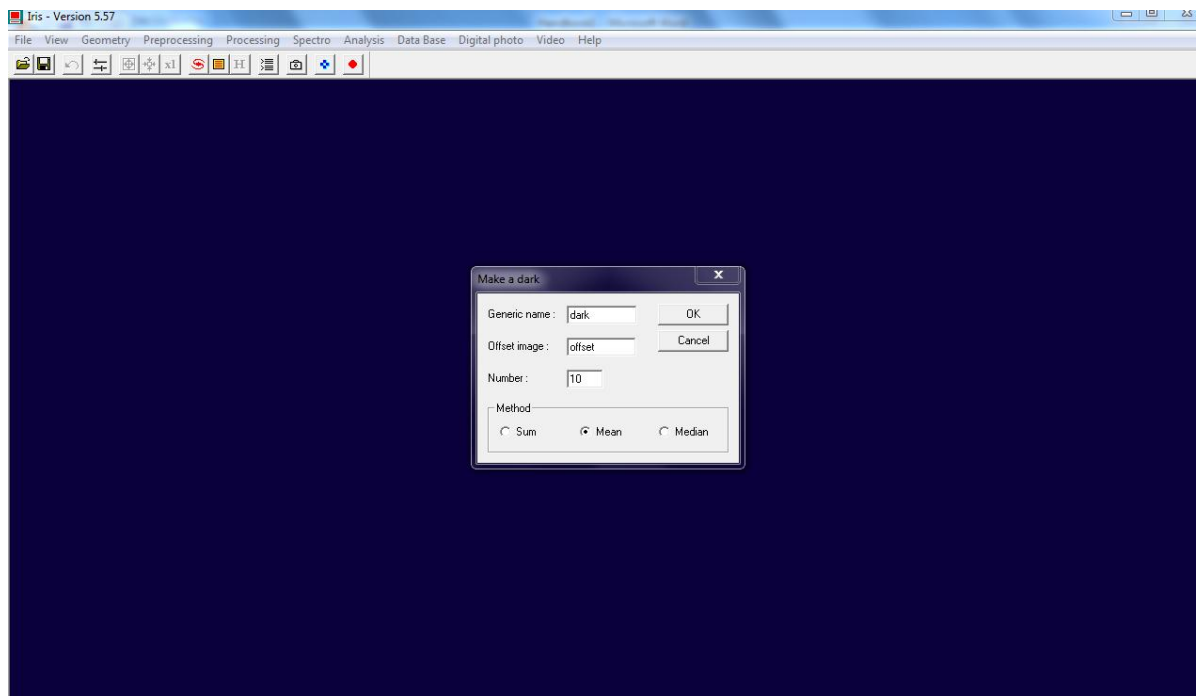
Oltre a ridurre il rumore, possiamo anche correggerlo con un software adatto. Ancora una volta Iris provvede gli strumenti di cui abbiamo bisogno. Seguiamo la procedura passo passo:

1. Dobbiamo fornire ad Iris il “materiale” con cui procedere alla correzione, materiale che consiste di foto fatte in condizioni particolari.
2. Per l’**offset** facciamo almeno 10 foto con il copriobiettivo e tempo di esposizione minimo (un quattromillesimo di secondo), utilizzando la stessa sensibilità (ISO) che useremo per la sessione di foto e, se possibile, alla stessa temperatura. Individuiamo così i pixel che danno segnale anche senza luce.
3. Per il **dark** ci serviranno altre 10 foto sempre con il copriobiettivo, stessa sensibilità della sessione che faremo, e tempo di esposizione simile a quello che prevediamo di utilizzare. In questo caso individuiamo i pixel che registrano erroneamente un segnale in condizioni simili a quelle nelle quali opereremo.
4. Per il **flat**, infine, ancora 10 foto, stessa sensibilità, stesso tempo di esposizione previsto, di una superficie uniformemente illuminata, grigia o bianca, alla distanza di circa 50 cm. Tutti i pixel dovrebbero reagire nello stesso modo ed evidenziamo così le disomogeneità.

Copiamo queste foto e quelle della sessione di scatto in uno stesso folder ed avviamo Iris. Possiamo visualizzare le immagini con la procedura che abbiamo visto precedentemente, ma adesso abbiamo come scopo principale la creazione dei master frame (cioè delle immagini speciali, di riferimento) e il loro utilizzo per la correzione delle immagini.

1. Prima di tutto convertiamo le 10 o più foto per l’offset da RAW in CFA: nel menu **Digital photo** scegliamo **Convert Raw image** e copiamo le 10 immagini nella finestra che si aprirà; diamo un nome generico alle foto convertite e clicchiamo su **→CFA**; quando l’operazione è terminata, selezioniamo **done**.
2. Sempre nel menu **Digital photo** selezioniamo **Make an offset** e indichiamo il nome che abbiamo scelto prima oltre al numero delle immagini; avviamo la computazione con **ok**.
3. Nel menu **File** selezioniamo **Save** e, nel folder in cui lavoriamo, salviamo l’ultima immagine con un nome che ci permetta di riconoscerla, magari offset.pic. Siamo adesso in possesso del master frame per correggere l’offset.
4. Ripetiamo la stessa procedura per le immagini dark, ma questa volta, dopo la conversione, nel menu **Digital photo** clicchiamo su **Make a dark**. Inseriamo il nome generico delle foto

convertite di dark, il nome del master frame di offset, il numero delle immagini, selezioniamo **mean** e diamo l'ok.



5. Salviamo l'immagine ottenuta dalla computazione (menu **File** comando **Save**) nel folder di lavoro con un nome che di permetta di riconoscerla, come dark.pic.
6. Infine procediamo nello stesso modo per il flat. Convertiamo le immagini RAW in CFA (vedi sopra), nel menu **Digital photo** selezioniamo **Make a flat-field** e inseriamo il nome generico delle immagini convertite, il nome del master frame per l'offset, il valore di normalizzazione (in genere 20000 per le digitali) e il numero delle immagini.
7. Salviamo nel folder di lavoro il risultato della computazione con un nome riconoscibile; ormai lo sappiamo, come flat.pic.

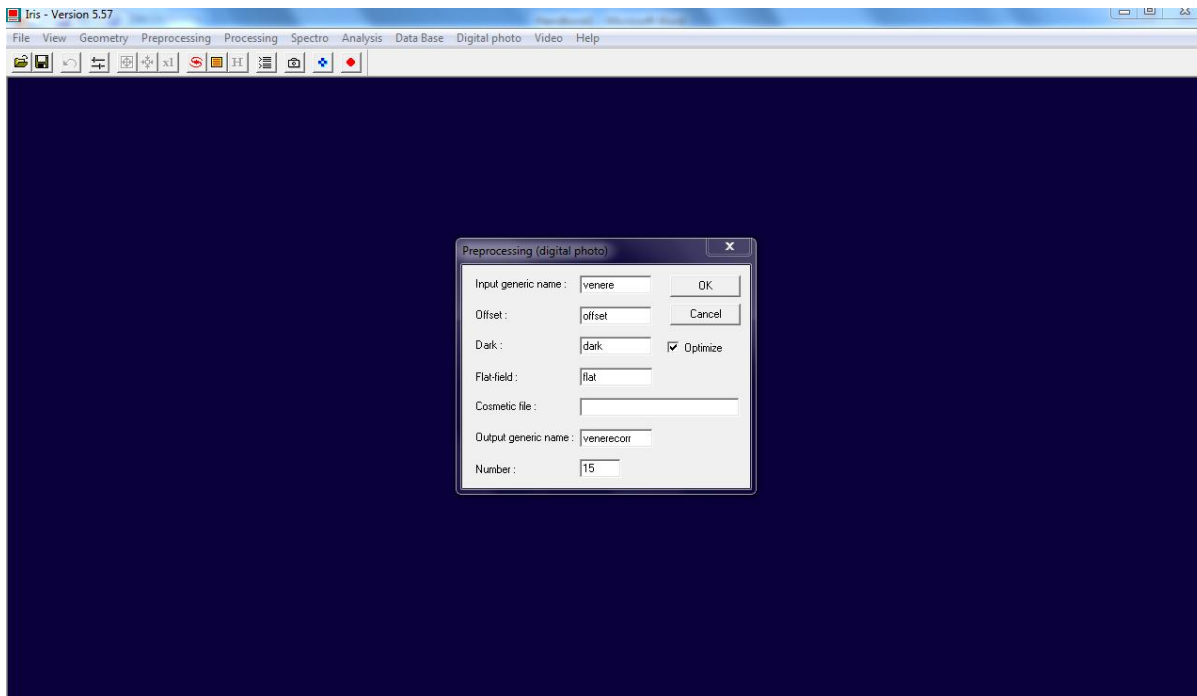
Potremmo pensare che il dark contenga anche le imprecisioni presenti nell'offset, ma non è così. La computazione per il dark prevede che alle immagini che produrranno il master dark sia prima sottratto il master dell'offset, per evitare un doppio conteggio di questi pixel "devianti".

Tiriamo un momento il fiato e poi passiamo alla correzione delle immagini con i master che abbiamo creato.

Pronti? Via!

1. Adesso lavoriamo con le immagini "vere", degli oggetti che ci interessano. Dobbiamo prima di tutto convertirle da RAW in CFA con la solita procedura (vedi sopra).
2. Apriamo la prima delle foto della sequenza e selezioniamo con il cursore (basta tenere schiacciato il tasto sinistro del mouse) una zona del cielo che non contenga oggetti brillanti.

3. Nel menu **Digital photo** selezioniamo **Preprocessing** e inseriamo il nome generico delle immagini che abbiamo appena convertito, il nome dei master per offset, dark e flat (ecco perché è opportuno assegnare nomi riconoscibili), saltiamo il file cosmetico, decidiamo il nome generico per il risultato e il numero di immagini da sottoporre alla computazione. Infine selezioniamo **Optimize** e diamo l'ok.



4. Aspettiamo che il programma completi l'operazione... ma di che operazione si tratta? Niente di complicato: prima vengono sottratti (pixel per pixel) i master di offset e di dark a tutte le immagini selezionate (in modo da rimuovere i segnali dovuti agli elettroni prodotti termicamente) e poi ogni immagine viene divisa per il master del flat, così da mediare la risposta di pixel troppo attivi o troppo deboli.
5. Da qui in avanti procediamo come abbiamo già visto a trasformare le immagini corrette, ma in bianco e nero, in immagini a colori.

Meglio una foto sola per tanto tempo, o tante foto per poco tempo?

Si tratta di una domanda retorica, nel nostro caso. Senza un sistema di inseguimento, cioè un motore che muova la macchina fotografica permettendole di seguire l'oggetto nel suo moto apparente lungo la volta celeste, non possiamo fare foto con lunghe esposizioni.

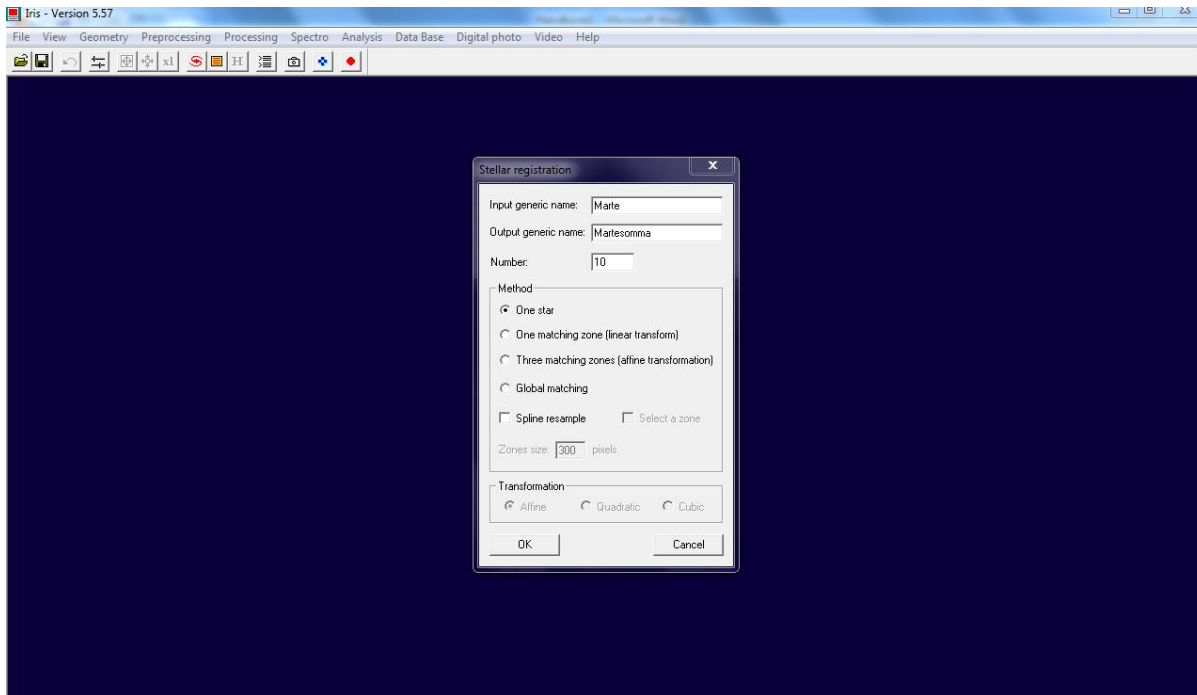
Infatti già dopo un secondo o dieci secondi, in funzione dell'obiettivo che utilizziamo, una stella non appare più come un punto, ma come un tratto luminoso.

Invece noi avremmo bisogno di una lunga esposizione per cogliere anche i particolari o gli oggetti deboli.

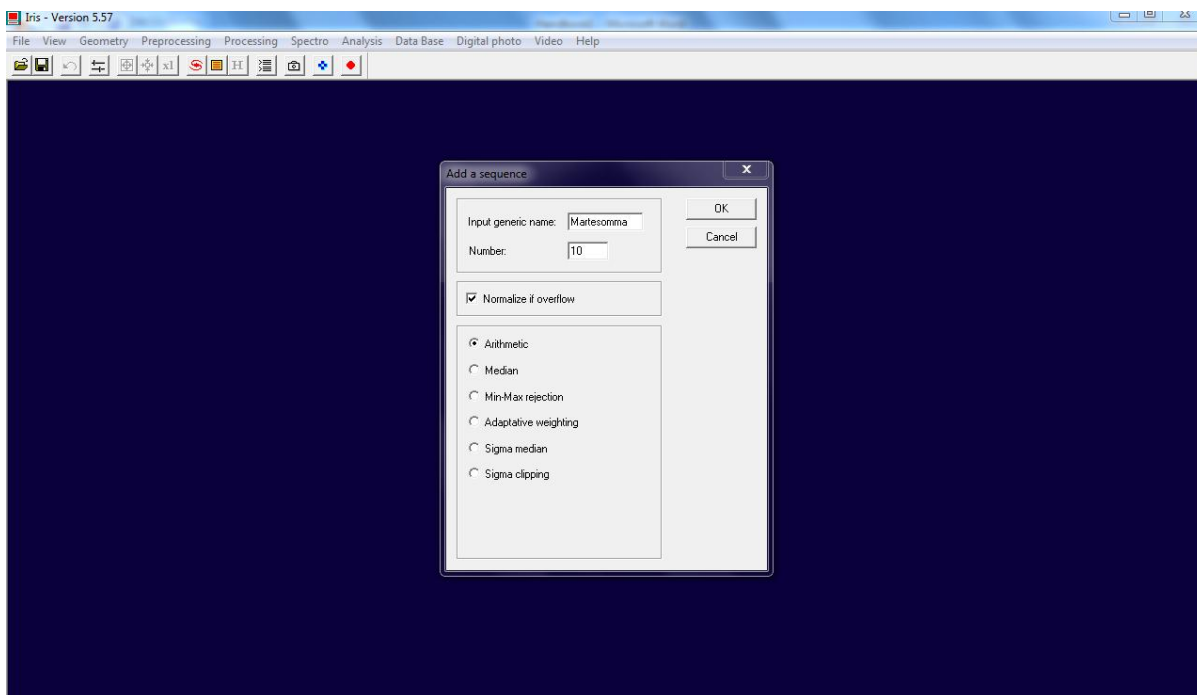
Quindi non possiamo fare foto a lunga esposizione (30 minuti come si legge in alcuni casi) e non è il caso di aumentare a piacere la sensibilità se non vogliamo far nuotare le nostre immagini nel rumore... ma possiamo fare tante foto dello stesso oggetto in sequenza e poi sommarle. In questo modo le immagini deboli saranno rinforzate ed eventuali imprecisioni del CCD si cancelleranno reciprocamente.

Iris provvede gli strumenti per questa operazione.

1. Scegliamo l'oggetto della sessione di scatto, magari una nebulosa. Prepariamo le foto che ci permetteranno di effettuare le correzioni di offset, dark e flat-field.
2. Dobbiamo scegliere una combinazione tra le impostazioni della macchina che ci permetta di fotografare l'oggetto, ma con una bassa esposizione. Quindi limitiamo la sensibilità (massimo 800 ISO) e riduciamo il tempo (a seconda dell'oggetto i valori possono essere un decimo o un centesimo di secondo); è necessario fare delle prove per trovare una combinazione che ci soddisfi.
3. Facciamo almeno 10 foto dell'oggetto scelto con le stesse impostazioni; poi possiamo aggiustare ulteriormente il setting e produrre un'altra serie.
4. Terminati gli scatti, copiamo sia le immagini per le correzioni che quelle dell'oggetto nel folder di lavoro e, come descritto sopra, prepariamo i master per le correzioni.
5. Correggiamo le immagini e trasformiamole da CFA a colori: nel menu **Digital photo** scegliamo **Sequence CFA conversion** (questa volta dobbiamo convertire molte foto) e carichiamo la prima delle foto della sequenza (menu **File, Load**).
6. Durante la sequenza di scatti l'oggetto si è mosso nel campo della macchina fotografica, occupando una posizione leggermente diversa in ciascuna foto. Dobbiamo adesso fare in modo che le foto vengano sovrapposte facendo coincidere il soggetto delle nostre foto. Selezioniamo con il mouse una zona della foto che contenga una stella luminosa, ma non saturata (teniamo premuto il tasto sinistro).
7. Nel menu **Processing** selezioniamo **Stellar registration** e inseriamo il nome generico della sequenza, un nome per il risultato dell'operazione e il numero di foto della sequenza. Selezioniamo **One star** e diamo l'**ok**.

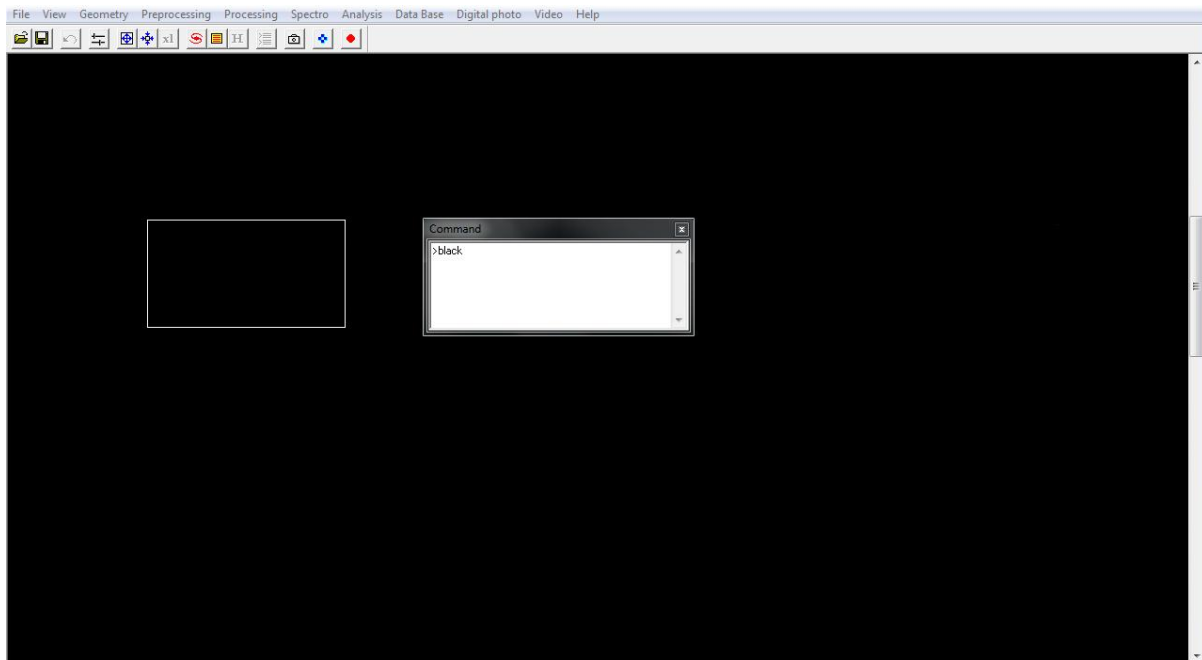


8. In questo modo le foto della sequenza sono state allineate e durante la somma l'oggetto si sovrapporrà perfettamente.
9. Nel menu **Processing** selezioniamo **Add a sequence** ed inseriamo il nome generico delle foto da sommare e il loro numero. Selezioniamo **Normalize if overflow** e **Arithmetic** e diamo l'ok.



10. Abbiamo così ottenuto la somma della nostra sequenza; salviamo l'immagine (menu **File, Save**) nel folder di lavoro e aggiungiamo gli ultimi due tocchi.

11. Selezioniamo con il mouse una zona dell'immagine che non contenga oggetti luminosi e che dovrebbe apparire perciò nera. Clicchiamo sull'icona a sinistra della macchina fotografica e si aprirà una finestra dove è possibile digitare i comandi: in questo caso dobbiamo solo scrivere **black**. In questo modo diciamo al programma che questo dovrebbe corrispondere al nero e il software apporta le correzioni necessarie.



12. Infine il bilanciamento del colore; le nostre immagini hanno un eccesso di pixel verdi, che causano un'alterazione dei colori verso il verde. Nel menu **Digital photo** selezioniamo **RGB balance** ed inseriamo i parametri adeguati.
13. E ci siamo riusciti anche questa volta!

Se abbiamo un telescopio...

Intendiamoci, un piccolo telescopio! Se c'è la passione per l'osservazione del cielo, potrebbe valere la pena investire qualche centinaio di euro in uno [strumento per amatori](#).

Attenzione però a non farci illusioni: non possiamo mica vedere le galassie come lo Hubble Space Telescope (il telescopio orbitale che ci ha regalato immagini meravigliose)! E neppure gli anelli di Saturno come la sonda Cassini (in missione attorno al pianeta e ai suoi satelliti)... ma possiamo comunque vedere qualcosa di ciò che altrimenti resterebbe nascosto.

A cosa serve?

Lo scopo principale di un telescopio è raccogliere più luce possibile, in modo che anche oggetti deboli e non visibili a occhio nudo diventino visibili. Il diametro della nostra pupilla, completamente aperta al

buio, arriva fino a 8 mm; un telescopio con 8 cm di diametro (piccolo, tra gli strumenti per astrofili) decuplica il diametro e centuplica la quantità di luce raccolta: infatti la superficie dello specchio cresce con il quadrato del raggio e nello stesso modo la luce raccolta. Mica male. Attraverso un telescopio, quindi, vedremo un cielo molto più popolato: stelle, galassie e nebulose.

Inoltre, per oggetti che si trovino all'interno del Sistema Solare, possiamo anche sfruttare l'ingrandimento lineare per cogliere particolari altrimenti non visibili: la fase di Venere, i corrugamenti della superficie lunare, gli anelli di Saturno ...

Non vedremo mai, invece, il [disco](#) di una stella, a parte il Sole: le stelle sono troppo lontane affinché l'ingrandimento, anche dei più grandi telescopi, abbia qualche effetto.

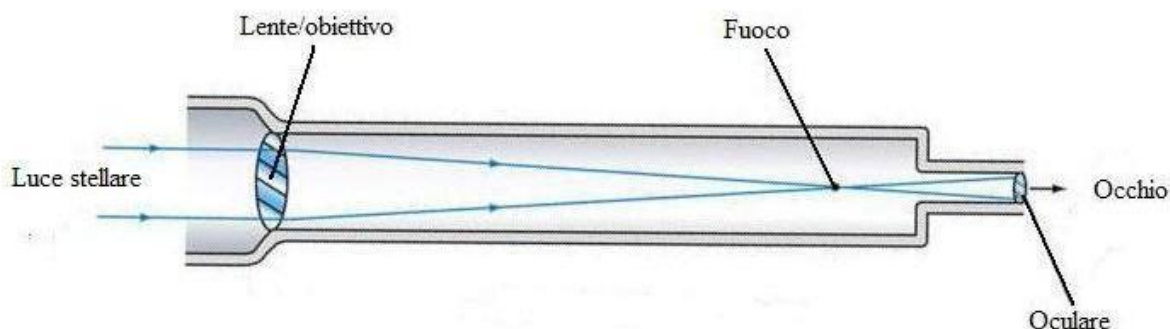
Una classificazione basilare: rifrattore e riflettore.

Non basta un tubo che raccolga la luce a fare un telescopio: ci vuole un sistema di messa a fuoco dell'immagine, come nel nostro occhio operano cornea e cristallino. In base al tipo di sistema che viene utilizzato, il telescopio viene definito rifrattore o riflettore.

Il rifrattore.

Storicamente, il rifrattore è stato sviluppato per primo: intorno al 1608 in Olanda appaiono i primi modelli, attribuiti a tre inventori: Lippershey, Janssen e Metius. Subito Galileo Galilei ne viene a conoscenza e durante la sua permanenza a Venezia, nel 1609, ne costruisce una propria versione.

La struttura è rappresentata nella figura di seguito:



La luce entra da sinistra e attraversa una [lente](#) (detta obbiettivo) che la fa convergere nel fuoco; nell'oculare un altro sistema di lenti permette di vedere l'immagine.

Questo sistema ha alcuni limiti da mettere in evidenza: sono presenti sia l'[aberrazione cromatica](#) che quella [sferica](#); inoltre l'azione del suo stesso peso sulla lente obiettivo ne causa la deformazione e quindi la distorsione dell'immagine (il limite per il diametro di una lente utilizzabile è circa di un metro).

Ecco il link <http://www.walter-fendt.de/ph14e/refractor.htm> per un'applicazione che rappresenta il sistema obiettivo/oculare: è possibile variare la lunghezza focale delle due lenti (da 0.50 a 0.05 m) e vedere come cambia l'ingrandimento. In basso nell'applet si trova la rappresentazione delle sei stelle più luminose delle Pleiadi viste a occhio nudo e attraverso lo strumento.

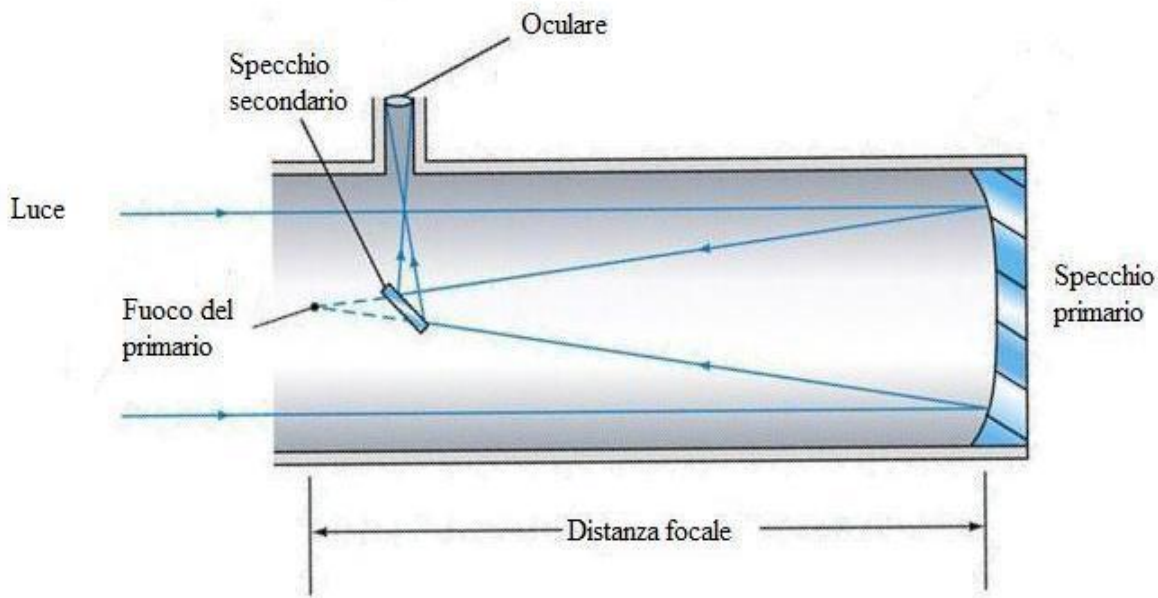
E qui sotto, invece, una bella foto dell'ammasso aperto delle Pleiadi:



Il riflettore.

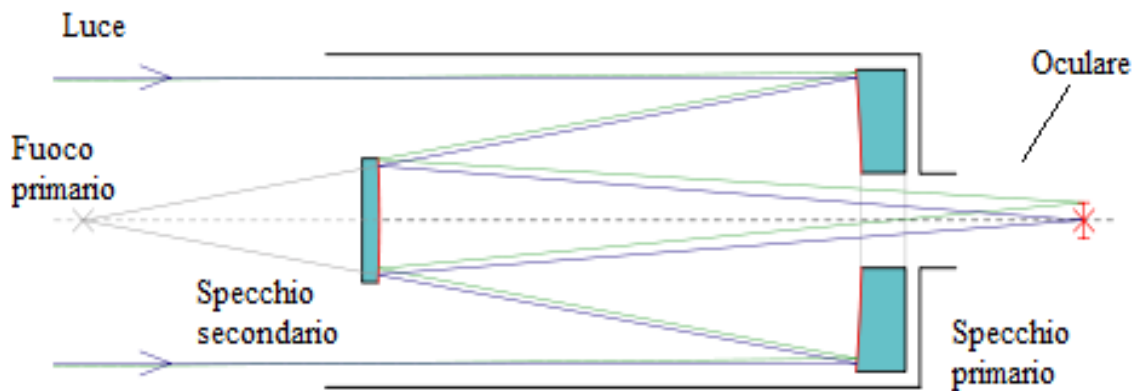
Poco dopo la comparsa del telescopio rifrattore, intorno alla metà del XVII Secolo, cominciano a circolare idee e progetti per il riflettore, dove, al posto delle lenti, vengono sostituiti specchi. Infatti l'utilizzo di specchi elimina l'aberrazione cromatica e, se la loro superficie è parabolica, viene considerevolmente ridotta anche l'aberrazione sferica.

Il primo esempio funzionante è stato realizzato da Newton nel 1696, con una struttura che da allora identifica questa tipologia di riflettori. Lo specchio primario raccoglie e riflette la luce sul secondario, che la manda all'oculare



Riflettore newtoniano.

Vari altri disegni si sono poi succeduti. Uno dei più usati è il Cassegrain, nel quale un primario parabolico è combinato con un secondario iperbolico; la struttura “piegata su se stessa” permette di avere uno strumento compatto.



Riflettore Cassegrain.

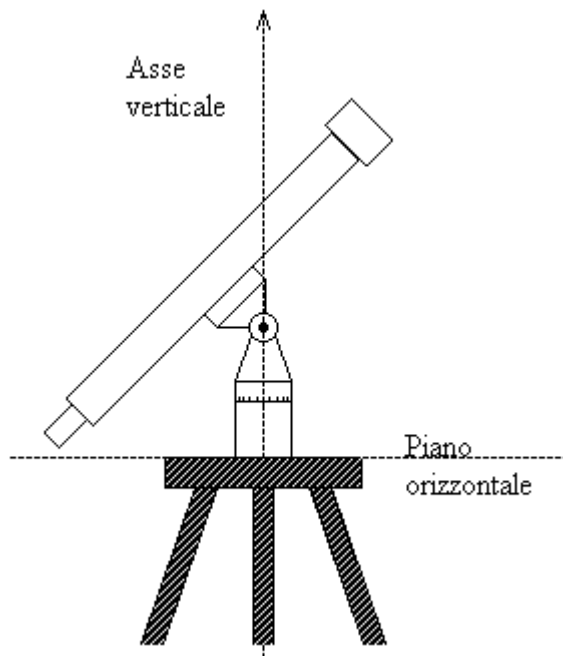
Le montature.

Ce ne accorgiamo subito: centriamo perfettamente una stella con il nostro telescopio e, in pochi minuti, ecco che si è già spostata fuori dal centro del campo visivo. E noi via a rincorrerla.

Che gli oggetti celesti si muovano sulla volta del cielo lo sappiamo bene, ma la velocità del moto sembra molto accentuata dall'ingrandimento del telescopio e dal restringimento del campo visivo: se non stiamo attenti rischiamo che la sorgente ci scappi fuori dalla visuale!

Ci serve, allora, un sistema di inseguimento, un motore che muova il telescopio in modo da mantenere l'oggetto di osservazione "fermo" all'interno del campo dello strumento, soprattutto se facciamo fotografie a lunga posa.

In commercio troviamo offerte di tutti i generi, in questo ambito, ma una distinzione di base va fatta in merito alla montatura del telescopio e perciò del tipo di movimento che il motore dovrà imprimere allo strumento.

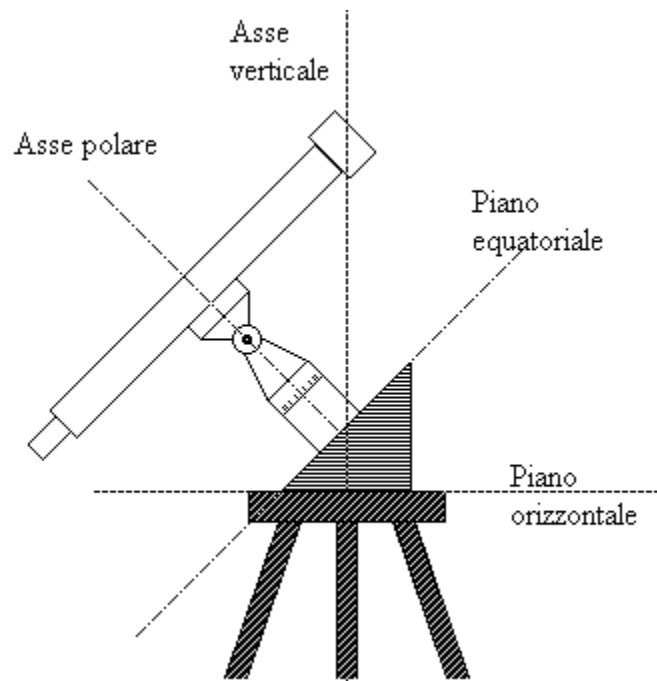


La montatura che sentiamo più "naturale" per noi è detta *altazimutale*: permette di puntare il telescopio con movimenti paralleli all'orizzonte o perpendicolari ad esso. Quindi ruotiamo lo strumento attorno all'asse verticale nella direzione della stella e poi lo abbassiamo o alziamo fino a centrare l'oggetto. A questo punto deve entrare in funzione il motore di inseguimento, che dovrà attuare due movimenti: uno da Est a Ovest, per seguire l'astro, e uno dal basso verso l'alto (o viceversa, a seconda del momento in cui facciamo l'osservazione) perché nel loro moto gli oggetti celesti cambiano la loro altezza sull'orizzonte.

no, ma più semplice, dal punto di vista del moto di inseguimento, è la montatura *equatoriale*: l'asse principale attorno a cui ruota lo strumento è diretto al Polo Nord celeste ed ha, perciò, un'inclinazione variabile a seconda della latitudine del luogo.

Con questo assetto, basta un solo movimento, attorno all'asse polare, per inseguire l'oggetto; attenzione, però, al fatto che il telescopio ruota attorno a un asse lontano dal suo centro di massa e può facilmente sbilanciarsi.

Meno naturale per



Un esempio.

Per non restare solo sul teorico, vediamo un esempio concreto di utilizzo di un telescopio con una webcam: le difficoltà che sorgono quando si passa alla pratica sono a volte sconcertanti.

Il telescopio è il Meade ETX-90, un 90 mm compatto grazie alla montatura [Maksutov-Cassegrain](#) che permette di avere 1.25 m di lunghezza focale in 30 cm di tubo. Ha in dotazione l'inseguimento e il software per il puntamento automatico (AutoStar Suite).

Inoltre per lo strumento abbiamo acquistato una webcam (Deep Sky Imager) per immagini di oggetti esterni al Sistema Solare e una serie di filtri RGB e visuale.

Abbiamo preso la webcam pensando di utilizzarla anche come macchina fotografica e i filtri per un primo approccio alla spettroscopia (vedi di seguito).

Questo il punto di partenza: cosa è successo dopo?

Il primo intoppo lo abbiamo trovato nel montaggio della webcam (presto vero?). Visto che la telecamera è un optional specifico per questo telescopio, pensavamo fosse pronta per il montaggio ... invece era necessario un raccordo specifico per installare la telecamera nel fuoco del telescopio. Abbiamo quindi dovuto metterla al posto dell'obiettivo (e ruotata di circa 45° rispetto alla verticale).

In questa configurazione, purtroppo, il fuoco dell'oculare non coincide con il fuoco della webcam e di questo ci si può accorgere solo quando si vedono le immagini sullo schermo collegato! Nonostante l'oggetto fosse a fuoco quando visto attraverso l'oculare, sostituendo a questo la telecamera non vedevamo più nulla.

La messa a fuoco della telecamera si è rivelata delicatissima, un minimo aggiustamento faceva perdere completamente l'immagine. Dopo alcune prove notturne, abbiamo capitolato e messo a fuoco la webcam a infinito durante il giorno; mantenendo questa configurazione avremmo potuto finalmente osservare il cielo stellato.

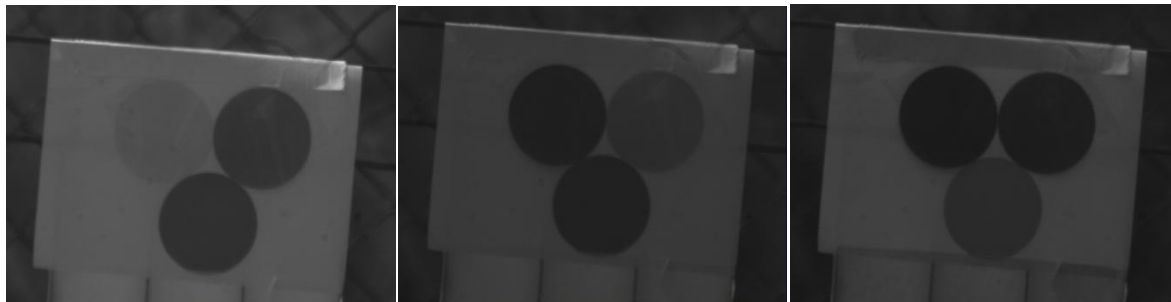
Magari! Mentre mettevamo a fuoco di giorno ci ha colpiti un fatto che già sapevamo: le immagini della webcam sono in bianco e nero; per avere un'immagine a colori è necessario raccoglierne tre, una per filtro RGB, e poi sommarle in Iris.

Non sembrava complicato: abbiamo fotografato attraverso i tre filtri una casa lontana in un bosco. Abbiamo allineato le foto in IRIS con la procedura vista precedentemente, identificando chiaramente a quale filtro ciascuna corrispondesse.

Nel menu **View** abbiamo selezionato il comando **(L)RGB** e abbiamo inserito i nomi delle immagini nei corrispondenti spazi: un disastro! I colori che apparivano, anche dopo aggiustamenti di luminosità e di bilanciamento, erano lontanissimi da quello che il nostro occhio aveva visto.

Era quindi necessario calibrare il peso dei tre canali RGB appositamente per la webcam. Abbiamo composto un foglio bianco con tre dischi colorati: uno rosso, uno verde e uno blu (in rete si trovano

queste immagini e basta stamparle); abbiamo fotografato con la telecamera questa composizione attraverso i tre filtri ed abbiamo proceduto alla formazione dell'immagine. Attenzione! *Il trucco per procedere consiste nel premere il comando **esc** della tastiera dopo aver unito le tre immagini in (L)RGB.*



In questo modo è poi possibile utilizzare, sempre nel menu **View**, il comando **White balance adjustment** per variare il peso dei tre colori fino ad ottenere un'immagine il più possibile vicina a quello che vedono i nostri occhi.



Aiutati dal fatto che i tre dischi avevano colori semplici, ben definiti, abbiamo trovato una combinazione soddisfacente, ma molto lontana da quella che avevamo utilizzato per la macchina fotografica.

Ecco di seguito il confronto tra i coefficienti per la macchina fotografica digitale (Nikon D80) e quelli per la webcam.

	R	G	B
Digitale	1.93	1.50	1.83
Webcam	1.12	1.95	1.80

E tutto questo prima di cominciare a fare qualsiasi osservazione!

Un po' di [spettroscopia](#) "casalinga".

Mentre facciamo le nostre foto *stellari* ci accorgiamo certamente di alcune differenze tra i nostri soggetti: intanto ci sono stelle più o meno luminose, ma è anche evidente che non tutte sono dello stesso colore.

Per la luminosità, distanza e massa della stella sono i fattori in gioco più importanti: più è vicina, maggiore è la quantità di radiazione elettromagnetica che ci arriva (per esempio, il nostro Sole). E, maggiore è la sua massa, più radiazione elettromagnetica emette. Facile.

Ma per i colori diversi? Che cosa determina il colore di una stella? Perché una è gialla, una è bianca, un'altra azzurra e poi ne trovo anche una rossa?

Prima di cercare le risposte in Wikipedia, facciamo noi stessi qualche semplice prova e vediamo di ragionarci sopra.

Le prede.

Vogliamo fotografare stelle che siano diverse, molto diverse, tra loro, anche guardandole a occhio nudo; perciò, tra quelle più luminose, scegliamo una coppia formata da una stella bianco-azzurra e da una rossa.

Due esempi:

Sirio, nella costellazione del Cane Maggiore, è la stella con la massima [luminosità](#) apparente sulla volta celeste. È bianca e gli astronomi la mettono nella [classe spettrale](#) A, descrivendo in questo modo le sue proprietà fisiche dedotte dalla luce che emette.

Poco lontano nel cielo troviamo Betelgeuse, la spalla sinistra di Orione; è chiaramente rossa e la sua classe spettrale è M.

Un'altra coppia che si presta al tipo di attività che faremo è costituita da Spica, della Vergine, classe B, e da Arcturus, nel Boote, classe K.

E per ogni stagione possiamo trovare coppie diverse di stelle facilmente visibili e di colore (classe spettrale) diverso.

Il materiale.

A tutto quello che abbiamo già utilizzato finora (macchina digitale, cavalletto, carte stellari ...) dobbiamo aggiungere un [prisma di Amici](#) e tre pellicole di plastica trasparenti e colorate rispettivamente di rosso, verde e blu (RGB che abbiamo già incontrato).

Dovremo posizionare sia il prisma che le pellicole davanti all'obiettivo della macchina durante le foto. Avremo perciò bisogno di un supporto almeno per il prisma, mentre le pellicole possono essere semplicemente tenute in mano.

Le foto.

Solite raccomandazioni: serata limpida e fredda, lontano se possibile da sorgenti di luce artificiali; preparare tutto in anticipo e studiare le carte stellari per poterci orientare e trovare le "prede".

Facciamo prima le foto con le pellicole colorate. Le impostazioni della macchina sono le solite: fuoco manuale e all'infinito, ISO al massimo a 800, tempo di esposizione intorno al secondo, formato dell'immagine RAW. Se possibile, montiamo un teleobiettivo che ci permetta di stringere sul nostro soggetto, eliminando le altre stelle dal campo visivo.

Fotografiamo (separatamente) entrambe le stelle della coppia che abbiamo scelto prima normalmente e poi tenendo davanti all'obiettivo le pellicole, una alla volta e, attenzione, prendiamo nota dell'ordine nel quale le utilizziamo. È consigliabile fare diverse prove, con tempi di esposizione diversi, per trovare il risultato migliore.

Bene, la prima parte è fatta.

Continuiamo con le foto e cambiamo il formato dell'immagine in JPEG (è sufficiente medio); montiamo adesso il supporto per il prisma di Amici (solo il supporto) e centriamo l'oggetto nel campo visivo. Inseriamo nel supporto il prisma e cominciamo con la seconda sequenza di foto. Ci serve il telecomando, perché i tempi di esposizione sono di almeno 10 secondi. Facciamo qualche prova per trovare il tempo adatto, controllando l'immagine in anteprima e ripetiamo il processo anche per l'altra stella.

L'immagine non sarà, in questo caso, un punto luminoso, ma uno spettro.

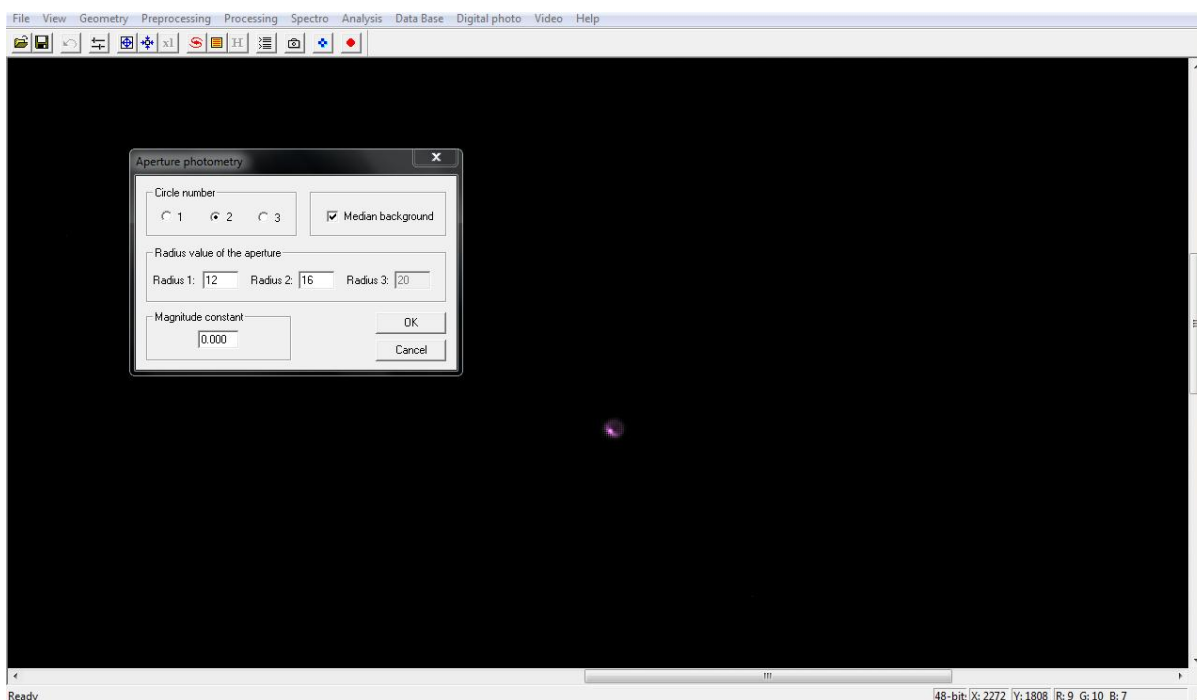
L'analisi e il ragionamento.

Analizziamo prima le foto fatte con i filtri di plastica. Le visualizziamo in Iris, con una procedura simile a quella descritta a pag. 5, ma questa volta adatta a trattare un piccolo numero di foto, come è il nostro caso. Lanciamo Iris e nel menu **File** selezioniamo l'opzione **Settings**; impostiamo il **working path**, cioè in quale file abbiamo salvato le foto che vogliamo utilizzare, e il **file type**, cioè il formato delle foto (selezioniamo **pic**).

Nella toolbar clicchiamo l'icona della macchina fotografica e specifichiamo il tipo di digitale in dotazione. Possiamo adesso aprire le nostre foto; meglio procedere una alla volta e rinominarle in modo da poterle riconoscere: per esempio Arc1sR significa che è la foto di Arcturus con tempo di esposizione un secondo e attraverso il filtro rosso.

Nel menu **File** clicchiamo **Load a RAW file** e selezioniamo la foto che vogliamo aprire; appare l'immagine "strana" a cui ormai siamo abituati visto che lavoriamo in formato RAW. Nel menu **Digital photo** selezioniamo **Convert a CFA image** e otteniamo l'immagine nel formato che utilizzeremo. Per il tipo di misura che intendiamo fare non è necessario bilanciare il colore, perciò ci fermiamo qua. Ripetiamo l'operazione per tutte le foto che abbiamo fatto in RAW e cerchiamo le serie di immagini (due quaterne, una per stella della coppia, formate da una foto senza filtri e tre foto con i filtri) che ci sembrano migliori, cioè definite e senza sbavature.

Nel menu **Analysis** selezioniamo la prima opzione **Aperture photometry**; si apre una finestra dove dobbiamo impostare il numero di cerchi (**Circle number**, ce ne servono due). Selezioniamo l'opzione **Median background** e il raggio dei due cerchi. Per questi non ci sono valori predefiniti, ma dobbiamo sceglierli in modo che il cerchio interno contenga tutte le immagini delle stelle e che il cerchio esterno definisca un anello di cielo libero da sorgenti.



Ma a che serve questa applicazione? Intanto il cerchio esterno serve per misurare l'intensità luminosa del cielo, mentre quello interno misura l'intensità luminosa della sorgente. Contemporaneamente si apre una finestra dove troviamo i risultati della misura nella quarta riga: l'intensità luminosa della sorgente (già sottratta del contributo del cielo) espressa in ADU (unità digitali analogiche, in pratica la somma delle intensità dei singoli pixel) e la sua magnitudine.

Cosa dobbiamo fare? Annotiamo le misure delle intensità per tutte le 8 fotografie e dividiamole in 2 serie, una per stella: intensità senza filtro, intensità con i filtri RGB (rosso, verde, blu). Potremmo confrontare le misure così come sono e vedere che sono diverse, ma questo non sarebbe un confronto significativo: le due stelle che confrontiamo hanno diversa luminosità, perciò che il rosso di una sia più debole del rosso dell'altra potrebbe essere imputabile solo alla diversa luminosità.

Dobbiamo fare un confronto che tenga conto di questo; calcoliamo perciò la componente percentuale di ogni colore ottenuto con i filtri rispetto al totale della luce visibile che registriamo dalle stelle ... più lungo scriverlo che farlo! Dividiamo l'intensità di ogni colore per l'intensità della stella senza filtro e moltiplichiamo il risultato per cento: otteniamo la percentuale di ciascun colore all'interno dell'emissione della stella.

Beh, le due stelle sono di colore diverso, perciò ci aspettiamo che le componenti non siano le stesse, ma che la stella rossa abbia in percentuale più rosso dell'altra e che quella bianca-azzurra abbia una maggiore componente nel blu: è quello che succede?

Allora, selezionando il colore (cioè la frequenza) della luce che passa attraverso l'obiettivo con i filtri colorati, abbiamo visto come stelle di diversi colori emettono un mix di radiazione elettromagnetica di frequenze diverse.

Adesso consideriamo invece le foto fatte con il prisma di Amici; abbiamo l'immagine di tutta la luce visibile che ci arriva dalla stella, rifratta (cioè deviata) dal prisma ad angoli diversi a seconda della frequenza.

Ci serve un altro software, sempre gratuito, che scarichiamo dalla rete a questo indirizzo <http://www.cabrillo.edu/~dbrown/tracker/> . Il programma si chiama **Tracker** e ci permetterà di analizzare le componenti dello spettro delle nostre stelle.

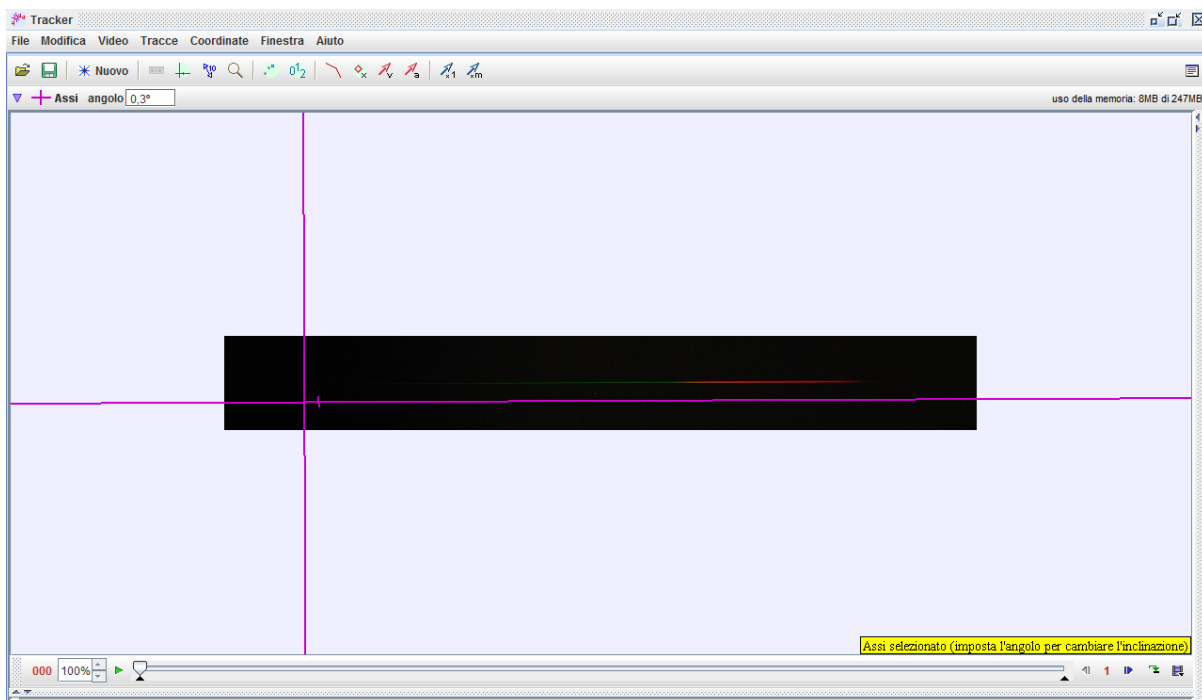
È per lui che abbiamo fatto le foto in formato JPEG: non digerisce le foto RAW!

Lanciamo Tracker e subito si apre la finestra dell'Help; per procedere dobbiamo chiuderla, ma chi avesse buona volontà potrebbe dare un'occhiata. Nel menu **File** selezioniamo l'opzione **Apri** e nella finestra che si apre individuiamo il percorso alla foto che vogliamo aprire.

Questa volta ci appare l'immagine che avevamo visto in anteprima; ma non è subito pronta per l'utilizzo, neanche questa! Per vedere tutta la foto clicchiamo sull'icona dello **Strumento Zoom** nella barra e spostiamoci con il cursore sull'immagine. Tenendo premuto il tasto **alt** della tastiera possiamo zoomare fuori e ridurre l'immagine vedendola tutta.

Buona parte di essa è insignificante per noi, ci serve solo quella striscia di colori che la attraversa. Per renderla meno pesante per Tracker (cioè, affinché richieda meno memoria e meno calcoli), l'apriamo con un altro programma qualsiasi di gestione di immagini e la tagliamo finché non ci resta solo la parte con lo spettro: un rettangolo lungo e basso.

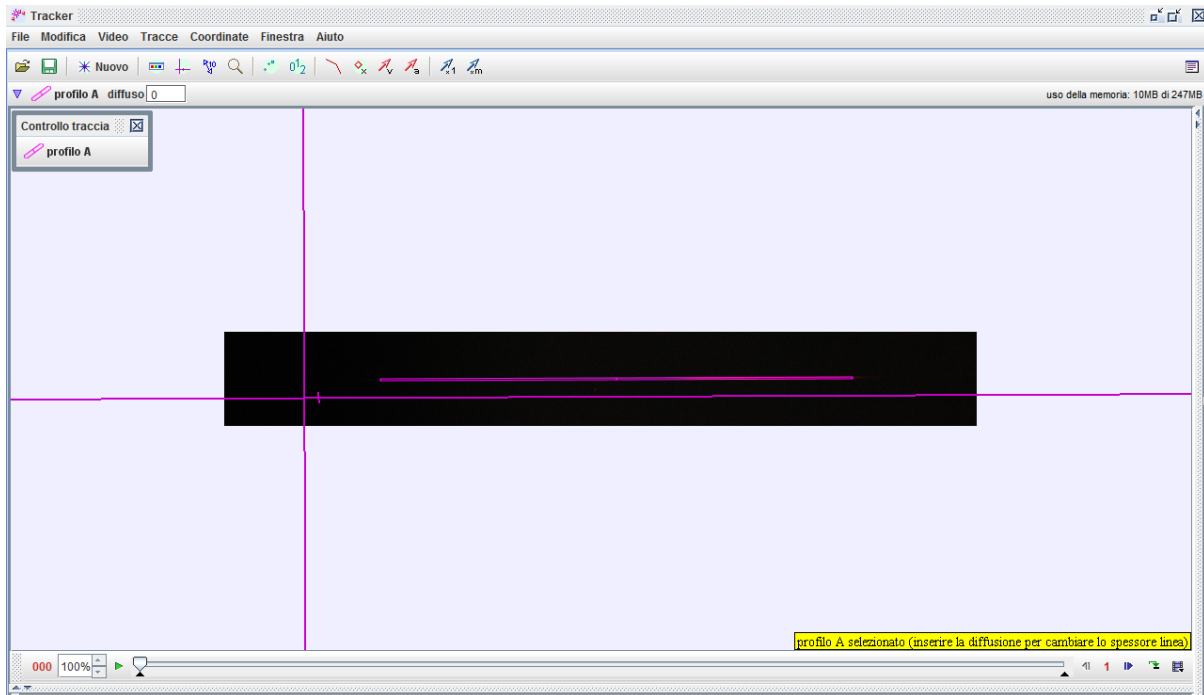
Questo lo salviamo con un altro nome e lo apriamo in Tracker: menu **File** opzione **apri** seleziono la nuova foto "tagliata". Quasi certamente lo spettro non è perfettamente orizzontale o verticale; fissiamo allora il nostro sistema di riferimento in modo che abbia la stessa direzione dello spettro: clicchiamo sull'icona **Assi** e vediamo apparire gli assi del riferimento. Tenendo premuto il tasto sinistro del mouse sopra l'origine degli assi, possiamo spostarla; se invece facciamo lo stesso sopra l'asse orizzontale, possiamo ruotare il sistema.



Allora spostiamo l'origine verso il margine sinistro della foto e ruotiamo il sistema finché è parallelo al nostro spettro. In alto nella barra appare l'informazione relativa all'angolo che stiamo applicando.

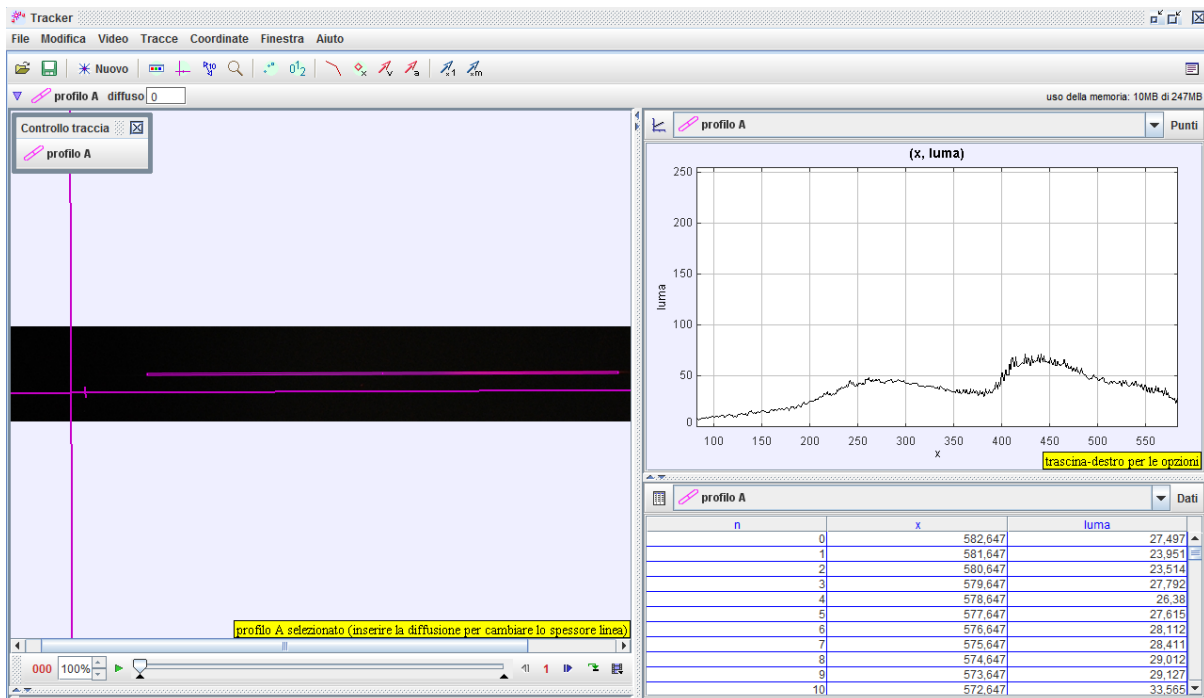
Nel menu **Tracce** apriamo **Nuovo** e selezioniamo **Profilo linea**: si apre una piccola finestra che identifica il profilo che andremo a costruire, **profilo A**. Clicchiamo su di esso e all'interno di **Orientazione**, selezioniamo **lungo l'asse X**. In questo modo il profilo seguirà la direzione dell'asse x, cioè quella dello spettro.

Puntiamo il mouse a sinistra dello spettro, teniamo premuto il tasto **shift** e tracciamo la riga del profilo sopra lo spettro; se non ci riusciamo subito, possiamo cancellare il profilo (clicco sul nome del profilo nella finestra piccola e seleziono **Cancella** in fondo alla lista) e disegnarne un altro (nella finestra piccola **Nuovo** e seleziono **Profilo linea**), che avrà un nuovo nome.



Ma perché abbiamo fatto tutto questo lavoraccio? Non si vede niente! Questa la mia reazione la prima volta che ho tracciato un profilo: sapevo che doveva apparire qualcosa, ma dove?

Passate con il mouse sopra il bordo destro della finestra principale di Tracker; il puntatore cambia dalla solita freccia a due frecce opposte e tenendo premuto il tasto sinistro possiamo allargare verso sinistra una finestra che era nascosta: il profilo!



Il profilo è un grafico: in ascissa (orizzontale) riporta la posizione lungo l'asse del sistema di riferimento che avevamo costruito; va, perciò, dal rosso al blu o dal blu al rosso, a seconda dell'orientamento della foto iniziale.

In ordinata (verticale) abbiamo la luminosità percepita in ogni punto dello spettro: più alto significa più luminoso.

Vogliamo confrontare i profili delle due stelle e perciò ripetiamo queste operazioni anche per la seconda stella della coppia. Attenzione a orientare entrambi gli spettri nella stessa direzione, cioè tutti e due rosso-blu o blu-rosso.

Cosa ci aspettiamo di vedere? La stella più rossa dovrebbe avere una maggiore luminosità nella zona rossa dello spettro, cioè il suo profilo dovrebbe essere più alto nella zona corrispondente al rosso dello spettro. Quella bianco-azzurra dovrebbe avere una maggiore componente verso l'estremità opposta dello spettro: siete d'accordo?

Sempre peggio: spettri e corpi neri!

Siamo andati a caccia di stelle lontane, ma ne abbiamo una a disposizione comoda comoda. Vediamo di utilizzarla per capire perché non tutte le stelle emettono lo stesso tipo di radiazione elettromagnetica: cosa c'è sotto?

Un esperimento, per cominciare.

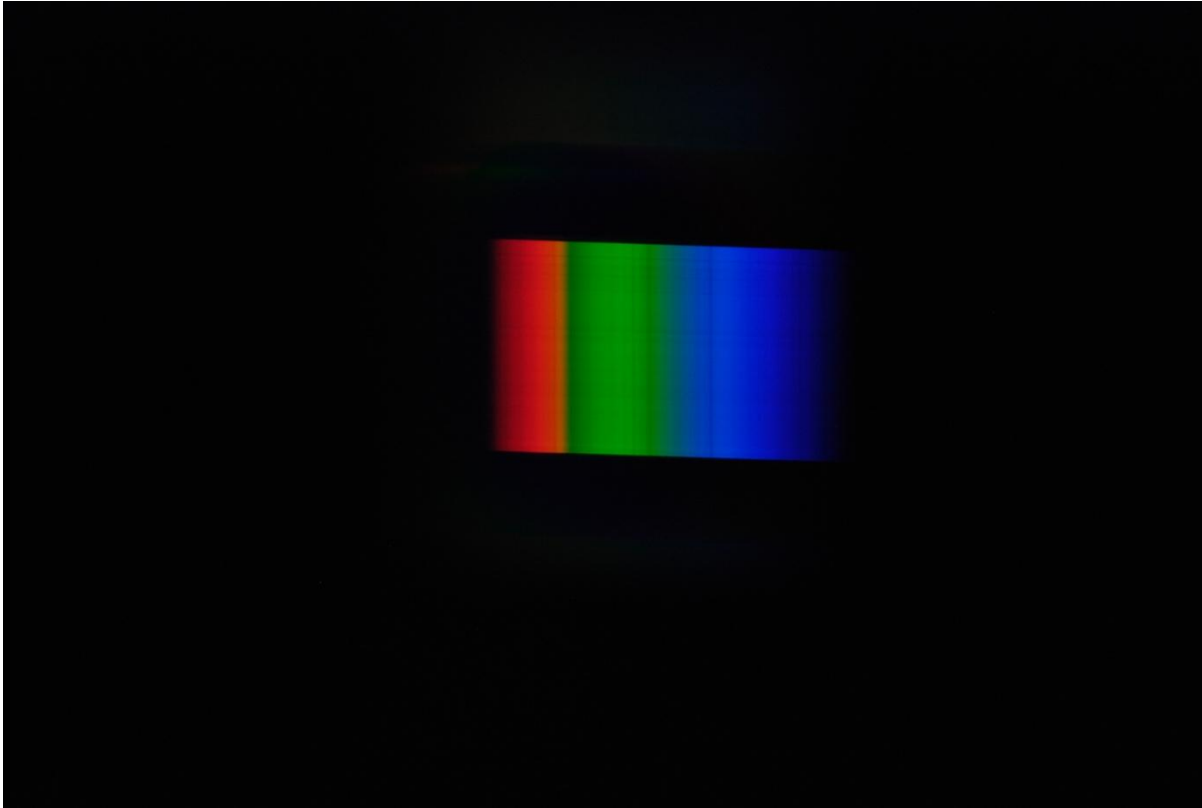
Catturiamo, con gli stessi materiali che abbiamo utilizzato per le foto di prima, lo spettro [visibile](#) del Sole. Aggiungiamo, a digitale, cavalletto e prisma di Amici, un tubo di cartone, lungo circa 50 cm e del diametro di circa 6 cm (le dimensioni non sono vincolanti, se non per il fatto che dobbiamo poter accomodare il prisma e l'obiettivo della macchina ai due estremi del tubo; quindi questo non può essere troppo stretto).

Rivestiamo l'interno del tubo con cartoncino opaco nero, per ridurre la riflessione/diffusione della luce. Avvolgiamo il prisma di Amici in carta morbida (la carta da cucina va benissimo) e accomodiamolo a un'estremità del tubo, in modo che si adatti esattamente al foro, bloccando tutta la luce tranne quella che passa attraverso il prisma.

All'altra estremità fissiamo la macchina fotografica, anche in questo caso schermato l'interno del tubo e l'obiettivo della macchina (possiamo avvolgere attorno al tutto un po' del cartoncino nero che abbiamo avanzato).

E adesso possiamo fotografare il Sole ed ottenere il suo spettro visibile: il prisma disperde la luce a seconda della lunghezza d'onda e la macchina fotografa il risultato.

Per esempio, con f/16, 400 ISO per un quinto di secondo, ho ottenuto il risultato che segue:

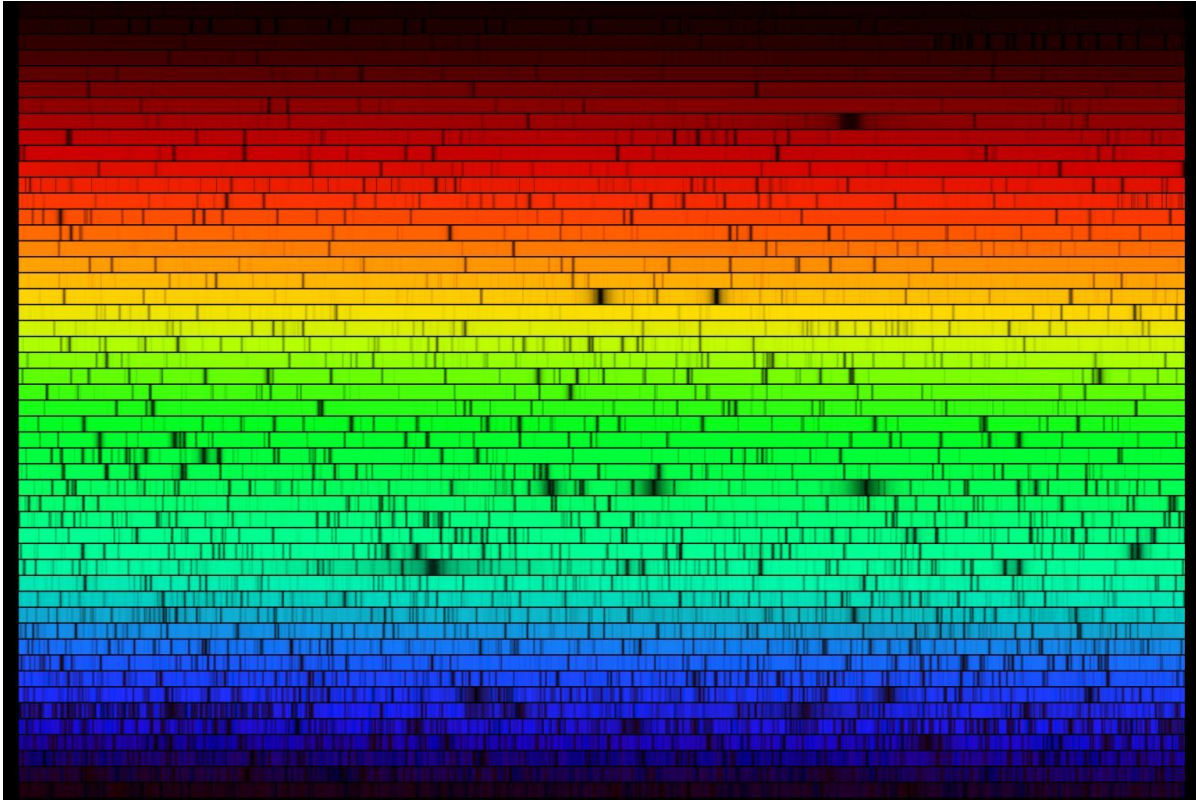


L'immagine non è stata ritoccata o tagliata e possiamo disegnare con Tracker il grafico dell'intensità.

Quali commenti possiamo fare? Beh, molto evidente è l'assenza, per esempio, del giallo: il passaggio da rosso a verde è molto rapido e possiamo solo vagamente intuire la presenza di una banda giallo/arancione. Questo fenomeno è dovuto alla risposta del CCD, che è sensibile alle tre componenti cromatiche RGB.

Vediamo inoltre alcune bande più scure, per esempio nella parte destra del verde e all'inizio del blu; queste sono dovute all'assorbimento di specifiche frequenze (o lunghezze d'onda, associate a certi colori ed energie) della radiazione visibile emessa dal Sole da parte dell'atmosfera terrestre.

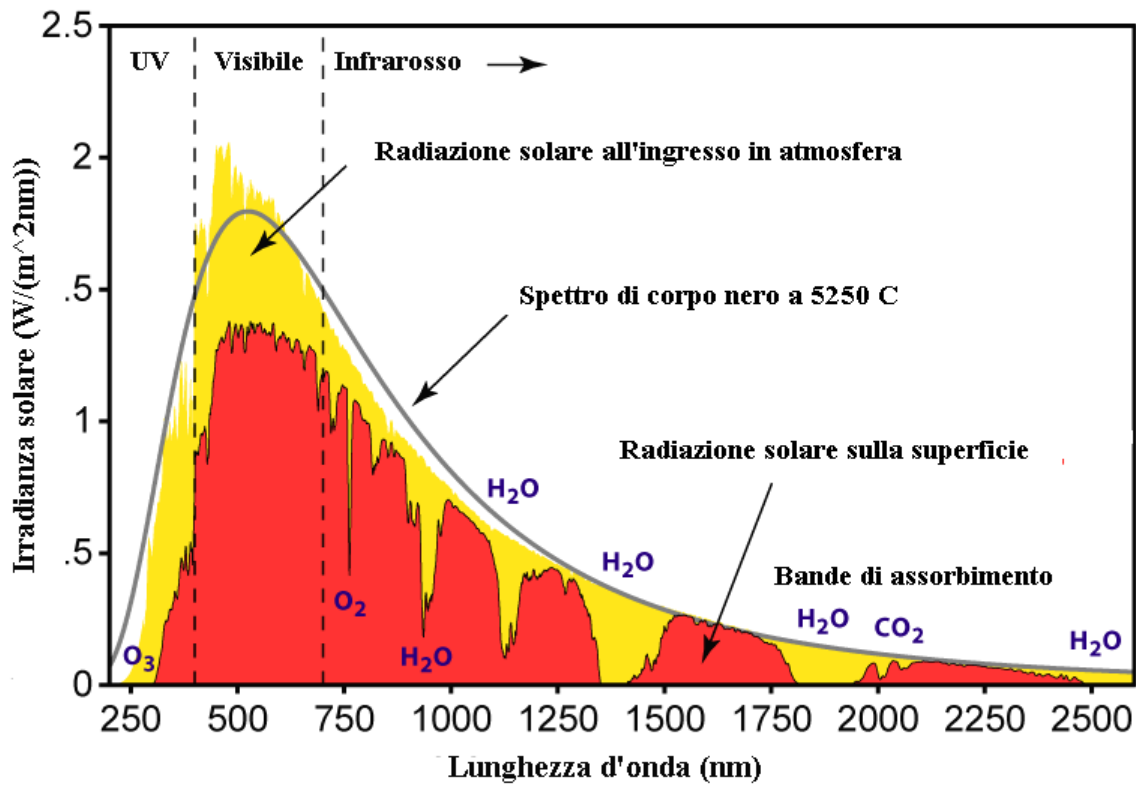
Ed ecco di seguito uno spettro visibile del Sole ottenuto dall'Osservatorio Solare di Kitt Peak: immaginate che sia un'unica riga lunghissima, solo per comodità si è andati a capo!



Questo spettro si estende dai 700 nm (l'estremo superiore, rosso molto scuro) fino ai 300 nm (l'estremo inferiore, blu scuro) e ci permette di vedere in dettaglio moltissime righe scure (in assorbimento) sulla radiazione emessa dal Sole.

Nell'immagine successiva viene rappresentata tutta la radiazione solare (anche non visibile) che arriva all'atmosfera terrestre (in giallo) e quella che arriva sulla superficie della Terra (in rosso). Sono evidenti le bande di assorbimento dovute al vapor acqueo (H_2O), a ossigeno (O_2) e ozono (O_3), e all'anidride carbonica (CO_2).

In particolare, l'ozono assorbe nell'ultravioletto e protegge la vita sulla Terra da radiazioni pericolose.



Chi fosse interessato a confrontare lo spettro del nostro Sole con quello di altre stelle e galassie, può trovare tantissimi dati e grafici forniti dalla Sloan Digital Sky Survey (un progetto che ha mappato una vasta porzione della volta celeste) al sito Sky Server (<http://cas.sdss.org/dr7/en/>).

Un'altra caratteristica della figura è la curva della radiazione di [corpo nero](#), che, vediamo, rappresenta molto bene l'emissione del Sole: un modello per la nostra stella è quindi il corpo nero, almeno per quanto riguarda lo spettro della sua radiazione elettromagnetica. Ma non solo il Sole, tutte le stelle vengono approssimate in modo soddisfacente da un corpo nero ... e lo spettro della radiazione del corpo nero dipende solo dalla sua temperatura: dove ci porta tutto questo?

Prima di procedere con il ragionamento, andiamo a vedere a questo link http://phet.colorado.edu/simulations/sims.php?sim=Blackbody_Spectrum un'interessante applet: una simulazione dell'emissione di corpo nero al variare della temperatura. Vediamo come il massimo di emissione si sposti dall'infrarosso all'ultravioletto e come la quantità di energia emessa cresca al crescere della temperatura.

Se l'emissione di corpo nero approssima così bene l'[emissione](#) delle stelle, tanto che possiamo usare questo modello per gli astri, allora dallo spettro (e cioè dal colore) di una stella possiamo stimare la sua temperatura... e questo è un dato importantissimo per oggetti che sono sempre troppo lontani per essere studiati direttamente.

Gli astronomi si basano proprio su questo fenomeno per dire che il nostro Sole ha una temperatura di circa 5800 K, o per dire che una stella bianco/azzurra come Rigel è molto più calda, superando i 10000 K.

A ciascuna temperatura corrisponde un mix di radiazione emessa a diverse lunghezze d'onda e con varie intensità. Se portiamo il cursore alla temperatura del Sole, vediamo come l'emissione massima si trovi nel verde... com'è allora che il Sole non è verde, ma giallo, per il nostro occhio? Nel visibile, l'emissione del Sole è in buona parte verde e rossa; la somma di questi due [colori primari](#), per il nostro cervello, diventa giallo e noi non vediamo stelle verdi.

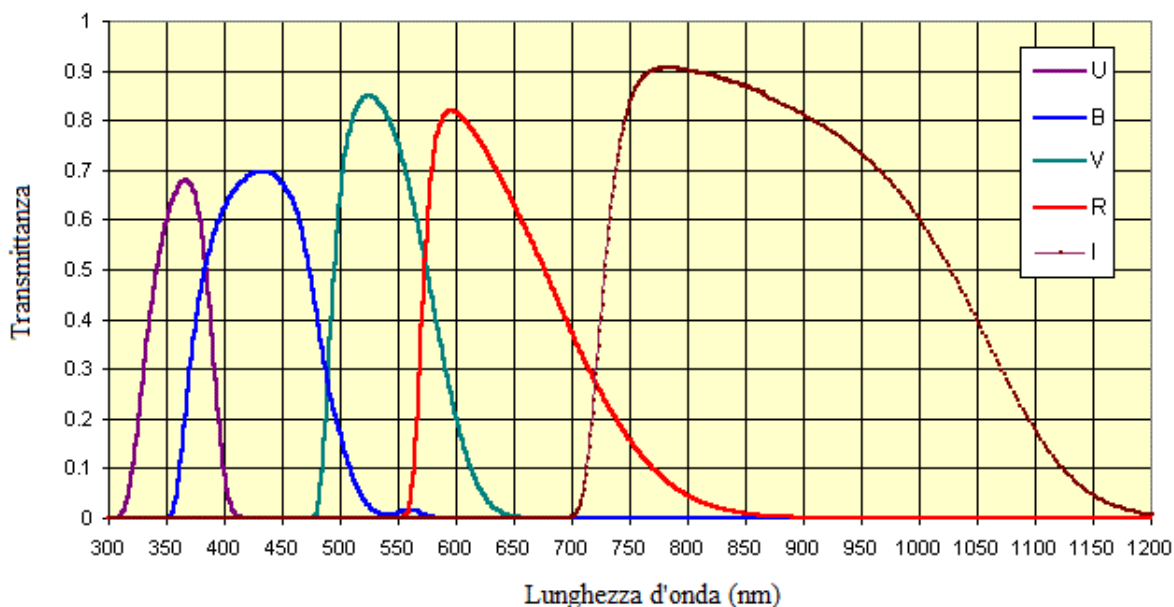
L'indice di colore.

Gli astronomi hanno ovviamente bisogno di una grandezza fisica ben definita per valutare la temperatura di una sorgente; questa grandezza dovrebbe anche essere di facile misura ed applicabile nello stesso modo a tutte le stelle.

Nel tempo è stato scelto, per questa funzione, l'*indice di colore*, indicato con B-V ... certo che questi astronomi sono sempre più criptici!

Abbiamo già visto cosa sia la magnitudine di una stella; immaginiamo ora di misurarla non per tutta la radiazione emessa dalla stella, ma solo per un intervallo ben preciso dello spettro che essa emette: avremo allora non una magnitudine bolometrica (totale), ma *di colore*, cioè legata ad un insieme di lunghezze d'onda.

Gli astronomi usano un insieme di intervalli di lunghezza d'onda ben definito, chiamato *sistema fotometrico UBVRI* (ultravioletto, blu, visibile, rosso, infrarosso): di seguito ne abbiamo una rappresentazione.



La definizione si basa su una serie di filtri, che, posti davanti al ricevitore (un CCD), permettono il passaggio solo della radiazione con la lunghezza d'onda compresa in uno degli intervalli del sistema UBVRI. Con questi filtri possiamo quindi ottenere la magnitudine corrispondente ai 5 intervalli, magnitudini che indichiamo con le maiuscole U, B, V, R, I.

Beh, adesso possiamo capire che significa B-V: si tratta della differenza tra le magnitudini di colore B e V. Sì, ma cosa ce ne facciamo?

Dalla loro definizione, vediamo che il filtro B raccoglie maggiormente la luce blu, mentre il V è centrato sul verde. Ricordiamo cosa abbiamo detto per il corpo nero (che rappresenta un buon modello delle stelle): al crescere della temperatura, la radiazione emessa si sposta verso lunghezze d'onda più corte.

Immaginiamo ora di guardare due stelle, una a temperatura T_1 maggiore dell'altra a temperatura T_2 , cioè

$$T_1 > T_2.$$

Quindi la radiazione emessa nel blu dalla prima stella (in B) sarà maggiore di quella emessa dalla seconda, mentre l'inverso accadrà per il verde (in V). Poiché le magnitudini decrescono al crescere della quantità di energia emessa (ricordiamoci che la magnitudine misura l'opposto del logaritmo della luminosità), le disequaglianze saranno invertite per queste, cioè:

$$B_1 < B_2 \text{ e } V_1 > V_2.$$

Ultimo passaggio: allora otteniamo che:

$$B_1 - V_1 < B_2 - V_2$$

Quindi, dopo tutta questa fatica, abbiamo capito che la differenza tra queste magnitudini di colore è una misura della temperatura della sorgente.

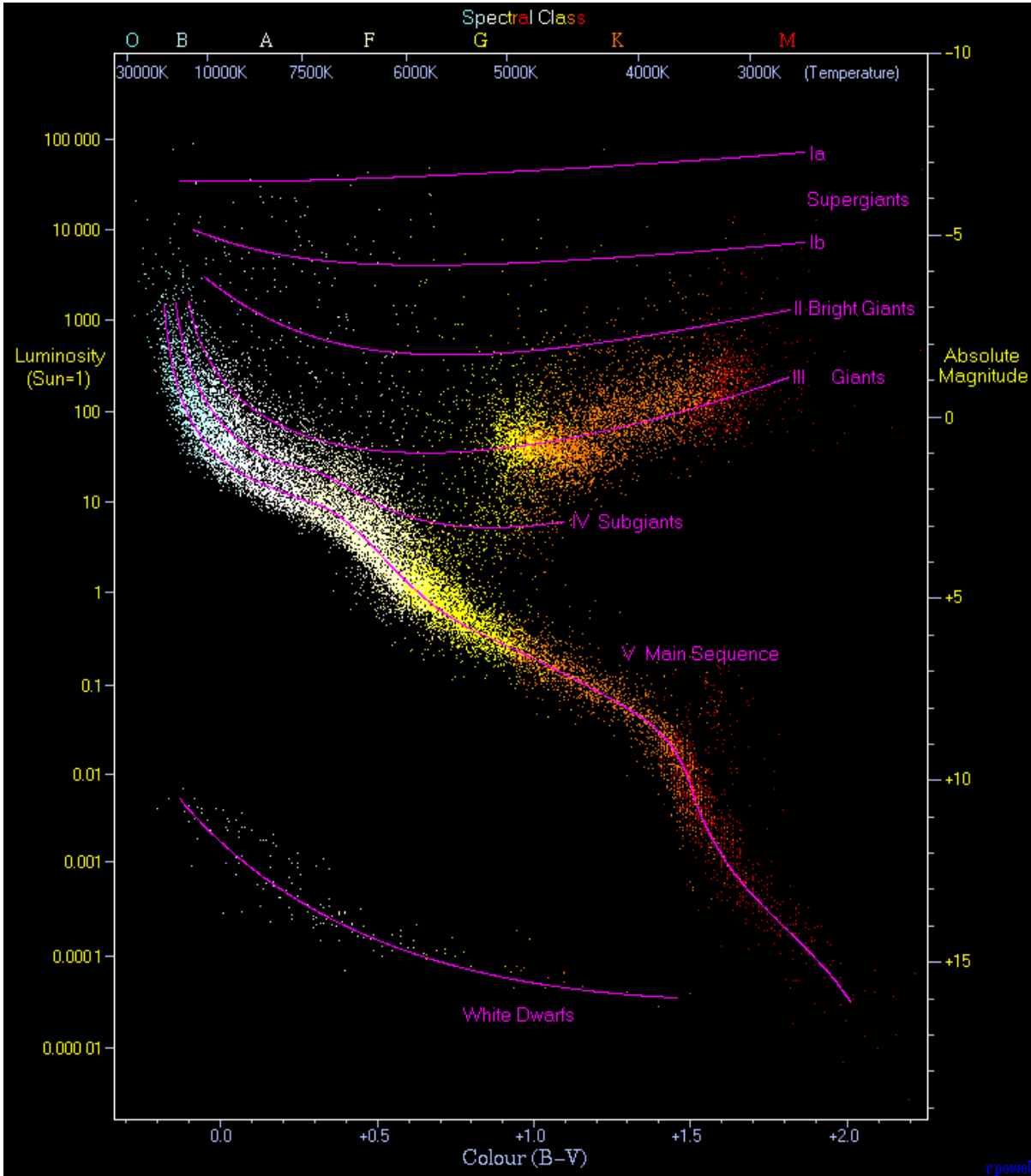
L'[indice di colore](#) rappresenta quindi una misura della temperatura della sorgente.

Il diagramma HR.

Gli scienziati, tutti, hanno spesso a che fare con quantità enormi di dati che devono interpretare: pensiamo ad un medico che fa uno studio dell'efficacia di un nuovo farmaco somministrandolo a gruppi di pazienti, oppure ai fisici, che all'LHC sottopongono a verifica teorie sulla struttura della materia, oppure, infine, agli astronomi, che raccolgono informazioni su milioni di oggetti celesti.

Un modo per “spremere” questi dati consiste nel rappresentarli graficamente, in modo che l'occhio possa vedere relazioni altrimenti difficili da cogliere.

È quello che hanno fatto E. Hertzsprung (astronomo e chimico danese) e H.N. Russell (astronomo americano) nel 1910, costruendo un grafico che rappresentava il legame tra temperatura e luminosità nelle sorgenti stellari. Di seguito ne vediamo un esempio costruito con circa 23000 sorgenti: in ascissa troviamo l'indice di colore B-V e in ordinata la luminosità in unità di misura solari. Lasciamo per un momento perdere le classificazioni di giganti, supergiganti e nane (ne parleremo dopo) e “vediamo” la caratteristica principale del diagramma:



i dati che rappresentano le stelle non si dispongono casualmente, ma occupano alcune regioni ben determinate.

Agli inizi del XX Secolo non era nota neppure la sorgente dell'energia di una stella, ma questo diagramma indicò chiaramente che alcune leggi fisiche vincolano la struttura di una stella e che essa evolve nel tempo in un modo ben preciso. E da qui gli astronomi partirono per costruire il modello che oggi descrive l'evoluzione stellare.

Prima di procedere con ulteriori interpretazioni del diagramma, ecco due attività che ne permettono la costruzione da parte nostra.

A questo link <http://cas.sdss.org/dr7/en/proj/advanced/hr/> si trova un percorso che, passo passo, ci guida alla costruzione di un diagramma HR sia con dati forniti direttamente che con altri ricavati da database pubblici.

Oppure possiamo ricavare noi stessi i dati! Il materiale necessario non è molto: macchina digitale, cavalletto, telecomando per la macchina, un teleobiettivo standard (200 mm), un filtro blu e uno visibile (per esempio quelli che vendono per un telescopio amatoriale).

La scelta del soggetto da fotografare non è banale: non possiamo fotografare a caso, perché coglieremmo stelle a distanze diverse (magari infilandoci anche qualche galassia) ed avremmo un effetto di selezione (bias, evidente anche nel diagramma riportato sopra) verso le sorgenti più vicine e luminose, quindi un gruppo di stelle che non rappresenta quello che veramente si trova sopra la nostra testa.

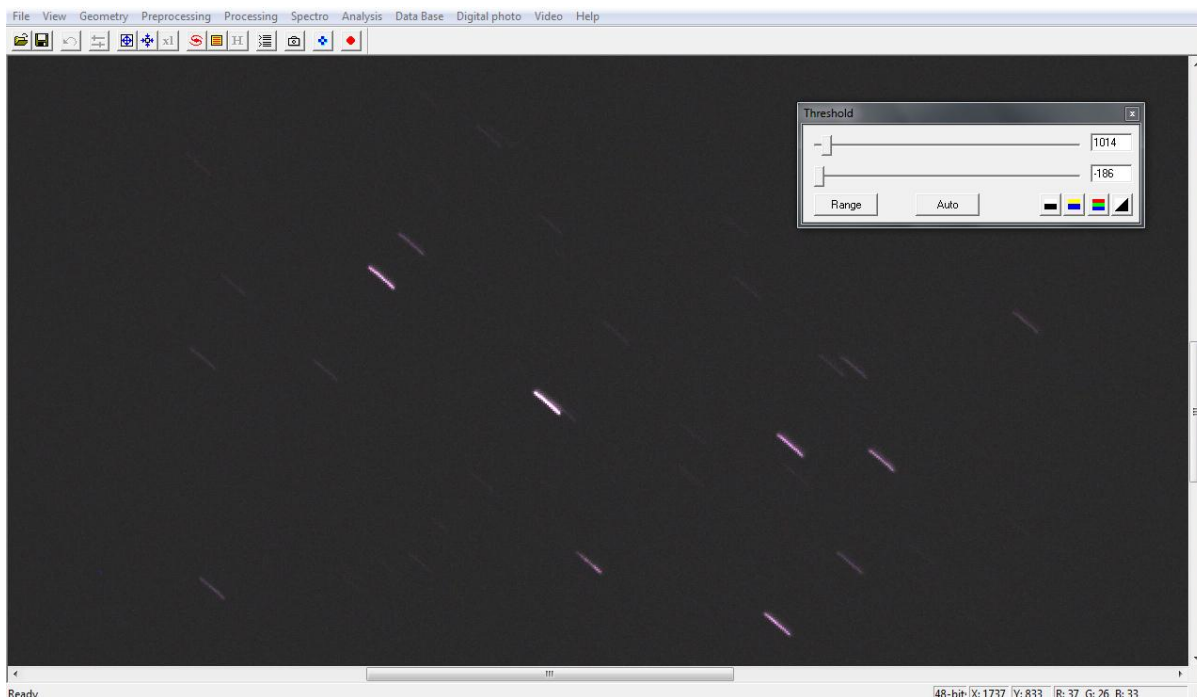
Per questo motivo rivolgiamo le nostre attenzioni ad un [ammasso stellare](#), come le Pleiadi: si tratta di un gruppo di stelle nate dalla stessa nube gassosa e perciò più o meno alla stessa distanza da noi osservatori (135 parsec) e circa della stessa età. Quindi potremo confrontare le loro magnitudini apparenti, sapendo che le correzioni per la distanza per ottenere le magnitudini assolute sono simili per tutte le stelle dell'ammasso.

Soliti consigli: notte fredda, senza Luna, lontano da sorgenti di luce (come lampioni e case), pazienza e thermos di bevanda calda.

Dobbiamo fare 3 foto in formato RAW dell'ammasso stellare che abbiamo scelto: una senza filtro (per la luminosità), una con il filtro blu (per la magnitudine B) e una con il filtro visibile (per la magnitudine V).

A seconda del teleobiettivo che utilizziamo, scegliamo il tempo di esposizione (da 1 a 15 secondi), dopo aver aumentato la sensibilità e utilizzando l'apertura massima. È bene fare qualche prova per essere certi che le stelle siano visibili anche nelle foto filtrate, perché i filtri indeboliscono il segnale.

Apriamo le foto con Iris, seguendo la solita procedura, e nel menu **View** possiamo sfruttare le opzioni **White balance, Saturation, Contrast adjustment** per rendere meglio visibili le sorgenti, oppure sfruttare la finestra **Threshold**, cliccando **auto**, come vediamo sotto.



Utilizziamo lo strumento **Aperture photometry** nel menu **Analysis** per misurare la luminosità e le magnitudini B e V; i raggi dei cerchi devono essere gli stessi per tutte e tre le foto.

Registriamo i dati per tutte le stelle che possiamo identificare nelle 3 foto e costruiamo il grafico; troveremo che i punti che rappresentano le stelle non saranno sparsi casualmente, ma occuperanno una regione ben precisa del grafico.

Torniamo all'interpretazione di questo diagramma. Troviamo il maggior numero di stelle nel ramo che si estende dall'angolo destro in basso a quello sinistro in alto, con qualche curva. Questa zona identifica la **sequenza principale**, costituita dalle stelle, indicate per ragioni storiche come “nane”, che stanno bruciando idrogeno nel loro nucleo. Le [equazioni fondamentali](#) della struttura stellare legano la luminosità di una stella ad una potenza della sua massa (l'esponente variando tra 3 e 4 in funzione della [composizione chimica](#) e della temperatura della stella); la sequenza principale esprime quindi la relazione tra massa, luminosità e temperatura, quest'ultima relazione dal modello di corpo nero e la legge di Stefan-Boltzmann.

Possiamo quindi dire: più grande la massa, maggiore la luminosità e la temperatura. E la durata della permanenza in sequenza principale? Viene da pensare che una massa maggiore implica una maggiore quantità di combustibile, quindi una vita più lunga, forse?

Niente da fare! La quantità di idrogeno è solo direttamente proporzionale alla massa della stella, mentre la luminosità, e quindi l'energia che deve essere prodotta, è proporzionale ad una potenza della massa; quindi una stella di massa maggiore deve consumarsi molto più velocemente di una di massa inferiore. Riassumendo in una relazione:

$$t_{ms} = 10^{10} \text{ anni} \left(\frac{M}{M_{Sol}} \right)^{-2.5}$$

dove t_{ms} indica il tempo di permanenza in sequenza principale, M la massa della stella e M_{Sol} la massa del Sole.

Questo significa che una stella molto massiccia passerà in sequenza principale solo qualche milione di anni, il nostro Sole circa 10 miliardi e una stella che abbia un decimo della massa solare ci resterà migliaia di miliardi di anni.

E tutte le stelle che sono fuori della sequenza principale? Si tratta di stelle che hanno consumato tutto l'idrogeno che avevano nel nucleo e che sono passate ad un regime diverso, che dipende dalla massa.

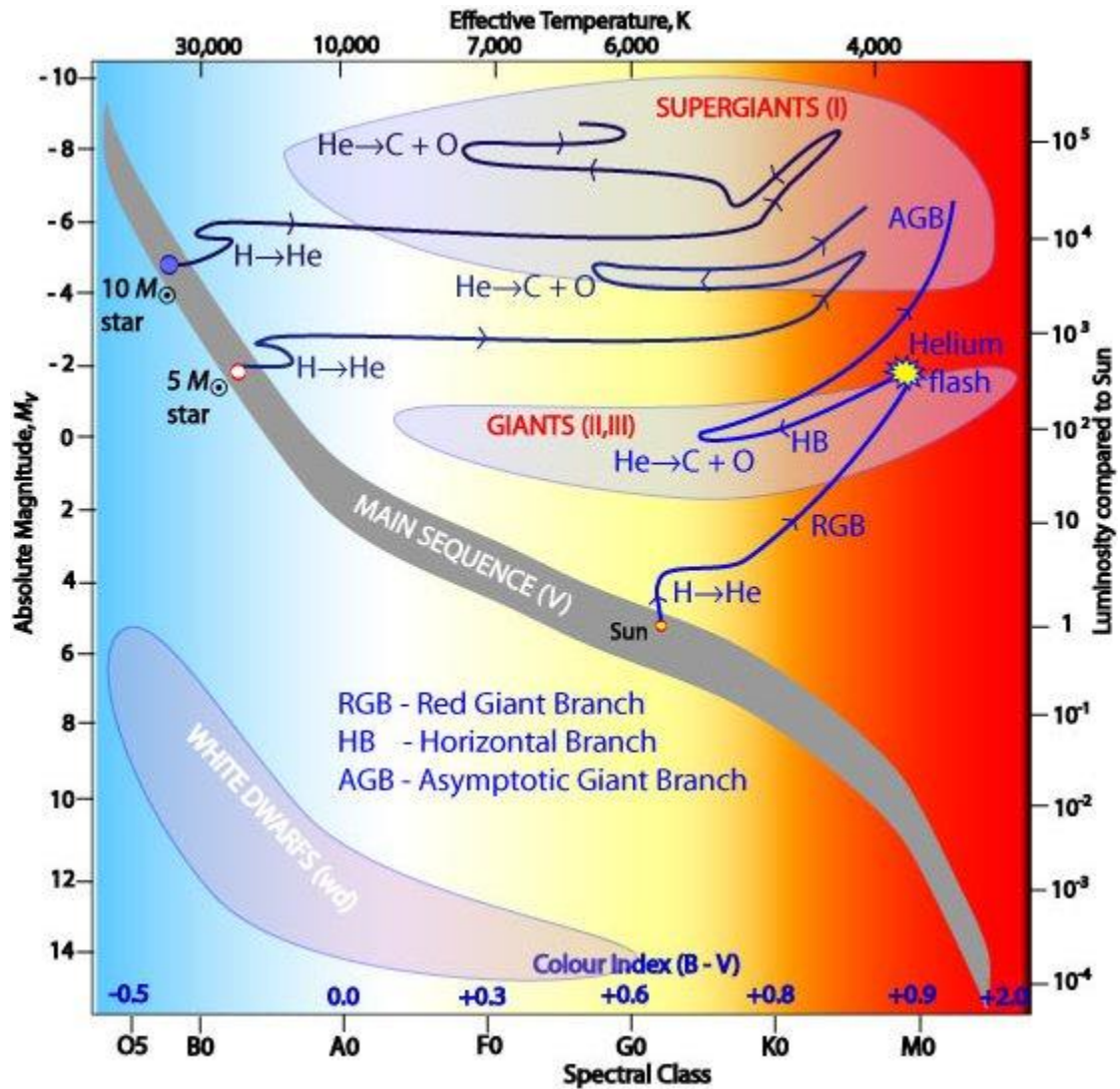
Quando una stella fino a 2.57 masse solari esaurisce l'idrogeno nel nucleo, che è ora costituito da elio, subisce una contrazione del nucleo stesso, liberando energia potenziale gravitazionale e riscaldando lo strato esterno adiacente. Questo contiene ancora idrogeno e il riscaldamento ne innesca la combustione in elio. La stella continua a produrre energia bruciando l'idrogeno in un guscio che si espande via via verso l'esterno. In questa situazione la stella viene chiamata gigante rossa, poiché si è gonfiata ed ha aumentato la luminosità di 1000-10000 volte. Mentre il bruciamento dell'idrogeno continua nel guscio, il nucleo aumenta la temperatura fino ad innescare un improvviso e completo bruciamento dell'elio, detto *helium flash*. La stella crescerà ancora, sia per dimensioni che per luminosità, in un tempo molto breve, passando rapidamente dal ramo orizzontale (HB, *horizontal branch*) al ramo gigante asintotico (AGB, *asymptotic giant branch*). Anche qui la sua permanenza sarà breve, perché, liberandosi degli strati esterni in forma di nebulosa planetaria, riapparirà nel diagramma come nana bianca.

Se la massa della stella è superiore, invece, l'innescamento del bruciamento dell'elio è tranquillo, senza *flash*, producendo carbonio. La stella non è più considerata una gigante rossa e va ad occupare il ramo orizzontale.

Per masse superiori a 5 masse solari, dopo il bruciamento dell'elio, che proseguirà in un guscio, mentre in un guscio più esterno continuerà anche quello dell'idrogeno, nel nucleo può cominciare il bruciamento del carbonio in ossigeno. Se questo è improvviso e completo, l'effetto sulla stella sarà esplosivo (avremo una supernova); per masse superiori a 10 masse solari l'innescamento è invece lento e la stella va ad occupare il ramo gigante asintotico.

Al crescere della massa possono poi innescarsi bruciamenti di elementi più pesanti (carbonio, neon, ossigeno, silicio), esplosivi o lenti, fino al ferro, la cui combustione è un processo endotermico e causa quindi il collasso della stella e la possibile nascita di un buco nero.

Nell'immagine di seguito sono rappresentati i rami di cui abbiamo parlato e le tracce evolutive del Sole, di una stella di 5 e di una di 10 masse solari.



Ci resta però un'ultima zona da analizzare, l'angolo in basso a sinistra delle nane bianche. Si pensa che queste siano lo stadio finale dell'evoluzione delle stelle che non hanno potuto, poiché la loro massa non era abbastanza grande, innescare il bruciamento del carbonio. Dopo il bruciamento dell'elio, in *flash* o tranquillo, il nucleo è composto da carbonio e ossigeno. Gli strati esterni vengono espulsi sotto forma di nebulosa planetaria e il nucleo resta "nudo", molto caldo, ma privo di una sorgente di energia. Per masse inferiori a 1.4 masse solari (limite di Chandrasekhar), la contrazione gravitazionale della nana bianca è contrastata dalla pressione di degenerazione elettronica (una conseguenza del principio di esclusione di Pauli). La stella continua quindi ad irradiare energia accumulata prima spegnendosi serenamente.

Sopra il limite di 1.4 masse solari, la pressione di degenerazione non riesce a contrastare la gravità: la contrazione avviene senza ostacoli e la stella esplose in supernova.

Le regioni III: un'altra applicazione della spettroscopia.

Le stelle non si formano nel vuoto, ma nascono in seguito a perturbazioni di nubi di gas e polveri: una supernova che esplode nelle vicinanze e “schiaccia” la nube, una stella che passa ed attrae gravitazionalmente la nube, l'onda di densità associata alle braccia di una galassia spirale che perturba l'equilibrio della nube ... le cause sono molteplici.

Ma affinché il collasso avvenga, l'energia gravitazionale della nube deve essere maggiore di quella interna, legata alla temperatura: se una nube è troppo calda, tende ad espandersi, non a contrarsi.

Questa semplice considerazione si traduce in due limiti, uno superiore ed uno inferiore, che devono essere soddisfatti dal raggio e dalla massa della nube, chiamati rispettivamente raggio e massa di Jeans, in onore del fisico britannico Sir J. Jeans, che studiò il collasso gravitazionale di una nube gassosa. Vediamoli:

$$R_J = 0.4GM \frac{\mu H}{KT}$$
$$M_J = \left(2.5 \frac{K T}{\mu H G} \right)^{\frac{3}{2}} \left(\frac{4\pi\rho}{3} \right)^{-\frac{1}{2}}$$

dove G è la costante di gravitazione, pari a $6.67 \cdot 10^{-11} \text{mkg}^{-1}\text{s}^{-2}$, M è la massa della nube, μ il peso molecolare medio, H la massa dell'atomo di idrogeno, K la costante di Boltzmann, pari a $1.38 \cdot 10^{-23} \text{JK}^{-1}$, T la temperatura in gradi Kelvin, ρ la densità.

Il collasso avviene solo se il raggio della nube è inferiore al raggio R_J , oppure la sua massa è superiore alla massa M_J .

In questo caso la contrazione comincia e parte dell'energia potenziale gravitazionale viene convertita in energia termica, che va a scaldare la nube stessa; se la massa in contrazione è maggiore di 0.08 masse solari, la temperatura raggiunta risulta superiore ai 10 milioni di gradi K, permettendo l'innesco della combustione dell'idrogeno in elio e la nascita della stella.

Non tutta la nube originale è intrappolata dal processo di contrazione: zone più lontane, meno dense o altro sfuggono, facendo sì che la nuova stella sia immersa in un gas costituito per circa l'1% da polveri e per il 99% da gas. Quest'ultimo è composto circa per il 90% da idrogeno, da un 8% di elio e per il restante 2% da “metalli”, come vengono indicati dagli astronomi tutti gli elementi più pesanti dell'elio.

Consideriamo adesso una stella di classe spettrale **O o B** iniziale, quindi di massa ben maggiore del nostro Sole (più di 7 masse solari) e temperatura superiore a 25000K. Ricordando il corpo nero, una stella con queste caratteristiche emette una frazione sostanziale della sua radiazione nell'ultravioletto e, più precisamente, sotto forma di fotoni UV che sono in grado di ionizzare l'idrogeno, cioè con energia maggiore di 13.6 eV e lunghezza d'onda inferiore 91.2 nm.

Immaginiamo questo flusso di fotoni che investe il mezzo che circonda la stella: via via che il tempo passa, l'idrogeno sarà in parte ionizzato fino a raggiungere un equilibrio tra il numero di ionizzazioni per unità di tempo e quello delle ricombinazioni degli elettroni liberi con i nuclei. Ogni ricombinazione produrrà un fotone che potrà poi interagire nuovamente con il mezzo in cui si trova.

In questo processo parte dell'energia prodotta dalla stella sarà trasferita alla [regione HII](#) (perché così gli astronomi chiamano queste zone, indicando con II il fatto che l'idrogeno è ionizzato una volta); infatti i fotoni che staccano l'elettrone dal nucleo di idrogeno cedono all'elettrone liberato, sotto forma di energia cinetica, l'energia loro propria in eccesso rispetto ai 13.6 eV (che servono a staccare l'elettrone). Successivamente, attraverso urti, gli elettroni liberi equipartiscono la loro energia con il resto del mezzo, riscaldandolo.

Le regioni HII hanno una temperatura intorno ai 10000K ed una densità intorno ai 100 atomi al cm³; ma come è possibile determinare queste misure, visto che si tratta di oggetti molto diversi dalle stelle, ben modellizzate invece dal corpo nero?

La spettroscopia e due equazioni fondamentali, insieme ai dati osservativi, sono state sufficienti a permetterci di fare queste misure.

Cominciamo dalle equazioni:

la distribuzione di Boltzmann, che descrive la distribuzione degli stati di un sistema

$$\frac{N_i}{N} = \frac{g_i e^{-\frac{E_i}{kT}}}{\sum_i g_i e^{-\frac{E_i}{kT}}}$$

dove N_i è il numero di particelle che occupano lo stato energetico i , N il numero totale di particelle, g_i la degenerazione, cioè il numero di stati aventi la stessa energia E_i , K la costante di Boltzmann e T la temperatura.

In pratica questa legge ci dice quale frazione di elettroni, se pensiamo a una regione HII, si trova all' i -esimo livello energetico, in funzione della temperatura.

E l'equazione di Saha, dal nome del fisico indiano, nato in un povero villaggio del Bangladesh, che l'ha formulata:

$$\frac{n_{i+1} n_e}{n_i} = \frac{2}{\left(\sqrt{\frac{h^2}{2\pi m_e kT}} \right)^3} \frac{g_{i+1}}{g_i} e^{-\frac{(\epsilon_{i+1} - \epsilon_i)}{kT}}$$

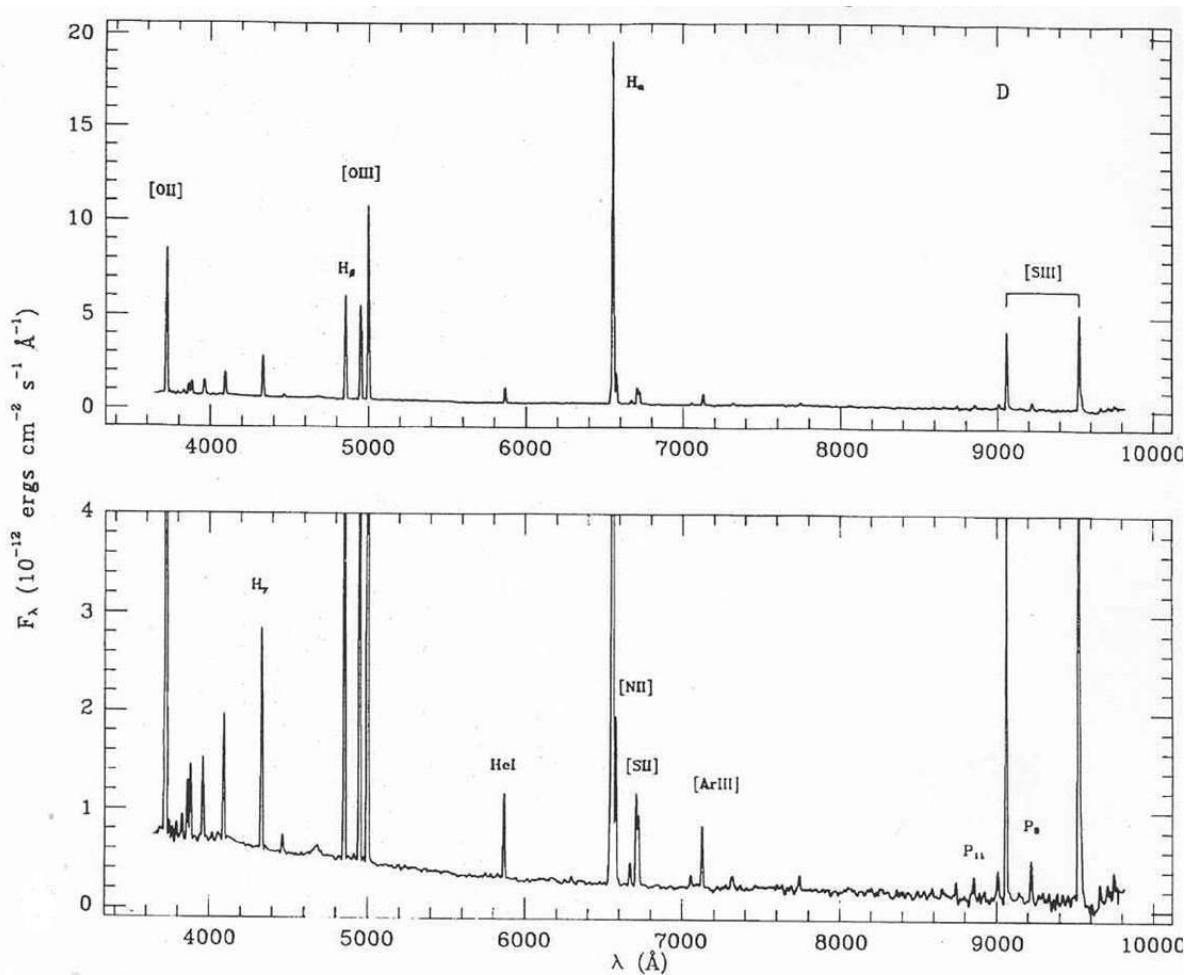
dove n_i è la densità degli atomi ionizzati i volte, n_e la densità elettronica, h la costante di Planck, che vale $6.626 \cdot 10^{-34}$ Js, m_e la massa dell'elettrone, g_i la degenerazione degli stati per degli i -esimi ioni e infine ϵ_i l'energia di ionizzazione.

Questa equazione lega tra loro il numero per unità di volume di ioni ionizzati i volte e il numero di quelli ionizzati $i+1$ volte, in funzione della temperatura.

Quali sono invece i dati che riusciamo ad ottenere dalle regioni HII? Ovviamente possiamo solo studiare la radiazione elettromagnetica che ci arriva da loro, cioè il loro spettro.

Una regione HII non emette uno spettro “stellare”, perché assorbe invece l’energia emessa dalla “sua” stella e la riemette in parte dopo averla alterata con i processi che avvengono nell’interazione tra fotoni e materia.

Un esempio:



Qui sopra vediamo lo spettro di due zone della regione HII NGC 604 nella galassia M33. In ascissa troviamo la lunghezza d’onda in Angstrom e in ordinata il flusso, cioè la quantità di energia che ci arriva per unità di superficie e tempo. Sono evidentissime le righe in emissione, quei picchi alti e sottili. Cosa significano?

Ce ne sono alcune associate all’idrogeno: H_α , H_β , H_γ ... Sono quelle prodotte dalla diseccitazione di elettroni da livelli energetici superiori a inferiori in atomi di idrogeno. Per le regioni HII sono

storicamente importanti, perché nel visibile, le righe prodotte dalla caduta al secondo livello energetico, indicate come serie di Balmer: H_α si riferisce per esempio al passaggio dal livello 3 al 2, H_β dal livello 4 al 2 e così via. Ogni passaggio emette un fotone la cui energia, e perciò lunghezza d'onda, è definita dal passaggio stesso. Queste righe indicano perciò la presenza di atomi di idrogeno eccitati, per collisione, assorbimento di fotoni o ricombinazione, che successivamente emettono fotoni raggiungendo stati ad energia inferiore.

Troviamo anche righe associate all'elio, ma quelle che sono più interessanti per gli astronomi, e per noi, sono quelle di metalli come azoto, ossigeno e zolfo, che sono usate per la "diagnostica" delle regioni HII, cioè per misurare temperatura, densità e composizione chimica delle nubi.

Alcuni metalli, come carbonio, ossigeno, azoto e zolfo, possono essere eccitati collisionalmente da urti con elettroni la cui energia non avrebbe alcun effetto su idrogeno o elio; successivamente gli atomi ritornano allo stato fondamentale liberando un fotone di energia uguale a quella acquisita durante l'urto, generando quelle che vengono indicate come "righe proibite"... come proibite, se le vediamo chiaramente negli spettri? Perché in condizioni "terrestri", un atomo non avrebbe tempo di emettere un fotone, ma tornerebbe allo stato fondamentale dopo aver ceduto l'energia in eccesso attraverso un altro urto, non producendo quindi alcuna riga. Le condizioni nelle regioni HII, e precisamente la bassissima densità, fanno sì che gli urti avvengano con una frequenza abbastanza bassa da dare tempo all'atomo di metallo di diseccitarsi per emissione di un fotone.

Ed eccoci qua con queste righe proibite in emissione ... che ne facciamo? Nelle ipotesi che abbiamo considerato all'inizio, di equilibrio di ionizzazione e termico, ed utilizzando la distribuzione di Boltzmann e l'equazione di Saha, si possono correlare le intensità di alcune righe di un metallo con la temperatura e la densità del mezzo in cui il metallo si trova, cioè la regione HII. Ecco alcuni esempi:

per la temperatura:

$$\frac{I_{\lambda 4959} + I_{\lambda 5007}}{I_{\lambda 4363}} = \frac{7.73 e^{\frac{3.29 \cdot 10^4}{T}}}{1 + 4.5 \cdot 10^{-4} \frac{N_e}{T^{\frac{1}{2}}}}$$

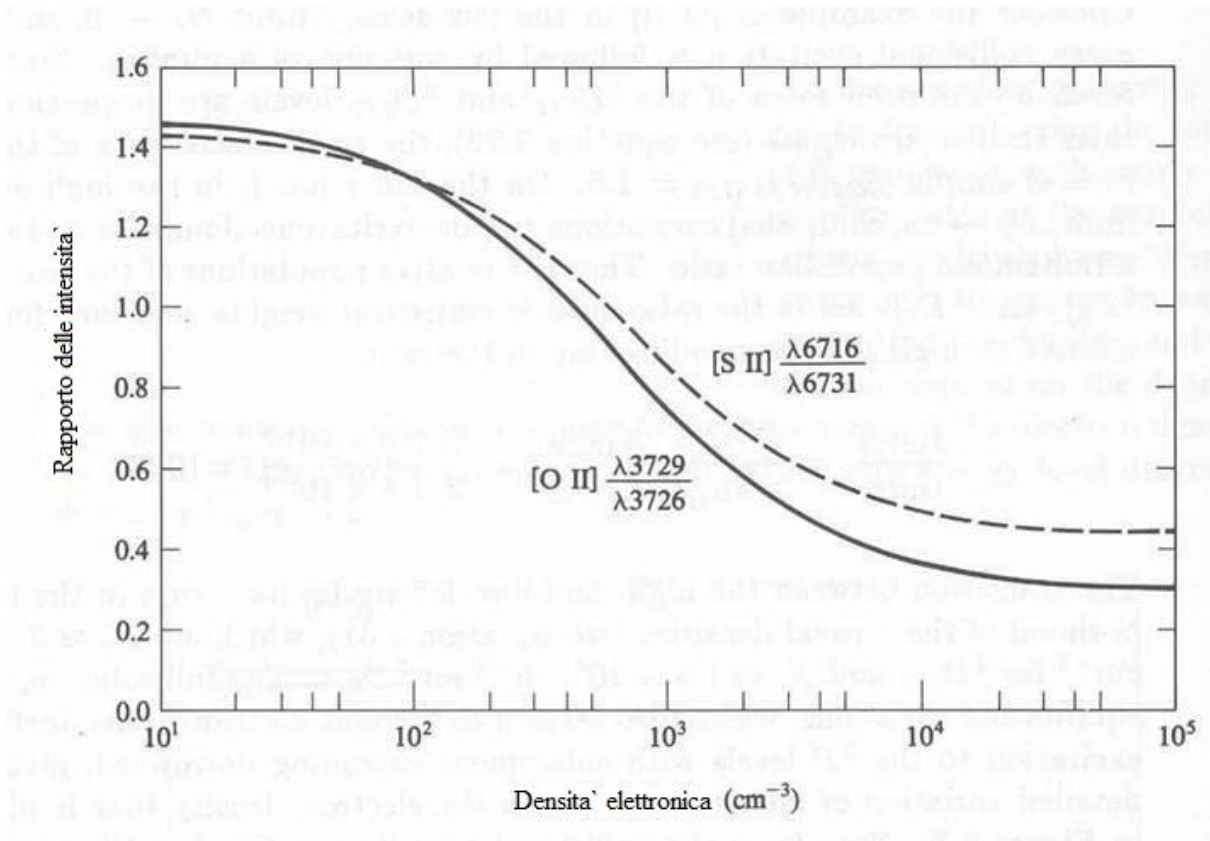
per [OIII](#), oppure

$$\frac{I_{\lambda 6548} + I_{\lambda 6583}}{I_{\lambda 5755}} = \frac{6.91 e^{\frac{2.50 \cdot 10^4}{T}}}{1 + 2.5 \cdot 10^{-3} \frac{N_e}{T^{\frac{1}{2}}}}$$

per [NII](#).

Vediamo come la dipendenza dalla densità elettronica sia debole; queste relazioni possono quindi essere usate per determinare la temperatura della nube.

Per la densità elettronica, vediamo la figura di seguito, dove il rapporto tra le intensità di due righe dello zolfo ionizzato (SII) e dell'ossigeno ionizzato (OII) è correlato alla densità elettronica (attenzione alla scala logaritmica in ascissa).

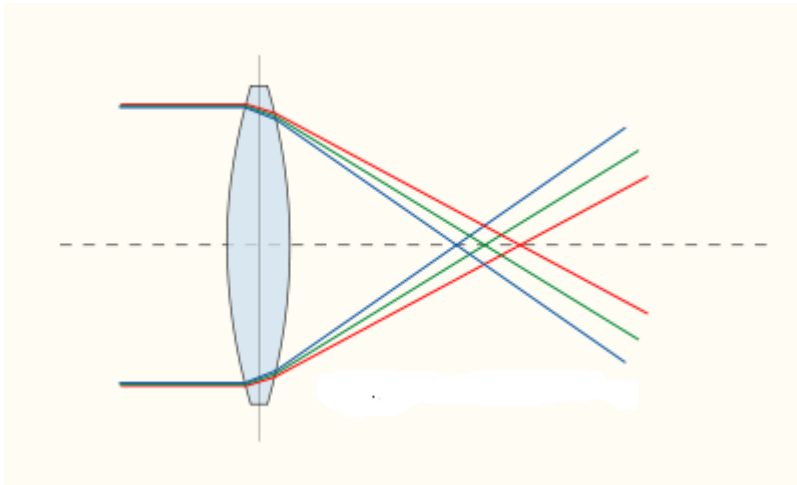


Conoscendo quindi il rapporto delle intensità delle righe, è possibile determinare anche la densità elettronica.

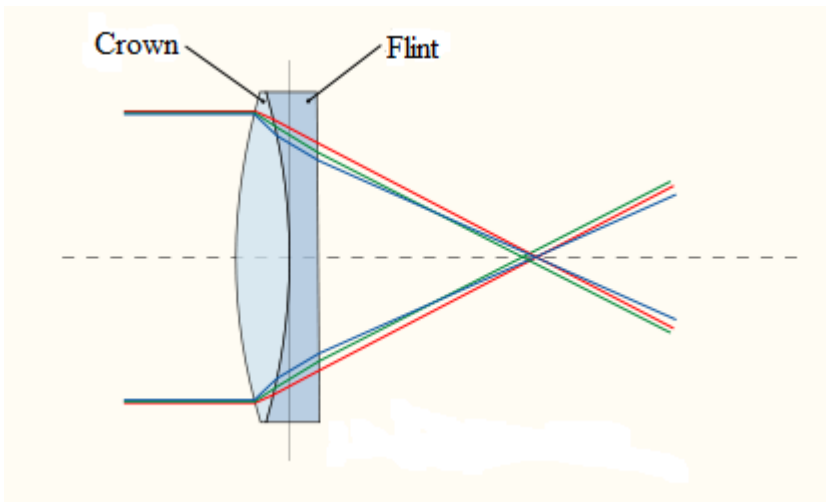
Infine, una volta che abbiamo stimato temperatura e densità, il rapporto tra le intensità delle righe di un certo metallo e di una riga dell'idrogeno ci daranno la frazione di metallo presente in rapporto all'idrogeno stesso.

Possiamo quindi determinare la composizione chimica di nubi non solo nella nostra Galassia, ma anche in altre galassie che presentino regioni HII; questi dati servono poi a verificare e migliorare i modelli che descrivono l'arricchimento di metalli del mezzo interstellare da parte delle stelle, l'evoluzione stellare stessa e la generazione di nuove stelle ... serve altro?

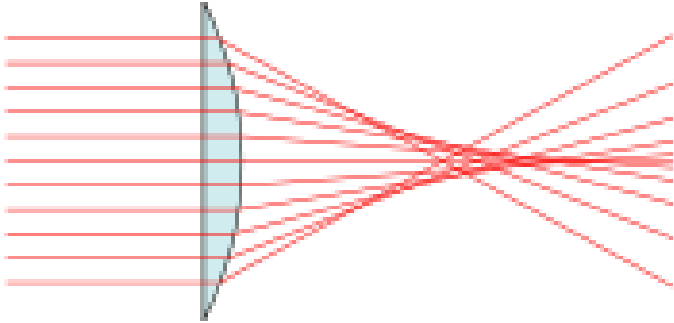
Aberrazione cromatica: la lente rifrange la luce che la attraversa, come un prisma; quindi frequenze diverse (colori diversi) vengono deviate in punti diversi. Un raggio di luce bianca, composto da frequenze diverse, parallelo all'asse ottico, non viene idealmente deviato in un unico punto (il fuoco), ma, al contrario, la luce con frequenza maggiore (come il blu) viene rifratta maggiormente (e perciò più vicino alla lente) della luce con frequenza minore (come il rosso).



Questo fenomeno rende l'immagine sfocata e inutilizzabile in un telescopio rifrattore. È possibile correggere il difetto con un *doppietto acromatico*, cioè una coppia di lenti costituite da vetri diversi (Crown e Flint), in modo che la combinazione delle loro proprietà dispersive renda il sistema essenzialmente indipendente dalla lunghezza d'onda della luce (cioè tutti i colori vengono deviati nello stesso punto).



Aberrazione sferica: idealmente, per una lente, i raggi paralleli all'asse ottico dovrebbero essere tutti deviati nel fuoco. In realtà, invece, i raggi vicini all'asse ottico vengono rifratti meno (e perciò più lontano) di quelli lontani.



L'immagine risultante sarà sfuocata e non utilizzabile, ma l'aberrazione sferica può essere corretta con una speciale combinazione di lenti concave e convesse.

La definizione di Nucleo Galattico Attivo (**AGN**) è piuttosto ampia: si tratta di una regione compatta, situata al centro di una galassia, che ha una luminosità molto maggiore della norma, almeno in una porzione dello spettro (più dell'intera galassia!).

Soddisfano questa definizione oggetti con caratteristiche diverse: da un punto di vista spettroscopico, un Type1 AGN ha righe in emissione nel visibile che sono larghe, cioè vengono prodotte in regioni dove il gas ha velocità elevate (1000 – 10000 km/s), mentre un Type2 mostra solo righe strette, quindi queste sono prodotte in una regione dove il gas ha una bassa velocità (100 – 1000 km/s).

Gli AGN più luminosi, come i quasar, sono così potenti che nascondono completamente la galassia che li ospita, assumendo quindi un aspetto “stellare”; la galassia Seyfert può essere invece osservata, perché il rispettivo AGN è meno luminoso dei precedenti.

Infine, un'ulteriore possibile classificazione è data dalla presenza o assenza di emissione radio (radio-loud e radio-quiet).

Insomma, una vera giungla di AGN, che aveva bisogno di un modello unificante, o almeno questa era la speranza.

Il modulo base di un AGN è un buco nero super-massiccio, nel centro della galassia ospite, attorno al quale si forma un disco di accrescimento di materia catturata dall'attrazione gravitazionale del buco stesso. Parte della materia cade verso il buco nero, liberando quantità enormi di energia gravitazionale, che riscaldano i gas presenti producendo radiazione elettromagnetica in tutto lo spettro. La caduta della materia non deve necessariamente avere un ritmo costante, quindi la luminosità dell'AGN può variare.

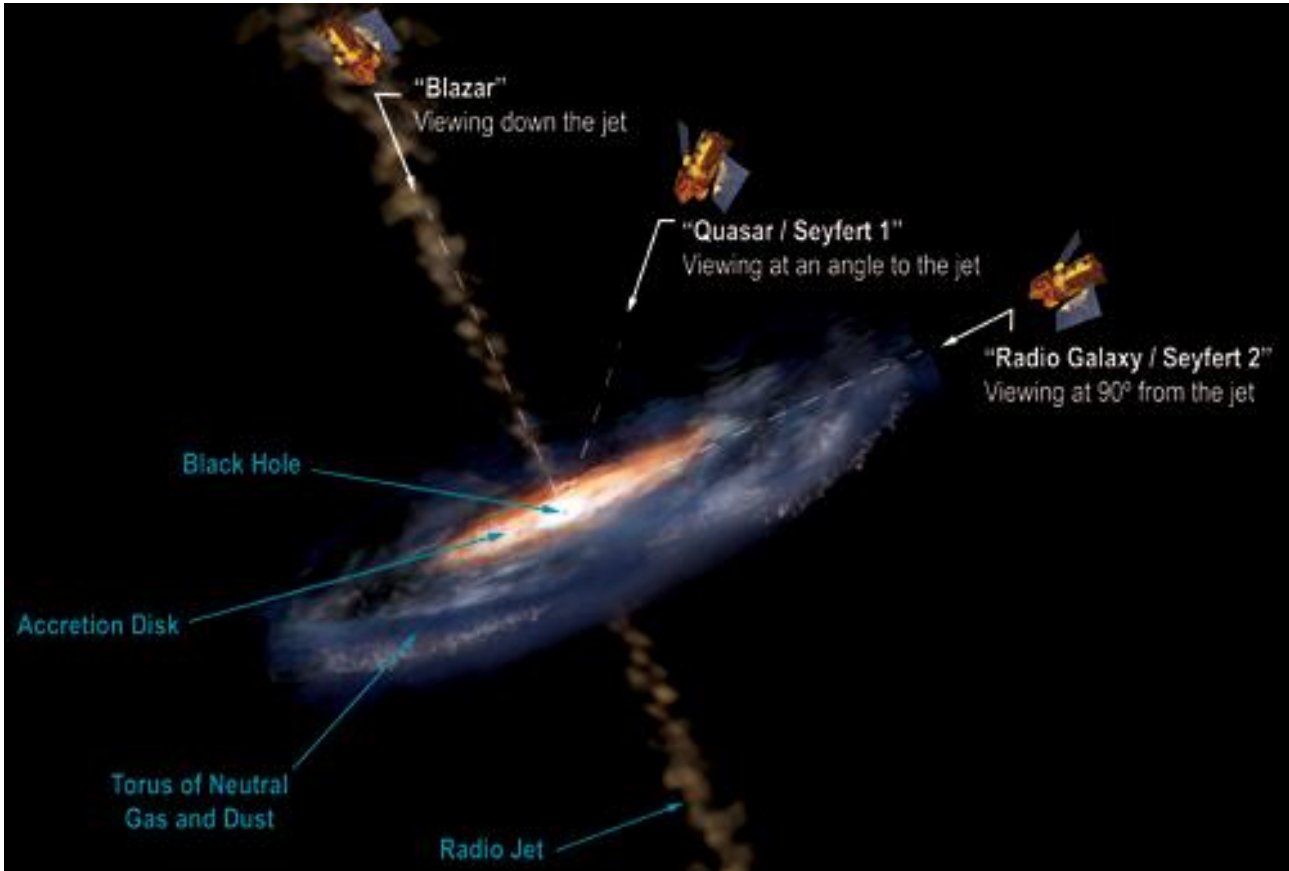
Ma allora perché vediamo questa selva di AGN con caratteristiche diverse? La risposta, che gli astronomi stanno già da tempo sottoponendo a verifica, consiste nella linea di vista dell'osservatore:

Nella figura qui sotto vediamo come, a seconda del punto di vista, l'emissione che registriamo assume caratteristiche diverse, nonostante il “motore” che la produce sia lo stesso.

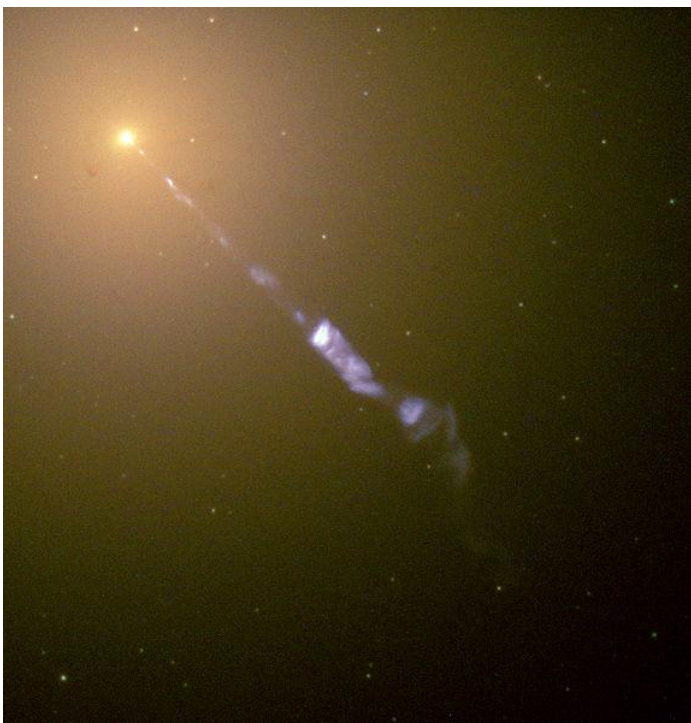
Se l'asse del disco di accrescimento è perpendicolare alla nostra linea di vista, la radiazione ci raggiunge attraverso un toro di gas neutro e polveri, non influenzato direttamente dall'attività dell'AGN, quindi freddo e caratterizzato da basse velocità (Type2).

Se la linea di vista forma un angolo con l'asse del disco di accrescimento, invece, “vediamo” direttamente l'AGN all'interno: la radiazione ci raggiunge attraverso il disco di accrescimento, costituito da gas caldo e con grandi velocità (Type1).

Allo stesso modo, registriamo l'emissione radio a seconda dell'angolo di inclinazione del disco di accrescimento. Se la linea di vista coincide con l'asse del disco, vediamo un *blazar*, cioè oggetti con emissione ottica, X e radio polarizzata e rapidamente variabile.



Ed ecco un'immagine dall'HST della galassia attiva M87: un getto di elettroni e altre particelle viene accelerato a velocità relativistiche dal buco nero centrale.



Per quanto il modello unificante risponda a molte domande, non tutte hanno trovato risposta: per esempio, come spiegare la presenza o assenza negli AGN della riga 21 cm dell'idrogeno in relazione alla luminosità UV? Oppure, come la posizione reciproca tra disco di accrescimento e disco della galassia ospite (non sono necessariamente complanari) influenza le caratteristiche dell'AGN?

Per questi ed altri motivi gli AGN continuano ad essere interessantissimi per gli astronomi!

Ammasso stellare: gli ammassi stellari sono gruppi di stelle, più o meno legate gravitazionalmente tra di loro.

In base alla loro morfologia si distinguono due tipi di ammassi: i globulari e gli aperti.

Gli ammassi globulari sono costituiti da circa 10000 stelle raggruppate in forme sferoidali con raggi compresi tra 3 e 10 parsec. Sono composti da stelle in genere molto vecchie, formatesi poco dopo il Big Bang e di massa inferiore a due masse solari, perché le stelle più massicce sono già evolute in nane bianche o esplose in supernovae. Si muovono in orbite ellittiche attorno al centro galattico ed occupano l'alone.

Di seguito una foto di M3, un ammasso globulare della nostra Galassia. Si tratta di un esponente molto grande: è costituito da circa mezzo milione di stelle! È visibile con l'aiuto di un binocolo nella costellazione Canes Venatici e non lontano da Arcturus.



Gli ammassi aperti sono invece giovani e si trovano di solito associati alle braccia della spirale delle galassie. Sono costituiti da poche centinaia di stelle, giovani e luminose, distribuite in un raggio fino a 10 parsec, indicando un debole legame gravitazionale.

Di seguito la foto di M38, un ammasso aperto che si trova nel disco della nostra Galassia; può essere visto con un binocolo nella costellazione Auriga ed ha un raggio di circa 8 parsec.



Apertura: apertura, nell'obiettivo, attraverso la quale la luce passa.

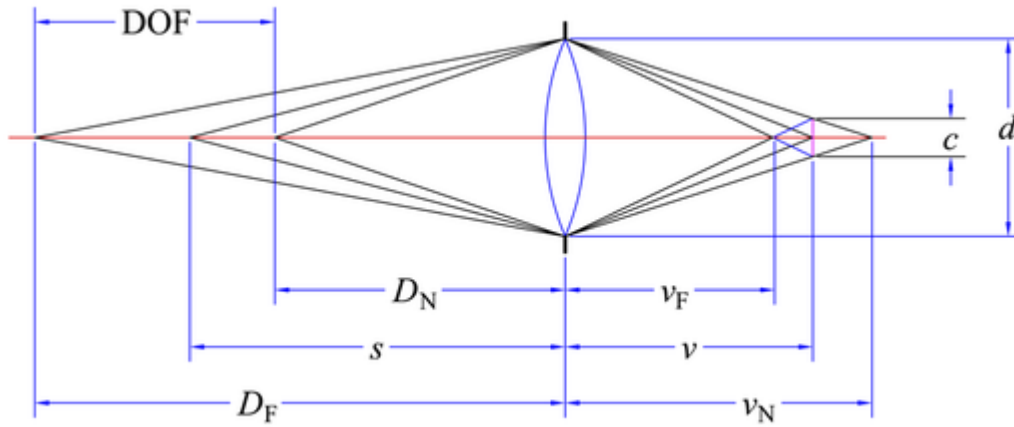
Si misura in f/numero (2.8, 4, 5.6, 8, 11, 16, 22): più grande è il numero, più piccola è l'apertura. Non si tratta di una sequenza casuale; infatti questi numeri sono legati al raggio dell'apertura e il quadrato di ogni numero della sequenza è uguale alla metà del quadrato del successivo (a meno di approssimazioni dovute all'unica cifra decimale): fate la prova.

Sì, e allora? Allora c'è un senso in tutto ciò: l'area dell'apertura cresce con l'inverso del quadrato del raggio, perciò passando, per esempio, da 5.6 a 8, o da 2.8 a 4, l'area dimezza (attenzione, numeri più grandi, apertura più piccola). E con essa la quantità di luce che viene trasmessa al sensore. In questo modo ad ogni singolo incremento dell'apertura corrisponde il dimezzarsi della quantità di luce che arriva al sensore della macchina fotografica.

Ecco il confronto tra una foto con f/8 e una f/13, ma per entrambe ISO 100 e 1/800 s.



L'apertura si è ridotta, nel passaggio, a poco più di un terzo della precedente, è passata meno luce attraverso l'obiettivo e la seconda foto è più scura.



$$\frac{v_N - v}{v_N} = \frac{c}{d}$$

$$\frac{v - v_F}{v_F} = \frac{c}{d}$$

$$N = \frac{f}{d};$$

$$v_N = \frac{fv}{f - Nc} \quad v_F = \frac{fv}{f + Nc}$$

$$\frac{1}{s} + \frac{1}{v} = \frac{1}{f};$$

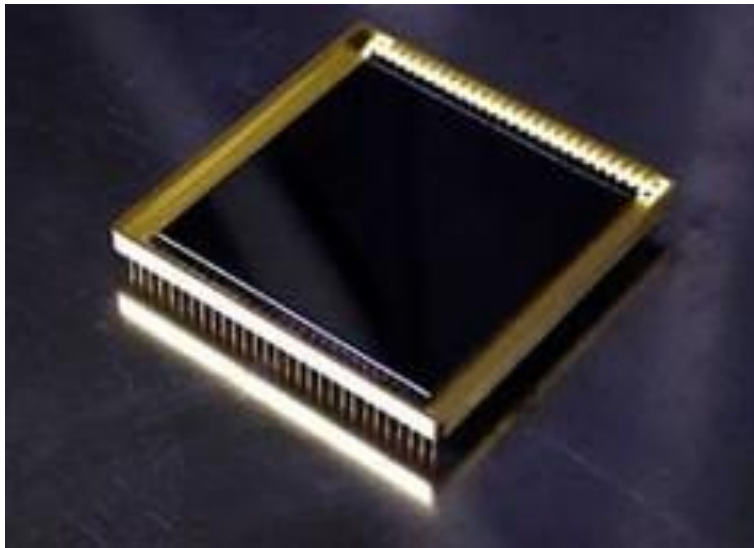
$$D_N = \frac{sf^2}{f^2 + Nc(s - f)} \quad D_F = \frac{sf^2}{f^2 - Nc(s - f)}$$

$$D_N D_F = \frac{2sNc(s-f)}{f^2 - \frac{c^2}{d^2}(s-f)^2} = \frac{2s^2cdv}{d^2v^2 - c^2s^2} \sim \frac{cost}{2\alpha G}$$

$$\alpha = \tan \frac{d}{s} \quad G = \frac{v}{s}$$

CCD: Charge coupled device.

L'immagine proiettata sullo strato sensibile (silicio) fa sì che ogni elemento della matrice accumuli una carica elettrica proporzionale all'intensità locale della luce. Successivamente un circuito di controllo induce ciascun elemento a trasferire la propria carica al vicino; l'ultimo elemento della matrice riversa la carica a un amplificatore che la converte in tensione. Ripetendo questo processo, il circuito di controllo traduce il contenuto di tutta la matrice in una sequenza di tensioni, che misura, digitalizza e salva in qualche forma di memoria.



Ecco un CCD per usi scientifici: è costituito da 4096x4096 pixels, in una struttura di circa 6x6 cm.

Classe spettrale: sulla base delle caratteristiche della luce emessa da una stella, gli astronomi hanno costruito una classificazione (detta di Morgan-Keenan), che si applica alle stelle in una ben precisa fase della loro vita, quella detta di **sequenza principale**, cioè il periodo durante il quale il carburante che bruciano è l'idrogeno.

Storicamente le classi spettrali erano associate al colore della stella:

O: azzurra

B: bianco-azzurra

A: bianca

F: bianco-gialla

G: gialla

K: giallo-arancione

M: rosso-arancione

Successivamente si è verificato che il colore di una stella è correlato alla sua temperatura e le classi sono passate ad essere anche di temperatura: da molto calde le O (temperatura superficiale superiore a 30'000 K) fino a "freddine" le M (meno di 4'000 K).

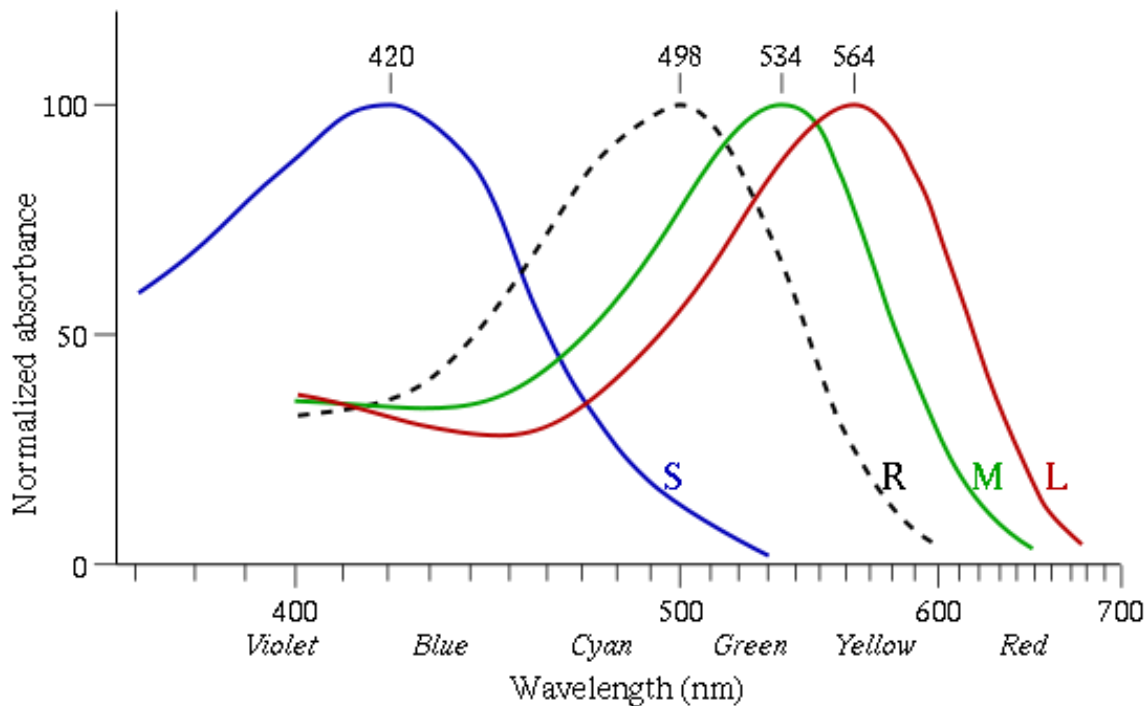
Ma non è finita qua con le correlazioni: più calda, per una stella, significa anche più massiccia (cioè di massa maggiore) e più grande (cioè di raggio maggiore). E più massiccia è una stella, più in fretta brucia la propria scorta di idrogeno e, di conseguenza, ha una vita più corta in sequenza principale. La differenza è molto grande, dai pochi milioni di anni di vita per le stelle O alle decine di miliardi per le K/M.

E allora cosa vuol dire che il Sole è di classe G2V? Cosa sono tutte quelle lettere? La prima lettera è la G che conosciamo. Per avere una maggiore precisione, gli astronomi, poi, hanno diviso l'intervallo tra 2 classi in dieci parti: le caratteristiche del Sole sono due decimi lungo l'intervallo tra G e K. La V rappresenta, invece, il numero cinque in cifre romane, cioè una nana. Le dimensioni delle stelle sono codificate nella scala I-supergiganti, III-giganti, V-nane.

Colori primari: nella retina, che si trova sulla parte interna e posteriore del bulbo oculare, abbiamo due tipi di cellule sensibili alla luce (cioè capaci di trasmettere segnali elettrici al cervello quando colpite dalla luce visibile): i coni e i bastoncelli.

I coni sono specializzati per i colori, mentre i bastoncelli percepiscono la luce e svolgono la loro funzione in condizioni di scarsa illuminazione.

Nella figura di seguito vediamo l'assorbanza (cioè la percentuale di luce assorbita) da coni e bastoncelli in funzione della lunghezza d'onda.



La riga tratteggiata si riferisce ai bastoncelli; a noi interessano le tre righe colorate che invece descrivono i coni. Queste cellule hanno la massima assorbanza in corrispondenza dei colori blu, verde e rosso.

Quando luce gialla viene assorbita da un cono, questa stimola sia il fotorecettore per il verde che per il rosso; il segnale che arriva al cervello, quindi, segnalerà la presenza di luce verde e rossa e il nostro cervello interpreterà questa combinazione come giallo.

Allo stesso modo, la luce che ci arriva dal Sole ha verde e rosso come componenti principali; ancora il fotorecettore che assorbe la luce solare invierà un segnale doppio, per il verde e per il rosso, che il nostro cervello interpreterà come giallo.

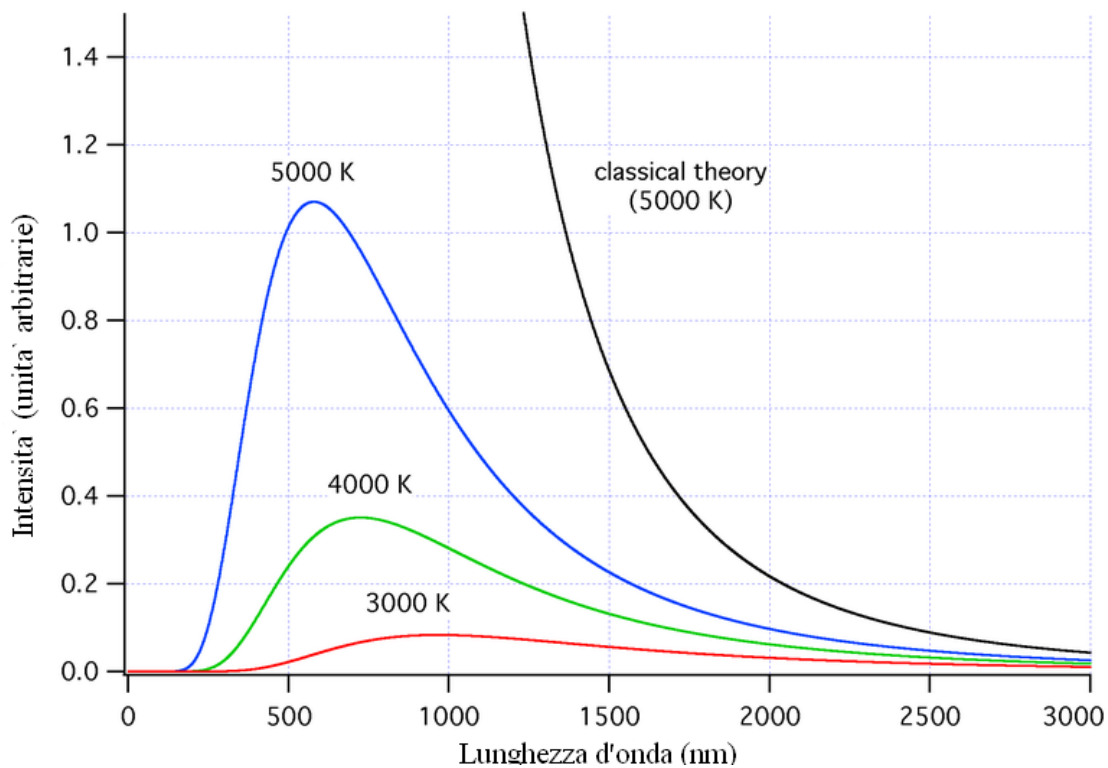
Composizione chimica: la composizione chimica, insieme alla temperatura, condiziona l'opacità (cioè la non completa trasparenza alla radiazione elettromagnetica) dell'atmosfera di una stella.

Un'opacità superiore ha un effetto isolante e trattiene una quantità maggiore di energia all'interno della stella, richiedendo quindi un tasso di produzione inferiore per mantenere l'equilibrio idrostatico.

Per stelle molto massicce, l'opacità è indipendente dalla temperatura e la luminosità cresce con il cubo della massa; per stelle con massa inferiore a 10 masse solari, l'opacità si lega alla temperatura e la luminosità varia con la quarta potenza della massa. Infine, se la massa è inferiore a metà della massa del Sole, l'esponente della relazione si riduce a 2.3.

Corpo nero: si tratta di un oggetto ideale che, per definizione, assorbe tutta la radiazione che incide su di esso. Un'approssimazione reale di corpo nero è costituita, per esempio, da un cubo cavo, con le pareti interne annerite e con un unico piccolo foro di accesso per la radiazione. In equilibrio termico il corpo nero emette una propria radiazione elettromagnetica dipendente solo dalla sua temperatura .

Alla fine del XIX Secolo il problema di costruire un modello fisico del corpo nero, che si accordasse con i dati sperimentali per questa emissione, creava un gran mal di testa alla comunità dei fisici. Infatti il modello classico prevedeva un'emissione che era in completo disaccordo con la realtà, come vediamo nell'immagine che segue e che ben evidenzia la “catastrofe ultravioletta”.



Secondo il modello classico, al ridursi della lunghezza d'onda l'intensità dell'emissione sarebbe dovuta crescere all'infinito ... Nel modello proposto da Max Planck nel 1901 e che soddisfaceva i dati sperimentali, la cavità del corpo nero era invece piena di oscillatori e l'energia di questi era quantizzata. L'assunzione al momento sembrava priva fondamento, ma nel 1905 Einstein propose la quantizzazione della radiazione elettromagnetica (in fotoni) per spiegare l'effetto fotoelettrico: la cavità era quindi piena di un gas di fotoni.

Le equazioni che descrivono il modello sono:

La **legge di Planck**: descrive la quantità di energia per unità di superficie, di tempo e di angolo solido emessa da un corpo nero a temperatura T nell'intervallo di frequenza ν e $\nu + d\nu$.

$$I(\nu, T)d\nu = \left(\frac{2h\nu^3}{c^2} \right) \frac{1}{e^{\frac{h\nu}{kT}} - 1} d\nu$$

La **legge dello spostamento di Wien**: fornisce la lunghezza d'onda alla quale si ha la massima intensità della radiazione del corpo nero.

$$\lambda_{\max} = \frac{b}{T}$$

La **legge di Stefan-Boltzmann**: la potenza emessa per unità di superficie sul corpo nero è proporzionale alla quarta potenza della temperatura.

$$j^* = \sigma T^4,$$

Costanti:

$$h = 6.626 \cdot 10^{-34} \text{ Js}$$

$$k = 1.38 \cdot 10^{-23} \text{ JK}^{-1}$$

$$b = 2.898 \cdot 10^{-3} \text{ mK}$$

$$\sigma = 5.67 \cdot 10^{-8} \text{ Wm}^{-2}\text{K}^{-4}$$

Facciamo un esempio: immaginiamo il nostro Sole (che ha un diametro di 1.4 milioni di chilometri ed è una stella tra le più comuni) alla stessa distanza della stella più vicina a noi (circa 4 a.l.) e calcoliamo sotto quale angolo lo vedremo.

Convertendo le unità di misura in metri ed approssimando la tangente dell'angolo all'angolo stesso (cosa possibile per piccoli angoli) otteniamo:

$$\alpha = 2 \cdot \frac{d}{L} = 2 \cdot \frac{1.4 \cdot 10^9}{4 \cdot 10^{16}} = 7 \cdot 10^{-9} \text{ rad} \sim 10^{-3} \text{ arcsec}$$

dove d indica il diametro del Sole e L la distanza cui lo immaginiamo.

Quindi se il Sole occupasse il posto della stella a noi più vicina, noi lo vedremo sotto un angolo di circa un millesimo di secondo d'arco.

Calcoliamo il diametro che dovrebbe avere un telescopio con sufficiente potere risolutivo, in modo da permetterci di distinguere il disco del Sole:

$$R = \frac{\lambda}{D} \Rightarrow 7 \cdot 10^{-9} = \frac{500 \cdot 10^{-9}}{D} \Rightarrow D \sim 70 \text{ m}$$

cioè un telescopio di 70 metri di diametro!

Emissione: ma da dove arriva tutta l'energia che il Sole emette in continuazione e da circa 4.5 miliardi di anni? E quella delle altre stelle?

Se il Sole fosse fatto di carbone e fosse questo il combustibile, sarebbe durato solo 300 anni ... e i fossili ci dicono che la Terra è molto più vecchia!

Per lo stesso motivo va scartata l'ipotesi formulata da Lord Kelvin e Hermann von Helmholtz a metà del XVIII Secolo; l'energia sarebbe stata prodotta dalla contrazione gravitazionale del gas che costituisce l'astro... ma allora il Sole si sarebbe contratto da un raggio uguale all'orbita terrestre solo 25 milioni di anni fa!

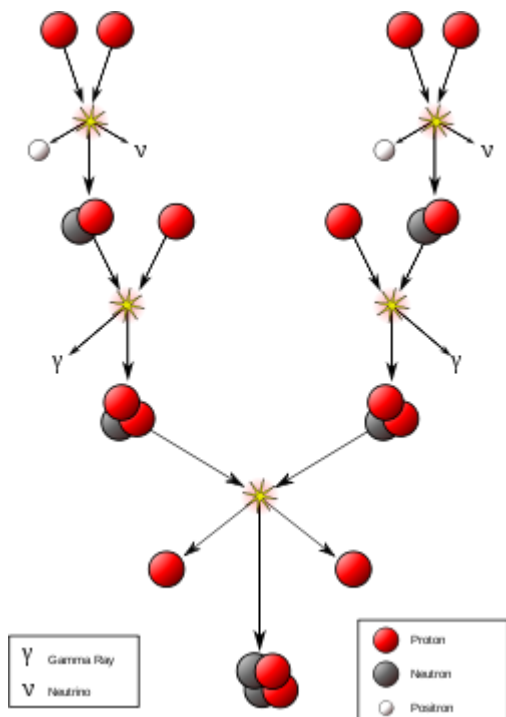
Solo dopo che atomi, nuclei e loro componenti furono efficacemente spiegati, fu possibile prendere in considerazione le reazioni nucleari.

Nel 1920 Arthur Eddington per primo suggerì come candidato la fusione nucleare di idrogeno in elio; nel 1929 George Gamow espresse il fattore, che prese il suo nome, che determina la probabilità che due nuclei si avvicinino abbastanza da far sì che la forza nucleare forte superi la repulsione coulombiana.

Successivamente vennero derivate le velocità cui avvenivano queste reazioni in condizioni di alta pressione e temperatura, come quelle nel nucleo di una stella.

Nel 1939 Hans Bethe pubblicò un lavoro nel quale analizzava le possibili reazioni di fusione dell'idrogeno in elio e negli anni seguenti altri autori descrissero la sintesi di elementi più pesanti.

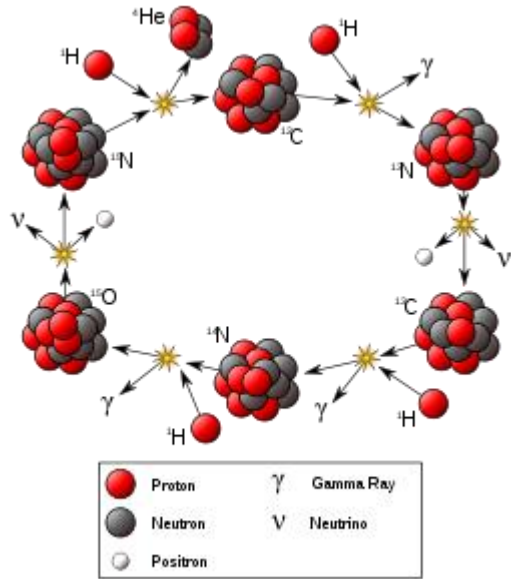
Nei nuclei delle stelle in sequenza principale i nuclei di idrogeno si fondono insieme per produrre elio in due modi, che dipendono dalla massa della stella.



Il bruciamento rappresentato dalle catene p-p (proton-proton) si innesca a temperature superiori a 10^7 K e produce, per ogni reazione, 26 MeV. Ne vediamo una rappresentazione semplificata qui a fianco.

La massa dell'idrogeno in input è superiore alla massa dell'elio prodotto e questo difetto viene convertito in energia secondo la famosa formula di Einstein $E = mc^2$.

Più caldo è il nucleo della stella, maggiore è l'energia con cui collidono i nuclei di idrogeno e la probabilità che avvenga la reazione, maggiore è quindi l'energia prodotta.



Se alla sua formazione la stella già conteneva tracce di carbonio, azoto e ossigeno (CNO) e se la sua massa è circa 1.5 volte quella del Sole (generando una temperatura nel nucleo di almeno $1.7 \cdot 10^7$ K), allora il processo dominante per la produzione di elio diventa il ciclo CNO (schematizzato qui a fianco).

Ogni reazione produce 26.8 MeV.

La vita di una stella non si conclude con la fine dell'idrogeno: a seconda della sua massa (e quindi della temperatura del nucleo), si possono innescare successivamente bruciamenti di elio, carbonio, neon, ossigeno e silicio.

Sicuramente nessuna stella potrà, però, utilizzare il ferro come combustibile, perchè quando si fondono insieme nuclei di ferro per produrre elementi più pesanti, viene consumata energia, non prodotta!

Equazioni fondamentali: una stella resta in sequenza principale per un tempo molto lungo, indicando che deve aver raggiunto ed essere in grado di mantenere un equilibrio tra le forze che agiscono al suo interno. Per esempio, se la quantità di energia che entra in una certa regione della stella fosse maggiore di quella che ne esce, quella stessa zona aumenterebbe di temperatura, cambierebbe densità e non potrebbe continuare ad occupare la stessa posizione all'interno dell'atmosfera stellare, come una mongolfiera che si alza scaldando il gas nel pallone, riducendone la densità. Oppure, se la forza di gravità che agisce su uno strato della stella fosse maggiore della spinta che questo riceve invece verso l'esterno, lo stesso strato cadrebbe verso il centro della stella ...

Quattro sono le equazioni che devono essere soddisfatte per mantenere l'equilibrio:

Equilibrio idrostatico:

$$\frac{dP}{dr} = -\rho G \frac{M_r}{r^2}$$

Conservazione della massa:

$$\frac{dM_r}{dr} = 4\pi r^2 \rho$$

Equilibrio termico:

$$\frac{dL_r}{dr} = 4\pi r^2 \epsilon$$

Equilibrio radiativo:

$$\frac{d}{dr} \left(\frac{1}{3} a T^4 \right) = - \frac{k\rho}{c} \frac{L_r}{4\pi r^2}$$

o convettivo:

$$\frac{1}{T} \frac{dT}{dr} = \frac{\Gamma_2 - 1}{\Gamma_2} \frac{1}{P} \frac{dP}{dr}$$

Queste ultime due equazioni vanno applicate a seconda che la stella trasporti l'energia prodotta nel nucleo verso l'esterno come radiazione o attraverso moti convettivi.

Tralasciando le costanti, P indica la pressione, r il raggio, M la massa, L la luminosità, ρ la densità, ε la quantità di energia per unità di massa, T la temperatura.

Vari sono gli aspetti che possono essere approfonditi in relazione all'estinzione. Si tratta, per cominciare, di un fenomeno ubiquo, ma dipendente per intensità ed azione, dalle caratteristiche fisiche del mezzo coinvolto, cioè le polveri.

Infatti la legge di estinzione (cioè la sua dipendenza dalla lunghezza d'onda della radiazione estinta) dipende direttamente da proprietà della polvere, come grandezza dei grani, composizione e presenza o assenza di mantelli di ghiaccio sui grani stessi.

Un passo per migliorare le correzioni all'estinzione consiste quindi nel modellizzare al meglio le polveri presenti nel mezzo interstellare della nostra Galassia, in funzione anche della zona che stiamo osservando.

Ma anche nelle altre galassie è presente l'estinzione. Influisce sulla determinazione delle loro distanze e magnitudini assolute, sul tasso di formazione stellare e funzione di luminosità. Data la distanza, non possiamo pretendere di caratterizzare le polveri all'interno delle altre galassie, ma possiamo studiarne le proprietà in relazione a grandezze fisiche misurabili.

Per esempio, l'estinzione dipende non solo dalla quantità di polveri presente, ma anche dalla loro distribuzione; un parametro importante è perciò l'indice di concentrazione, definito come il rapporto tra le lunghezze dei semiassi maggiori delle ellissi che contengono il 90% ed il 50% del flusso di radiazione che ci arriva dalla galassia osservata ... a sua volta questo dipende dall'inclinazione sotto cui vediamo la galassia.

Infine, le polveri non solo assorbono, ma anche diffondono la radiazione. Quindi osservando un oggetto vediamo anche la radiazione che viene diffusa nella nostra direzione da parte delle polveri, che altrimenti non ci raggiungerebbe, perché aveva originariamente un'altra direzione: per oggetti come stelle con involucri circumstellari, ammassi stellari, nuclei galattici ed intere galassie questa ulteriore correzione può essere importante.

η Carinae: di questo probabile sistema almeno binario possiamo studiare solo una componente, una luminosa stella blu variabile. Si trova a circa 2500 parsec, nella costellazione della Carena, ed ha una luminosità che è circa 4 milioni di volte quella del Sole.

È da sottolineare l'avverbio “circa” perché si tratta di una stella variabile, che cambia quindi (ed inaspettatamente, in questo caso) la propria luminosità. Dal 1820 al 1847 è passata, tra lo stupore degli astronomi, da una tranquilla magnitudine apparente 4 ad essere la seconda stella più luminosa del cielo, dopo Sirio, con magnitudine -0.8... ma teniamo conto che Sirio si trova a solo 2.5 parsec!

Non è l'unico evento che ha destato interesse per questo sistema molti inquieto: dal 1837 al 1858 è avvenuta una “grande eruzione”, che ha espulso dalla stella circa 6 masse solari, creando la nebulosa dell'Homunculus.

Si ipotizza che si tratti di un sistema binario, perché la presenza di una compagna massiccia e calda spiegherebbe il periodo di 5.5 anni registrato sia a livello fotometrico (quantità di radiazione emessa) che spettroscopico (tipo di radiazione emessa). Inoltre la collisione tra i venti stellari provocherebbe l'emissione dei raggi X che registriamo.

Ma non tutto torna. Per esempio, perché prima del 1944 non erano presenti nello spettro di η Carinae le righe in emissione HeI, [FeIII] e [NeIII]? Dopo le troviamo negli spettri, ma prima no. Oppure perché nell'ultimo periodo il minimo di intensità della radiazione X è durato solo quattro settimane, invece delle dieci dei precedenti due periodi.

Questi comportamenti potrebbero essere legati al fatto che in stelle così [massicce](#) la gravità riesce a stento a bilanciare la pressione della radiazione prodotta in quantità enormi nel nucleo. Questo delicato equilibrio viene a volte perturbato e la gravità perde la presa sulla materia che costituisce la stella, cambiando, per esempio, la velocità del vento stellare e la quantità di materia che viene espulsa.



La **funzione iniziale di massa** descrive empiricamente il numero di stelle all'interno di una popolazione stellare che siano nate con una massa compresa in un certo intervallo.

La funzione viene spesso espressa come una serie di potenze della massa iniziale della stella, come di seguito:

$$0.4 \leq \frac{M}{M_{Sol}} \leq 1 \quad N(M) = C \left(\frac{M}{M_{Sol}} \right)^{-1.25}$$

$$1 < \frac{M}{M_{Sol}} \leq 3 \quad N(M) = C \left(\frac{M}{M_{Sol}} \right)^{-2.35}$$

$$3 < \frac{M}{M_{Sol}} \leq 20 \quad N(M) = C \left(\frac{M}{M_{Sol}} \right)^{-3.2}$$

Sotto vediamo una rappresentazione grafica della funzione; chiaramente all'aumentare della massa, il numero di stelle che si formano decresce molto velocemente.



In pratica, ogni circa 30000 stelle di massa 0.4 masse solari che si formano, ne avremo 2000 di massa 2, 600 di massa 5, 60 di massa 10 e solo una di massa 15... e meno di una di massa 20!

Indice di colore: la definizione di questa grandezza fisica è semplice, ma la sua misura deve essere corretta per l'estinzione.

Questo è un fenomeno dovuto all'assorbimento e scattering (diffusione) della radiazione emessa dalla sorgente a parte della materia (gas, polveri) che si trova lungo il suo percorso verso l'osservatore.

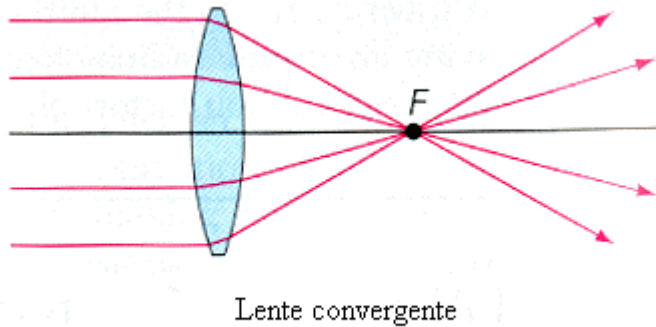
In generale, la radiazione viene maggiormente estinta (ridotta) a piccole lunghezze d'onda. Questo implica che l'indice di colore (la differenza tra due magnitudini a lunghezze d'onda diverse) sarà distorto dall'estinzione: la maggiore estinzione per il blu, rispetto al verde, aumenterà la magnitudine di colore B più di quanto accada alla magnitudine V, facendo sì che l'indice di colore B-V aumenti ... ma indice di colore più grande implica temperatura della sorgente minore, rispetto a quella reale.

Un'ultima precisazione: l'estinzione dipende da dove si trova la sorgente. Infatti una stella che si trovi sul disco della nostra galassia emette radiazione che deve attraversare più nubi di gas per giungere a noi, rispetto a una stella che si trovi nell'alone ... e una sorgente extragalattica? E che dire del fatto che le nubi di gas e polveri non sono omogenee?

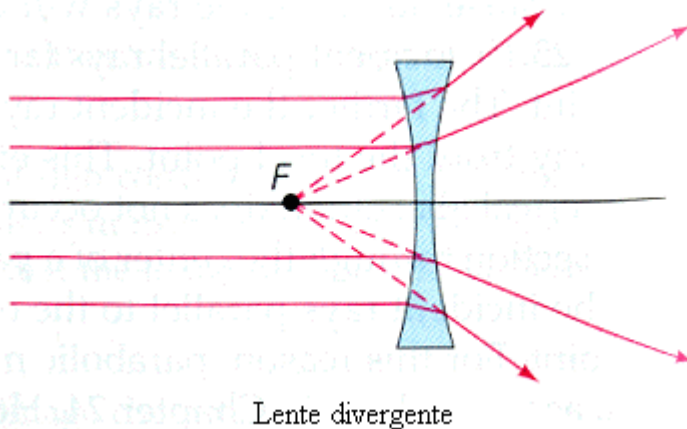
Sono tutti problemi che gli astronomi continuano a [studiare](#), per migliorare le correzioni che devono essere apportate ai dati osservativi.

Lente: si tratta di uno strumento ottico, di solito a simmetria cilindrica, che trasmette (cioè è trasparente) e rifrange (cioè devia) la luce. Definizione tecnica, che però si adatta anche a una goccia d'acqua su un vetrino: provate a usarla come lente di ingrandimento, è stupefacente!

Ecco, la lente di ingrandimento è la più comune, ma anche occhiali e lenti a contatto sono esempi di questi strumenti. E a tipi diversi di difetti della vista corrispondono lenti diverse per la correzione; per esempio, i presbiteri di solito necessitano di una lente convergente per vedere bene, mentre i miopi di una divergente.



Una lente **convergente** fa convergere i raggi di luce paralleli all'asse ottico (cioè alla retta perpendicolare al suo piano e passante per il suo centro) in un unico punto detto fuoco. Raggi di questo tipo sono prodotti da una sorgente a distanza infinita (nella pratica, molto grande). Fisicamente la lente ha il centro più spesso dei bordi. La distanza tra il centro della lente e il fuoco si chiama distanza focale.

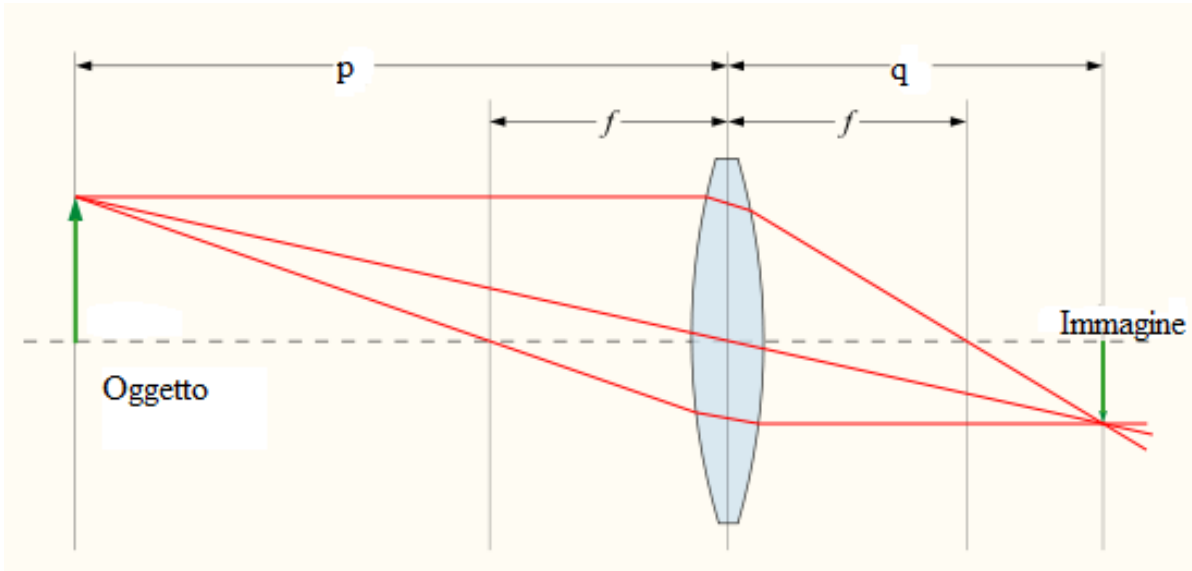


Una lente **divergente**, invece, fa divergere (cioè allontana) i raggi di luce paralleli all'asse ottico. Nella figura vediamo che questi raggi hanno come direzione la congiungente tra il punto di incidenza sulla lente e un punto detto fuoco. Questa volta la lente è più sottile al centro che ai bordi. La definizione di distanza focale è la stessa.

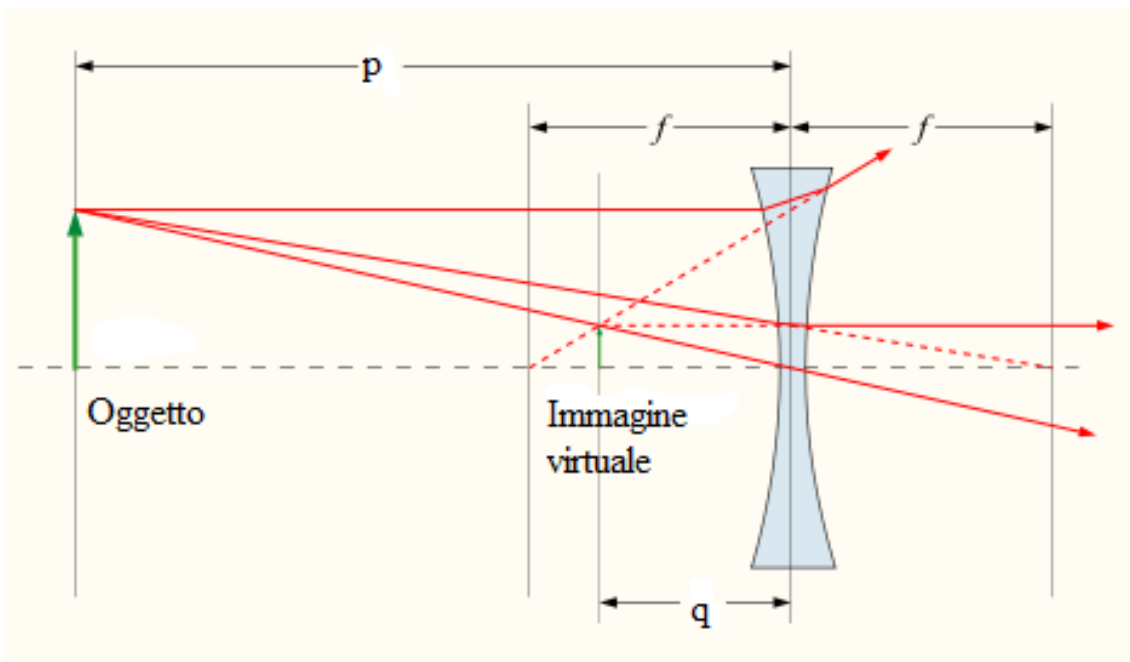
La costruzione di immagini di oggetti attraverso lenti deve soddisfare due semplici leggi:

1. I raggi paralleli all'asse ottico vengono deviati nel fuoco e i raggi passanti per il fuoco vengono deviati parallelamente all'asse ottico.
2. I raggi passanti per il centro non vengono deviati.

Vediamo di seguito nelle figure la soluzione grafica del problema di trovare l'immagine di un oggetto, per una lente convergente e una divergente.



Lente convergente.



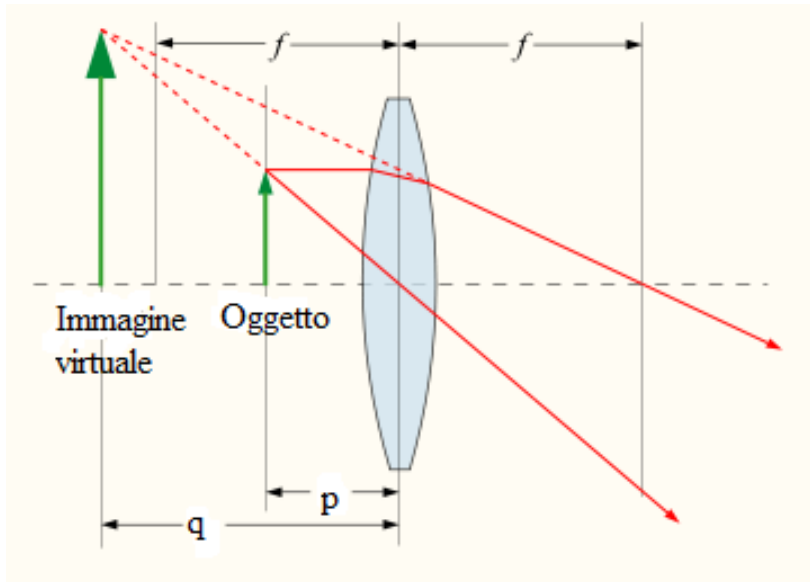
Lente divergente.

Algebricamente un'equazione vincola la posizione dell'oggetto, dell'immagine e la distanza focale:

$$\frac{1}{p} + \frac{1}{q} = \frac{1}{f}$$

dove p indica la distanza tra oggetto e centro della lente, q quella tra immagine e centro della lente e f la distanza focale.

La lente di ingrandimento è una lente convergente; affinché funzioni, dobbiamo posizionare l'oggetto tra il fuoco e la lente, in modo da ottenere un'immagine ingrandita e virtuale. L'immagine si dice virtuale quando è prodotta non da raggi reali, ma da proiezioni di raggi da parte del nostro sistema occhio-cervello.



Lente di ingrandimento.

L'ingrandimento, cioè il rapporto tra le dimensioni dell'immagine e quelle dell'oggetto, coincide con il rapporto tra le distanze di immagine e oggetto dalla lente.

$$G = \frac{q}{p}$$

dove G è l'ingrandimento.

In rete è disponibile software gratuito per simulare il comportamento di sistemi di lenti; in questo sito <http://www.ub.edu/javaoptics/index-en.html> è possibile scaricare varie applet Java, create da un gruppo dell'Università di Barcellona, che simulano, per esempio, l'occhio (Eye model), sistemi di lenti (Ray tracing) e molti altri fenomeni ottici.

Luminosità (*luminosity*): in astronomia, per luminosità, si intende la quantità di energia totale irradiata in tutte le direzioni da una sorgente (stella, galassia, nube di gas ...) nell'unità di tempo. Si misura in watt, cioè joule al secondo.

La quantità di energia per secondo e per metro quadro che invece arriva all'osservatore (per esempio a noi sulla superficie terrestre) dipende dalla distanza della sorgente.

Infatti più lontano si trova la nostra stella, più la luce che emette (e perciò l'energia) sarà sparsa su una superficie maggiore e meno ce ne arriverà. Questa quantità, la luminosità divisa per la superficie sulla quale è sparsa, si chiama **brillanza** (*brightness*):

$$B = \frac{L}{S} = \frac{L}{4\pi r^2}$$

dove B indica la brillanza, L la luminosità, S la superficie sulla quale è suddivisa la luminosità, r la distanza tra la stella e l'osservatore.

Misurando la brillanza di un oggetto e conoscendone la distanza, potremmo calcolarne la luminosità, la sola grandezza che ci permetta un confronto oggettivo tra sorgenti.

L'osservazione degli oggetti celesti è cominciata con i primi esseri umani, ben prima che l'astronomia esistesse come scienza; nel XIX secolo, gli astronomi si sono trovati davanti al problema di raccordare una lunghissima tradizione di osservazione con le misure oggettive prodotte dagli strumenti divenuti disponibili. Infatti il sistema in adozione fino a quel momento era stato ideato dall'astronomo greco Ipparco ancora 150 anni prima di Cristo: le stelle più brillanti avevano magnitudine uno, quelle poco meno brillanti magnitudine due, scendendo fino alle sesta magnitudine per le stelle le più deboli ed appena percepibili. Le magnitudini esprimevano perciò la luminosità di una sorgente percepita dall'occhio dell'osservatore.

Questo sistema è stato conservato e inserito in una scala più ampia, sia verso le magnitudini maggiori (che, attenzione, corrispondono a stelle meno brillanti) che verso quelle minori, imponendo che una differenza di 5 magnitudini corrisponda a un fattore 100 per la luminosità:

$$m_2 - m_1 = 5 \quad \Leftrightarrow \quad \frac{I_1}{I_2} = 100$$

Questo tipo di relazione matematica tra magnitudine e luminosità viene espressa con un logaritmo, in questo modo:

$$m = -2.5 \log_{10} \frac{L}{4\pi r^2} + C = -2.5 \log_{10} B + C$$

dove C è una costante, il cui valore viene scelto in modo da mantenere, per le stelle più brillanti, la magnitudine "storica".

Ma anche la magnitudine è un'espressione soggettiva (cioè che dipende dall'osservatore) della luminosità della sorgente: più lontano è l'osservatore, meno brillante è la stella e maggiore è la magnitudine. Stiamo parlando di **magnitudine apparente**.

Come definire allora una **magnitudine assoluta**? Facile: immaginiamo di mettere tutte le sorgenti a una distanza predefinita e in quella posizione ne misuriamo la magnitudine, assoluta questa volta. La distanza prescelta è di 10 parsec.

Parsec? Coraggio, in astronomia le distanze sono grandi, grandissime, assolutamente fuori dalla nostra esperienza quotidiana ... facciamo un passo alla volta:

Equatore terrestre: 40'000 km

Raggio medio dell'orbita della Luna: 384'400 km (circa 10 volte l'equatore terrestre)

Raggio medio dell'orbita della Terra: 150 milioni di chilometri, indicata come UA, unità astronomica (quasi 400 volte il raggio dell'orbita lunare)

Raggio del sistema solare (fino alla fascia di Kuiper, una grande cintura di detriti e piccoli pianeti, cui appartiene anche Plutone): 50 UA

Un parsec (pc): 206'265 UA, cioè tantissimo per noi, ma pochissimo per l'universo, visto che la stella più vicina a noi si trova a circa 1.3 pc.

L'anno luce, che forse è l'unità di misura "astronomica" più famosa, non è utilizzato dagli astronomi; è la distanza percorsa dalla luce in un anno e 3.26 anni luce equivalgono a un parsec.

Ma da dove salta fuori questo parsec? Immaginiamo di uscire dal Sistema Solare e di guardare la Terra che orbita attorno al Sole. Quando vedremo il raggio di questa orbita (circa 150 milioni di chilometri) sotto un angolo di un secondo di arco (cioè la tremilaseicentesima parte di un grado ... e ricordiamoci che in un angolo retto ci sono novanta gradi! Ma quanto è piccolo un secondo d'arco!?) saremo alla distanza di un parsec.

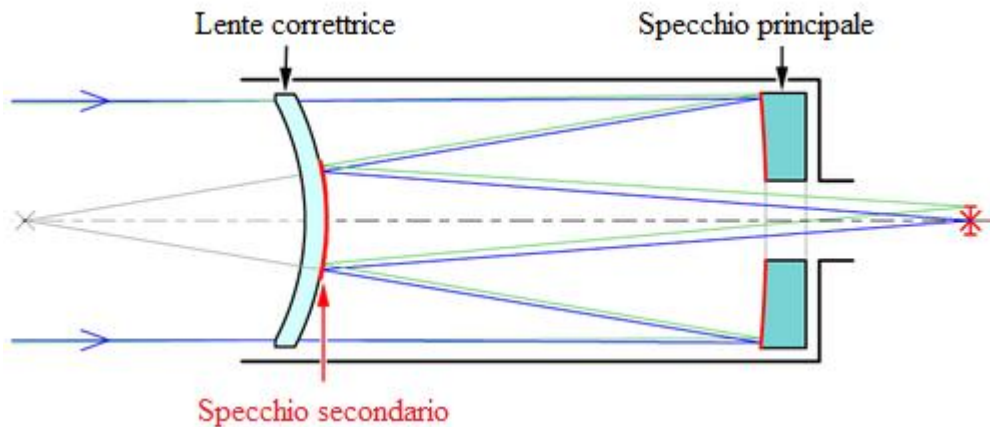
Un'ultima formula, per esprimere il legame tra M , magnitudine assoluta, e m , magnitudine relativa:

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

dove r è la distanza della sorgente in pc.

Maksutov-Cassegrain: si tratta di una configurazione derivata dal Cassegrain classico e che riduce l'ingombro dello strumento.

Il sistema ottico è caratterizzato dalla presenza di una lente menisco convessa, posta all'ingresso dello strumento, che corregge sia l'aberrazione sferica che cromatica. Successivamente la luce viene riflessa dallo specchio principale e indirizzata all'obiettivo dal secondario.



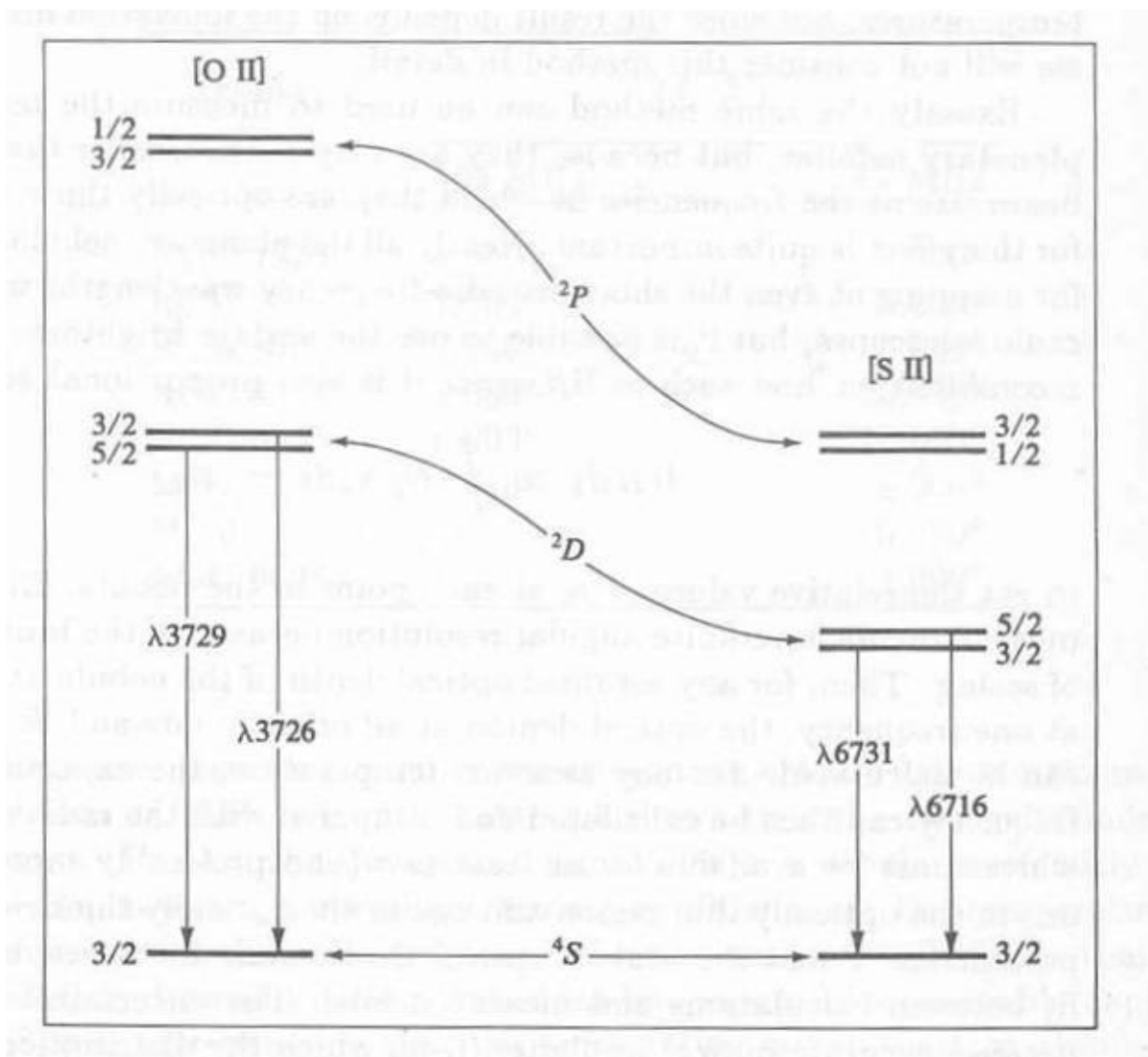
Un limite di questo sistema è dato dalle dimensioni e dal costo della lente: strumenti commerciali di solito non superano i 180 mm di diametro.

Classi O e B: nella nostra Galassia ci sono circa 20000 stelle di classe O, cioè pochissime; ciò è dovuto al fatto che la [probabilità di formazione](#) di una stella decresce violentemente al crescere della sua massa, come anche la durata della sua vita ... quindi nascono poche stelle di classe O che, per di più, vivono anche poco! Le loro masse variano da 16 a 50 masse solari (ma esistono stelle anche di 100 masse solari e oltre, come [Eta Carinae](#)!) e le temperature sono superiori a 30000K.

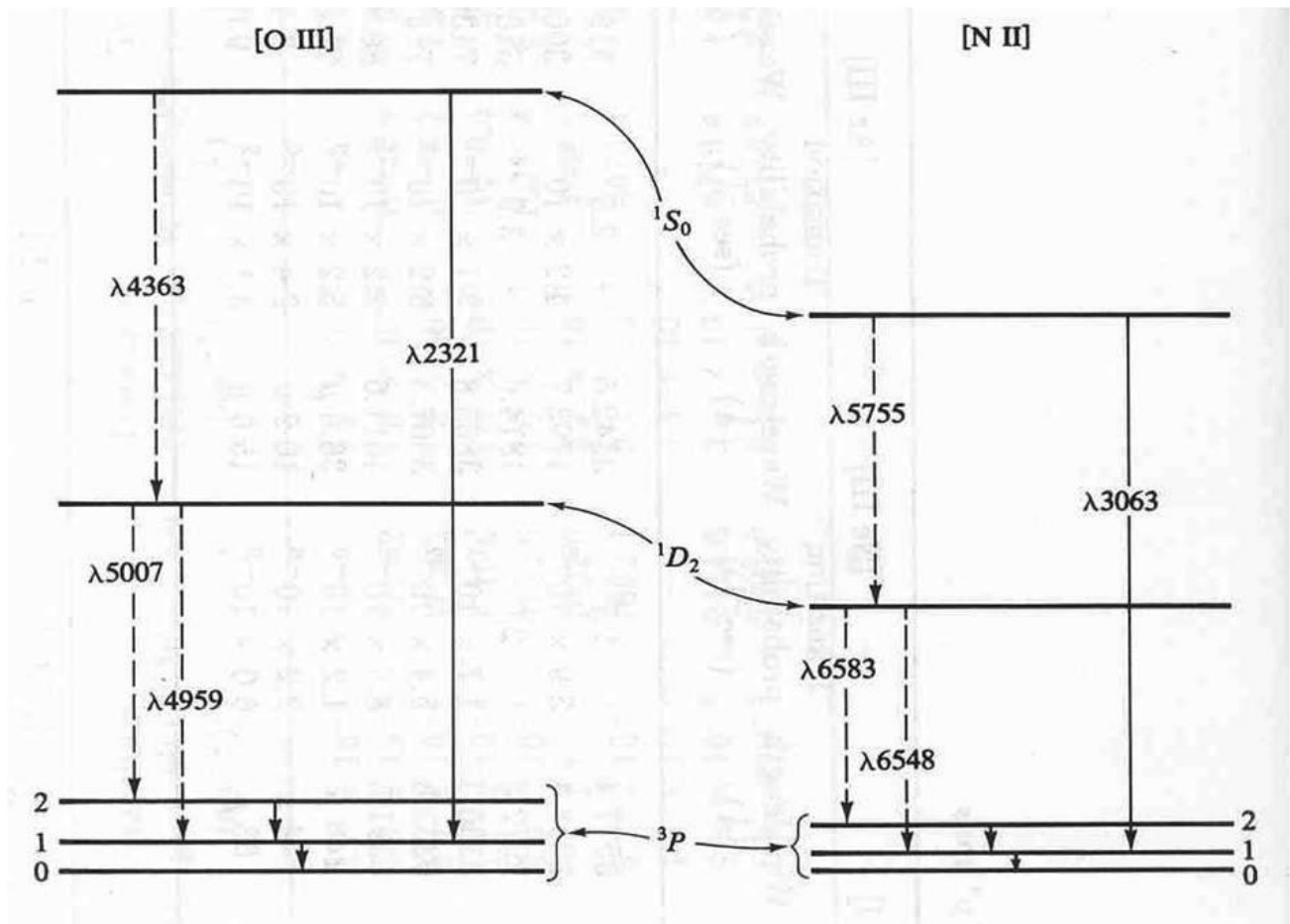
Sono di questa classe Theta C Orionis nel Trapezio, che illumina e riscalda la regione HII nota come Nebulosa di Orione, oppure HD 93129A, la stella più luminosa della nostra Galassia, che contribuisce ad illuminare la nebulosa Carina, nella stessa costellazione.

Rappresentanti della classe B, molto più comune, sono Rigel (Beta Orionis), Algol (Beta Persei), Regulus (Alpha Leonis), Spica (Alpha Virginis) e buona parte delle Pleiadi.

Per un dettaglio delle transizioni corrispondenti alle lunghezze d'onda riportate, vediamo qui sotto:



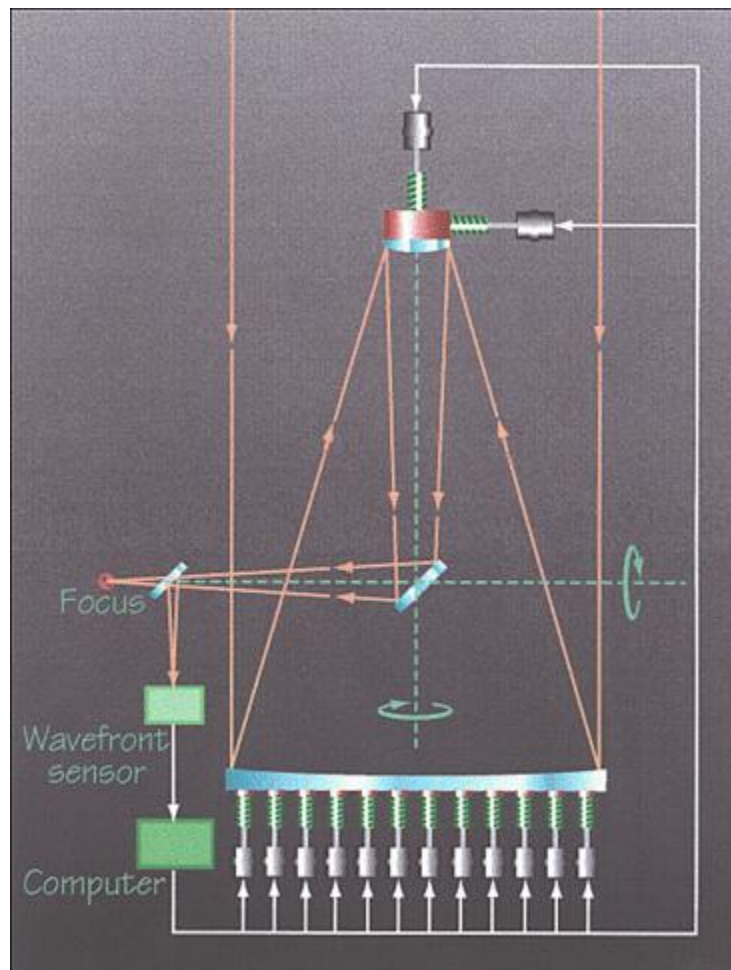
Per un dettaglio delle transizioni corrispondenti alle lunghezze d'onda riportate, vediamo qui sotto:



Lo stato dell'arte: cioè che tipo di strumenti viene adesso usato dagli astronomi, sulla Terra e in orbita?

Cominciamo dalla superficie terrestre e precisamente dall'ESO (European Southern Observatory), nel Deserto di Atacama in Cile. Il sito è uno dei migliori al mondo per le osservazioni da terra, per la lontananza da sorgenti artificiali di luce, per la quota e per il clima.

Uno degli strumenti in uso all'ESO è il Very Large Telescope, costituito da 4 telescopi da 8.2 m di diametro che possono operare indipendentemente oppure insieme, come un unico strumento di 16 m di diametro. Realizzato per raccogliere la radiazione dall'UV vicino all'IR, per migliorare la qualità dell'immagine prodotta si avvale di un sistema di ottiche *attive*: un analizzatore di immagine controlla continuamente la qualità dell'immagine di una stella di riferimento, valutando così le aberrazioni dovute al sistema ottico ed ai piccoli cambiamenti di temperatura. Sulla base della computazione, il sistema apporta piccole deformazioni alla forma dello specchio primario ed alla posizione del secondario, ottimizzando la qualità.



Ecco lo schema del sistema.

Il progetto del VLT è degli anni '90, il telescopio ha cominciato a “osservare” intorno al 2000: nel corso del decennio di attività, modifiche e miglioramenti sono stati proposti e introdotti. Uno di questi consiste nell'utilizzo di ottiche *adattive*. Alla base di questo tipo di ottiche sta un sensore che misura la deformazione del fronte d'onda (della radiazione che riceviamo dalla sorgente) causata dalla turbolenza dell'atmosfera. Poiché i movimenti dell'aria e le sue fluttuazioni di pressione variano nel tempo, il sensore deve continuamente aggiornare le proprie misure. Queste vengono trasmesse ad un computer che agisce su uno specchio che si trova lungo il cammino ottico, deformandolo continuamente in modo da annullare (per quanto possibile) l'effetto deteriorante dell'atmosfera sulla qualità dell'immagine.

Sembra tutto perfetto ma ... Ma serve una stella piuttosto luminosa molto vicina alla sorgente che si osserva (il sensore non può operare su oggetti deboli, quelli che interessano il VLT); e questo succede pochissime volte.

... Ma la correzione, inoltre, funziona su un campo di vista molto piccolo.

Come superare queste difficoltà?

Intanto la stella di riferimento è stata sostituita da un laser che proietta luce nell'atmosfera, rendendo applicabile il metodo a qualsiasi oggetto. Poi, utilizzando non un solo laser, ma molti che scandagliano l'atmosfera ad altezze diverse, ciascuno collegato al proprio sensore di fronte d'onda, è possibile ricostruire la struttura tridimensionale delle perturbazioni. Le correzioni vengono poi trasmesse non a un solo specchio deformabile, ma a vari specchi, ciascuno “coniugato”, cioè collegato, ad una specifica altitudine nell'atmosfera.

Infine, laser multipli permettono di correggere campi di vista più ampi.

In questo modo, da una risoluzione angolare di 1 arcsec nell'IR, si è passati a 30/60 marcsec.

Gli effetti sono enormi: le immagini ottenute a terra con queste tecniche competono con quelle dei telescopi orbitali, come HST.

A questo link <http://www.eso.org/sci/facilities/eelt/> si trova invece uno dei progetti dell'ESO: l'European Extremely Large Telescope ... 42 m di diametro, che aspettiamo per il 2018!

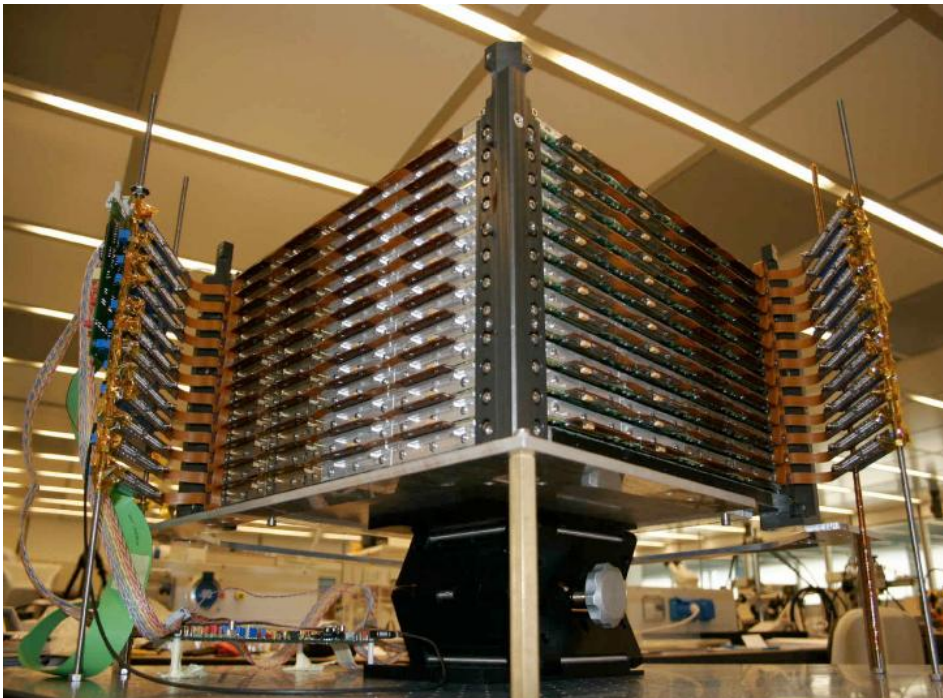
Però ci sono lunghezze d'onda che a terra non possono arrivare, schermate come sono dall'atmosfera stessa, per esempio la radiazione “dura”, come i raggi γ e x . Gli astronomi sono perciò costretti a inviare in orbita, fuori dell'atmosfera, gli strumenti per questo tipo di osservazioni.

Vediamo un telescopio di questo tipo dell'Agenzia Spaziale Italiana, AGILE. Lanciato il 23 aprile 2007, il satellite si è inserito in un'orbita quasi equatoriale; lo strumento che porta ha come scopo raccogliere immagini negli intervalli di energia 30 MeV- 50 GeV e 18-60 keV. Queste finestre permettono di raccogliere dati relativi a AGN, gamma-ray bursts, gamma-ray pulsars, resti di supernovae ... tutto lo zoo delle alte energie.

Per contenere i costi, lo strumento pesa solo 100 kg, mentre il satellite completo 350 kg. Ecco come appare mentre viene coperto con l'isolante termico:



Evidentemente, non ci sono specchi ... Non è una dimenticanza: i raggi γ e x non possono essere raccolti da uno specchio come il visibile, ma necessitano di rilevatori di altro genere, molto diverso:



Nel caso di AGILE, i raggi γ , fotoni molto energetici, vanno a colpire una struttura di 10 strati di tungsteno e silicio; in ciascuno di essi i fotoni possono essere convertiti durante il passaggio nel tungsteno in coppie elettrone-positrone, la cui traiettoria viene registrata dai sensori al silicio sensibili alle particelle cariche: una lettura viene effettuata quando i sensori di almeno 3 strati contigui sono attivati dall'energia rilasciata dalle particelle al loro passaggio. Per questo motivo sul fondo si trovano due strati privi di tungsteno, al solo scopo di registrare il passaggio degli elettroni e positroni generati dai fotoni γ .

Non proprio uno specchio.

A questo link <http://agile.asdc.asi.it/> si possono trovare altre informazioni su AGILE.

Potere risolutivo: è la capacità di un sistema ottico di misurare la separazione angolare tra due punti di un oggetto.

Per risoluzione, invece, si intende la distanza minima tra due oggetti distinguibili in un'immagine.

Ogni sistema ottico subisce gli effetti deleteri sulla qualità dell'immagine di aberrazioni e diffrazione. Le aberrazioni possono essere ridotte e controllate migliorando la qualità del sistema ottico.

La diffrazione, invece, è un fenomeno dovuto all'interferenza delle onde elettromagnetiche con se stesse ed è ineliminabile. Questo fa sì che una sorgente puntiforme formi attraverso un sistema ottico comunque un'immagine costituita da un disco circondato da anelli concentrici. Se due sorgenti sono vicine, i dischi delle immagini si sovrappongono e queste risultano indistinguibili.

In generale, una semplice formula ci dà la risoluzione angolare conoscendo la lunghezza d'onda della luce e il diametro del sistema ottico:

$$\sin \theta = 1.22 \frac{\lambda}{D}$$

dove λ rappresenta la lunghezza d'onda, D il diametro e θ la risoluzione.

Di conseguenza, la luce blu, che ha una lunghezza d'onda più corta di quella rossa, sarà focalizzata in un'immagine più piccola della seconda e a lunghezze d'onda corte sarà possibile distinguere come distinti due punti dell'oggetto che in luce rossa appariranno invece indistinguibili.

È da notare, inoltre, che nulla si guadagna in risoluzione ingrandendo un'immagine magari con una lente: il potere risolutivo non dipende dalla lunghezza focale del sistema ottico.

Nel caso del telescopio, data la grande differenza di dimensioni tra lunghezza d'onda della luce (nanometri, cioè 10^{-9} m) e del diametro dello strumento (metri), la precedente formula può essere così semplificata:

$$R = \frac{\lambda}{D}$$

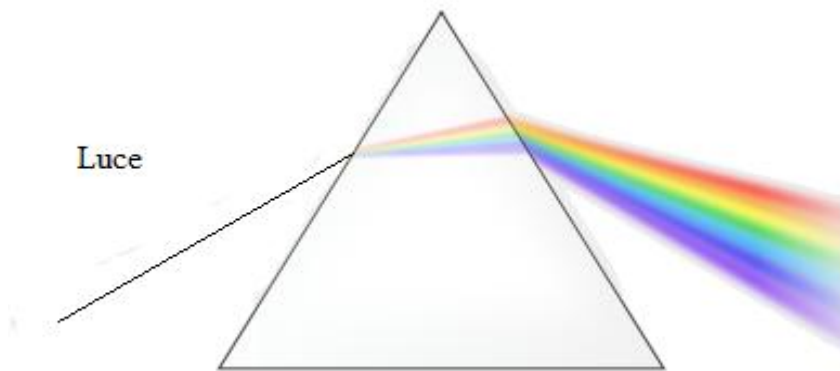
dove R è espresso in radianti (π radianti = 180° gradi).

Per incrementare il potere risolutivo sono perciò necessari strumenti di diametro maggiore; i limiti fisici della costruzione di specchi e lenti impediscono di superare di molto i dieci metri di diametro. Una soluzione consiste invece nel collegare due o più strumenti in uno schieramento; il diametro dell'apparato sarà la distanza tra gli elementi più lontani che lo compongono.

In ogni caso, la turbolenza dell'atmosfera costituisce il limite ultimo per il potere risolutivo: per quanto sarà grande e non deformato il nostro riflettore, non potrà “vedere meglio” di quello che l'atmosfera permette!

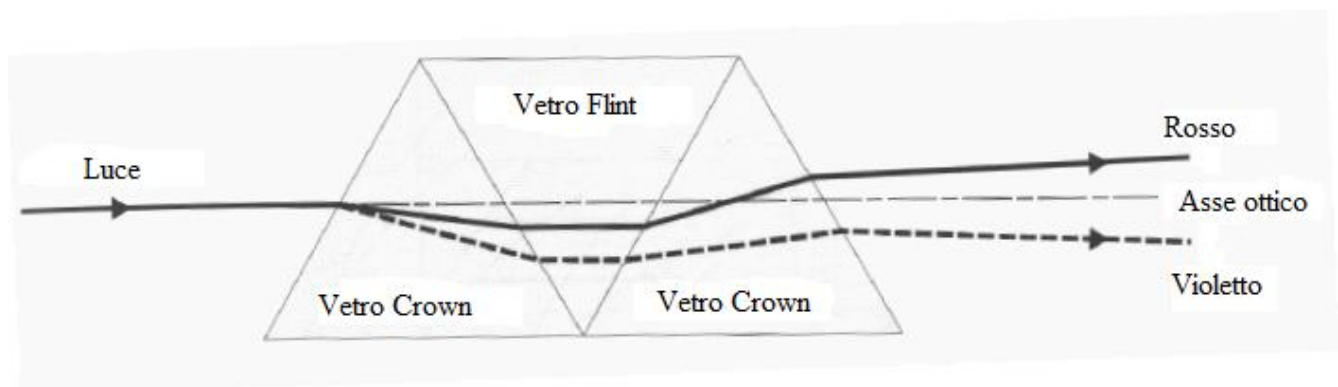
Prisma di Amici: osserviamo un prisma quando un raggio di luce lo attraversa: la luce non esce solo dispersa (cioè separata per frequenza o colore), ma anche deviata di un certo angolo, che dipende dal materiale di cui è costituito il prisma.

Allora immaginiamo di essere un astronomo della metà del XIX Secolo; abbiamo il nostro bel telescopio e ci mettiamo davanti un prisma per osservare gli spettri delle stelle, ma ... che caos! A seconda dell'angolo con cui la luce della sorgente incide sulla faccia del prisma, lo spettro sarà prodotto ad un angolo diverso e in una posizione diversa: quale spettro è di quale stella?



Con la geometria e tanta pazienza è possibile risolvere il problema, ma probabilmente Giovanni Battista Amici, ottico, astronomo e naturalista (1786 – 1863), ne aveva avuto abbastanza di queste difficoltà e proprio verso la seconda metà del secolo costruì un sistema ottico che permette di vedere lo spettro lungo la direzione della luce incidente: comodissimo!

Sotto vediamo la struttura del prisma di Amici: combina 2 tipi diversi di vetro in tre o cinque prismi, in modo che la luce esca sì rifratta, ma nella direzione (asse ottico) lungo la quale è entrata, senza le fastidiose deviazioni dei prismi semplici.



Profondità di campo: distanza massima, lungo l'asse ottico, tra due punti ancora a fuoco.

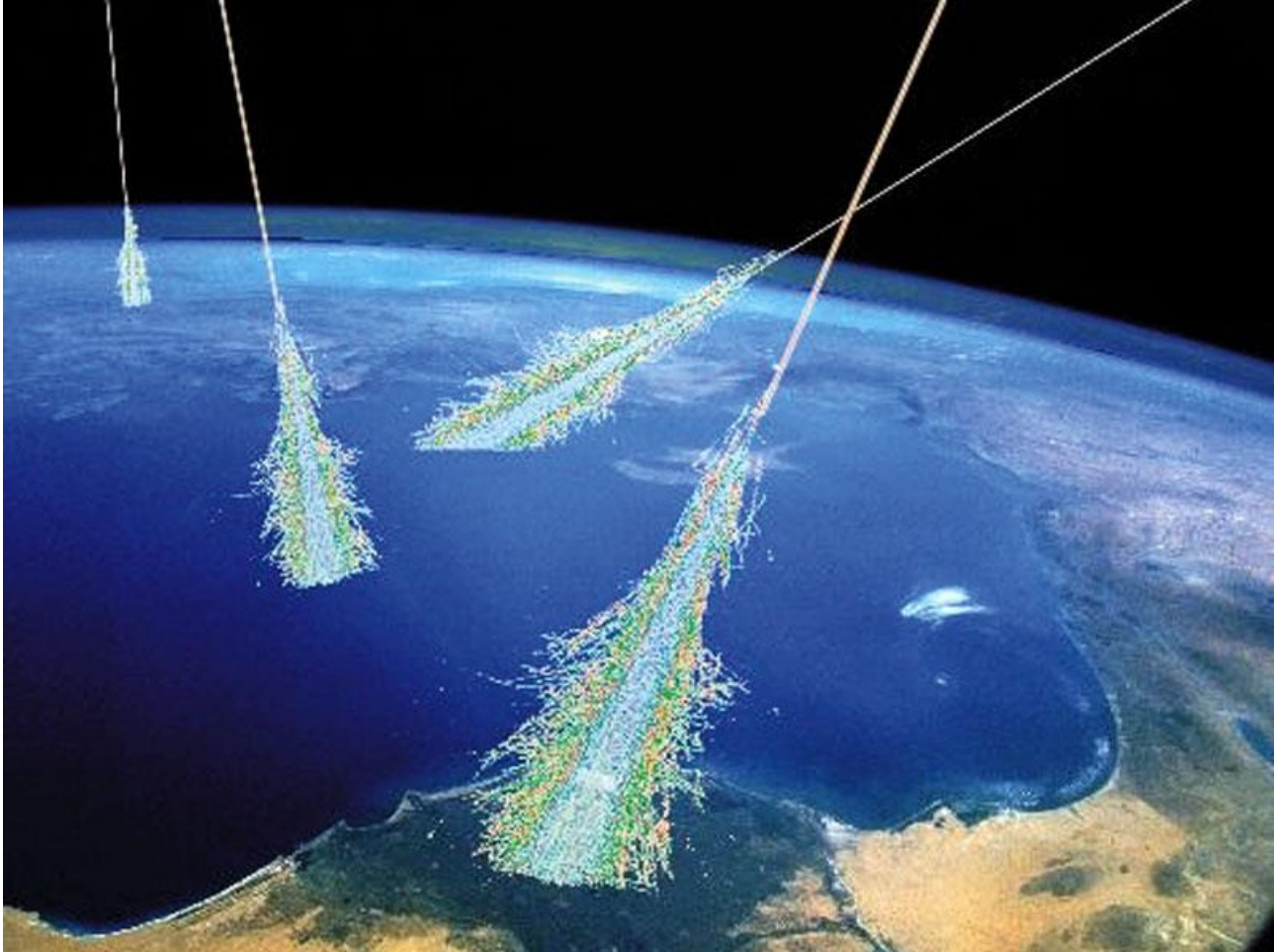
Con piccole aperture (numeri più grandi) tutta la scena è a fuoco; con aperture grandi (numeri più piccoli) sono a fuoco gli oggetti più vicini. La profondità di campo (PdC) è inversamente proporzionale all'angolo sotto il quale l'oggetto vede l'obiettivo; di conseguenza, maggiore è l'apertura, minore è la PdC. Allo stesso modo, è inversamente proporzionale all'ingrandimento; ci aspettiamo quindi che quando utilizziamo uno zoom la profondità di campo sia compressa. ([calcoli](#)).

Due foto a ISO 100, la prima f/8 con un tempo di esposizione 1/800 s, la seconda f/20 con tempo 1/100 s per compensare la riduzione dell'apertura (l'area varia di più di 6 volte):



Guardate cosa succede allo sfondo!

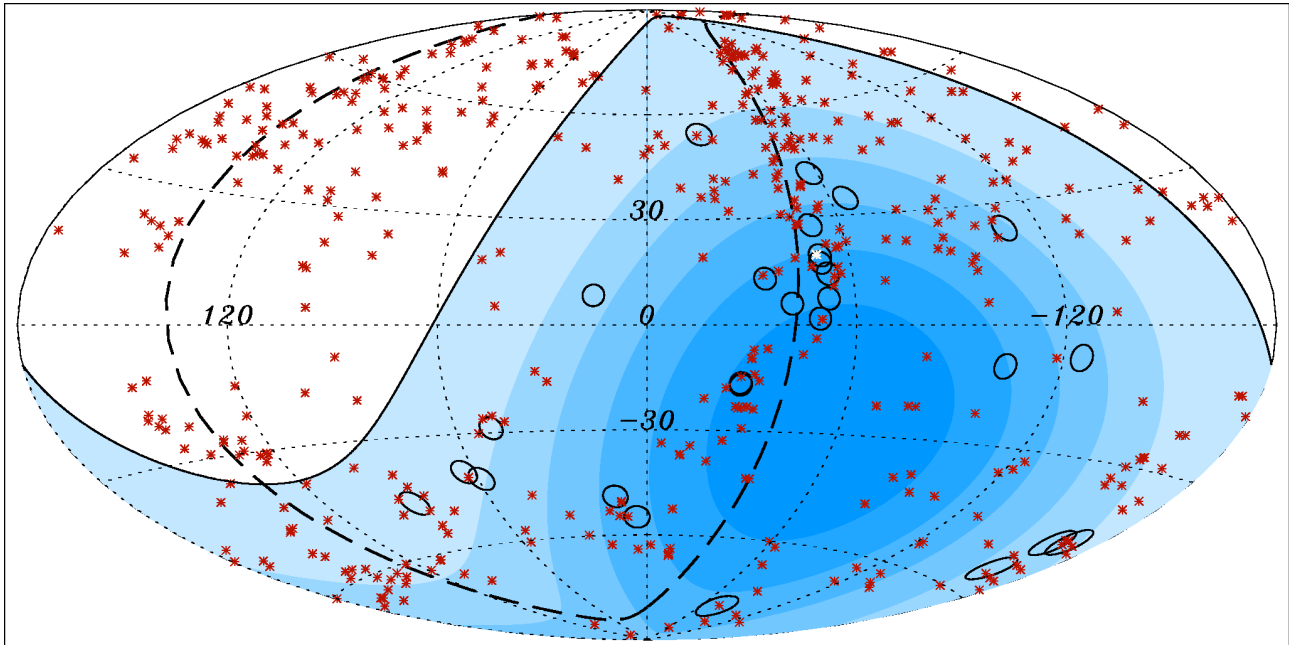
Raggi cosmici: dallo spazio esterno piovono sull'atmosfera terrestre particelle con energie molto elevate, anche superiori a 100GeV. Appena interagiscono con l'atmosfera, producono una serie di eventi che generano una vera cascata di particelle "figlie" che possono essere registrate da appositi sensori.



Nel novembre del 2008 è stato inaugurato il [Pierre Auger Observatory](#), che, dalla pampa argentina, osserva i raggi cosmici alle più alte energie, per capire da dove arrivano e quali siano quindi le loro sorgenti. L'osservatorio sfrutta due diversi metodi per individuare le sue prede.

Immaginate 1600 vasche contenenti ciascuna 12000 litri d'acqua, distanti tra loro un chilometro e mezzo e completamente buie all'interno ... queste sono le componenti principali dell'osservatorio: quando le particelle prodotte nell'atmosfera da un raggio cosmico, a loro volta molto energetiche, attraversano l'acqua, la "illuminano" con la radiazione di Cherenkov (emessa quando particelle cariche attraversano un mezzo dielettrico a velocità superiore a quella che avrebbe la luce nel mezzo stesso); tubi fotomoltiplicatori registrano l'evento. L'intensità della radiazione ci fornisce dati sull'energia del raggio cosmico originale, mentre i leggeri ritardi tra le accensioni di diverse vasche ci dicono la traiettorie delle particelle.

Ma non basta. L'osservatorio dispone anche di rivelatori ottici che vedono la radiazione UV prodotta dall'interazione tra particelle cariche e azoto atmosferico, fino a distanze di 15 km.



Nella mappa qui sopra, in azzurro viene rappresentata la parte di volta celeste visibile all'osservatorio. I cerchietti neri indicano le posizioni degli eventi scatenati dai raggi cosmici, mentre le crocette rosse le posizioni dei nuclei galattici attivi ([AGN](#)): poiché i cerchi non sono distribuiti casualmente, ma correlati alle crocette, pensiamo che gli AGN siano sorgenti di raggi cosmici.

Ma non serve uscire dalla nostra galassia per trovare un nucleo che produce raggi cosmici molto energetici, ne abbiamo un esempio anche nel nostro Centro Galattico. Pensiamo che vi si trovi un buco nero supermassiccio (milioni di masse solari) e che la radiazione dura sia prodotta dalla materia che vi cade. Se la massa del buco nero è inferiore a 100 milioni di masse solari, quando una stella cade verso il buco nero, questa viene approssimativamente spaccata in due: una parte viene espulsa lontano, mentre l'altra forma un disco di accrescimento transitorio. Questo può essere la sorgente di eventi di emissioni particolarmente intensi ed energetici.

Non è però necessario un buco nero, per produrre questi fotoni ultra-energetici: il sistema binario PSR B1259-63/SS2883 è costituito da una pulsar (una stella a neutroni) e una stella Be (cioè una stella di classe spettrale B, con forti righe in emissione dell'idrogeno). E da questo sistema ci arrivano raggi γ di energia superiore a 100 GeV: due i possibili "motori" che li generano.

Una prima ipotesi è che le particelle ultrarelativistiche del vento stellare della pulsar (che impedisce l'accrescimento sulla pulsar stessa) collidano con il flusso equatoriale di materia in uscita dalla stella, producendo mesoni π^0 e da questi raggi γ che osserviamo.

Oppure elettroni del vento della pulsar, con energie relativistiche, diffondono fotoni UV del campo di radiazione della stella, cedendo loro energia in un processo Compton inverso e trasformandoli in raggi γ .

Infine, un'altra possibile sorgente, ma non ancora osservata, di raggi cosmici è costituita dagli ammassi di galassie. Ci aspettiamo che la materia fredda che cade verso l'ammasso collide violentemente con il mezzo caldo che riempie l'ammasso, generando efficacemente particelle molto energetiche. Inoltre i raggi cosmici possono anche essere prodotti all'interno delle singole galassie dell'ammasso e successivamente accelerate nel mezzo intra-ammasso.

RAW: è possibile fare una semplice esperienza per misurare quanto diversamente agiscono sui dati registrati dal CCD i formati RAW e JPG.

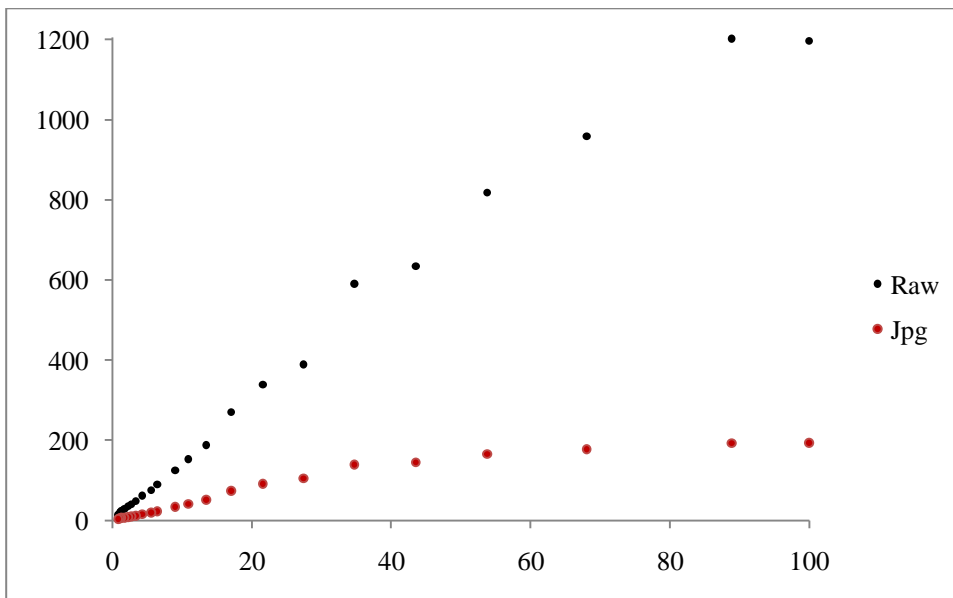
Ci servono un contenitore cilindrico, apribile ad un'estremità, cartoncino nero opaco, carta bianca e la macchina digitale. Foderiamo prima l'interno del cilindro con il cartoncino nero; copriamo una delle basi con la carta bianca e pratichiamo un foro circolare presso il centro di questa. Abbiamo realizzato una buona approssimazione di un corpo nero.

Dobbiamo ora fare una serie di foto, sia in formato RAW che JPG, del foro e della carta che lo circonda, variando solo l'apertura. Illuminiamo bene il soggetto e facciamo prima qualche prova per valutare quale tempo di esposizione scegliere in modo da avere un buon numero di foto con apertura decrescente (cioè f/numero crescente) evitando la saturazione.

Con IRIS misuriamo (comando **Slice** nel menu **View**) per ciascuna apertura il segnale registrato dal CCD sia sul foro che sulla carta bianca per entrambi i formati; la differenza tra quest'ultima lettura e quella del foro (il fondo) ci dà il valore dell'intensità luminosa.

Ragioniamo un momento: visto che non cambiamo alcuna condizione, se non l'apertura, la quantità di energia che arriva sul CCD deve essere direttamente proporzionale all'area dell'apertura, cioè inversamente proporzionale al quadrato del numero dell'apertura.

Ecco cosa abbiamo ottenuto per i due formati:



In ascissa abbiamo le aree delle aperture, in ordinata le intensità, entrambe in unità arbitrarie.

Chiaramente il formato RAW preserva la proporzionalità diretta tra area ed intensità del segnale, mentre il JPG appiattisce logaritmicamente il valori, applicando un algoritmo che comprime i dati.

Per le nostre attività preferiremo quindi lavorare con il formato RAW che garantisce la minima interferenza con i dati registrati dal CCD.

La formazione stellare ha un fortissimo effetto sul mezzo interstellare: lo ionizza, formando regioni HII, lo mescola, con i venti stellari, e lo sconvolge ed arricchisce con le supernovae.

Quando una stella di grande massa, quindi OB, comincia a bruciare idrogeno, i fotoni UV che produce ionizzano il gas molecolare, fino a quel momento neutro, che la circonda. In questo primo stadio, la stella è ancora ben immersa nella nebulosa dalla quale è nata ed è circondata da una piccola (circa 0.1 pc) e compatta regione HII. Per circa 100000 anni ne potremo vedere solo le emissioni radio ed IR, che riescono ad attraversare l'involucro gassoso.

Il tempo passa e la regione HII si espande, spingendo e comprimendo la nube molecolare che la circonda; con un raggio di parecchi parsec, adesso è visibile sia nella banda radio che ottica. Il riscaldamento dei grani di polvere la rende brillante anche nell'IR.

La vita della stella in sequenza principale dura tra uno e sette milioni di anni, durante i quali la regione HII resta più o meno uguale, a meno che la zona non sia densamente popolata da altre stelle e sia possibile una combinazione di più regioni per formarne una gigante e, di solito, di forma irregolare.

La stella, inoltre, emette forti venti stellari, che le fanno perdere massa e trasmettono energia al mezzo interstellare. L'esplosione finale in supernova delle stelle OB dà il colpo di grazia alla nube molecolare, sconvolgendo quello che resta della nube molecolare.

La regione HII può innescare ulteriore formazione stellare sia comprimendo zone della nube molecolare già a densità superiore alla media, portandole all'instabilità ed al collasso; oppure nella sua espansione può spazzare e raccogliere il gas della nube, ancora portandolo a instabilità e collasso.

Saturazione: effetto che si ottiene in una foto con eccessiva esposizione.

Come capirlo? Beh, se la foto è veramente molto sovraesposta, lo si vede chiaramente: è come se fosse stata scolorita dal Sole. Invece se è sottoesposta appare troppo scura. Ma per casi più leggeri di sovra/sottoesposizione, la macchina stessa ci viene in aiuto: direttamente facendo lampeggiare le zone non esposte correttamente o, insieme all'anteprima dell'immagine, con gli istogrammi per i tre canali RGB della loro intensità luminosa. Se i pixel si trovano spostati verso destra, la foto è sovraesposta, se verso sinistra è sottoesposta.

Ecco un esempio di sotto e sovraesposizione.



Sensibilità: amplificazione del segnale ricevuto dal rilevatore; si misura in ISO (100 - 3200), numeri più grandi indicano maggiore amplificazione. Il rumore aumenta con la sensibilità.

Ecco due foto a confronto: entrambe scattate con f/10 e tempo di esposizione 1/200, ma passando da ISO 100 a ISO 200. La sensibilità è raddoppiata e la seconda foto risulta più chiara.



ISO: International Organization for Standardization; unità di misura della sensibilità, equivalente ad ASA e DIN. Per le macchine digitali questo valore è specificato dal costruttore in modo che le immagini prodotte con il CCD abbiano una luminosità simile a quella che si otterrebbe con una pellicola con lo stesso valore di sensibilità e la stessa esposizione.

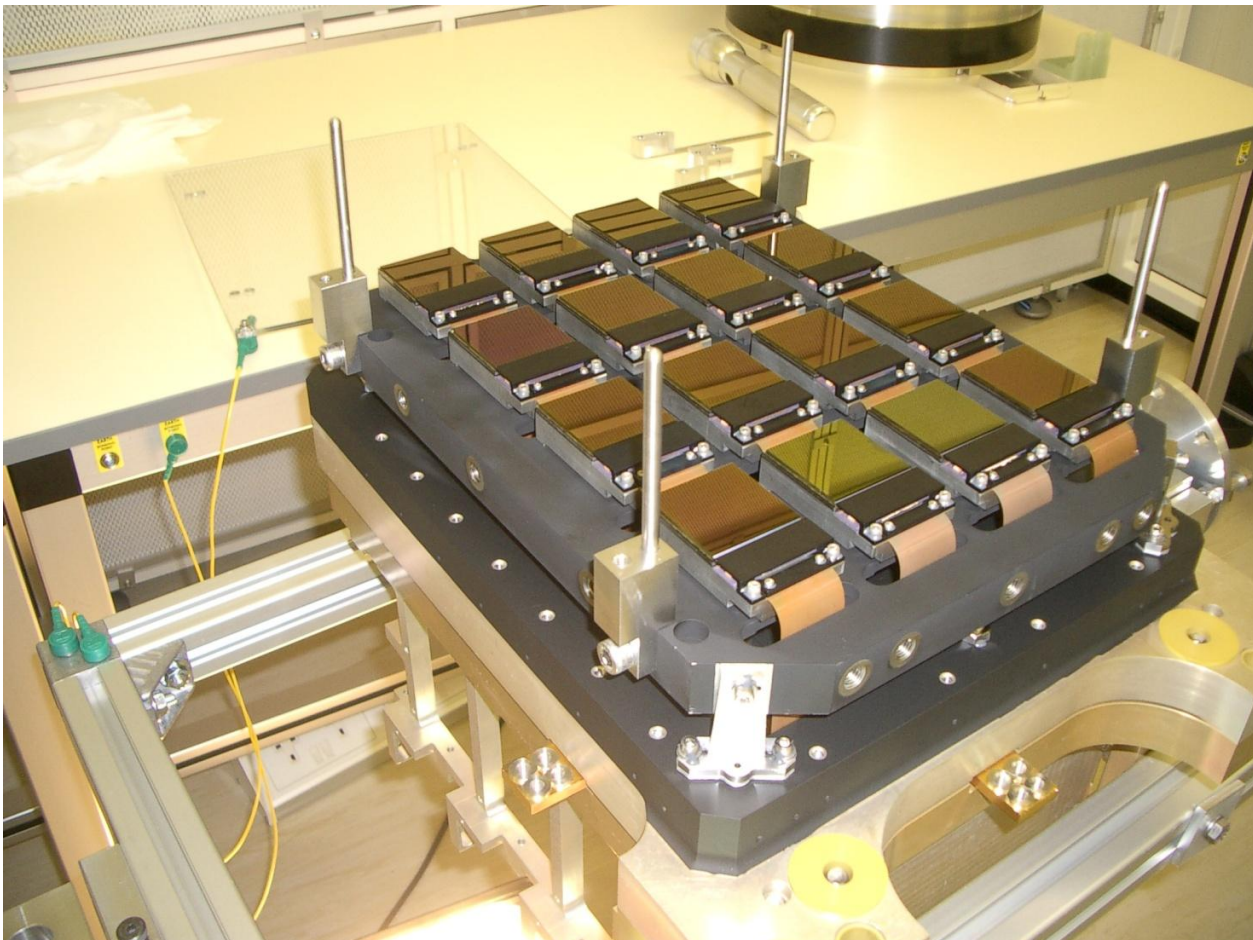
Un esempio di CCD utilizzato per scopi scientifici: sul Cerro Paranal (Cile) l'ESO ha installato un telescopio di 4 m di diametro, specializzato per l'osservazione dell'IR. Quale rilevatore usa uno strumento del genere?

Non uno, ma 16, ne usa. Ciascuno di essi è un Raytheon VIRGO composto da 2048x2048 pixel quadrati ciascuno di 20 μm di lato, sensibili nell'intervallo 850 – 2500 nm. Ciascun pixel corrisponde a 0.34 arcsec. La temperatura di utilizzo consigliata è di 75 K.

Un cristallo di cadmio, zinco e tellurio funge da substrato, sul quale viene depositato un cristallo di mercurio, cadmio e tellurio. La tecnica di deposito, che garantisce minime irregolarità nel cristallo, è l'epitassi a fascio molecolare: i singoli elementi, ultra-purificati, vengono riscaldati fino ad una lenta sublimazione; i gas prodotti condensano poi sul substrato, dove gli elementi reagiscono formando il cristallo. La procedura deve avvenire in condizioni di vuoto spinto (10^{-8} Pa) per evitare impurità; è inoltre molto costosa, perché estremamente lenta (di solito meno di 1000 nm all'ora).

Il risultato è che solo lo 0.45% dei pixel non è operativo; inoltre la dark current, cioè il numero di elettroni che sono prodotti dal CCD anche in assenza di radiazione, è di soli 0.029 e^-/s e l'efficienza quantica (cioè la percentuale di fotoni che colpendo il CCD produce un elettrone libero) è del 90%.

Ecco un'immagine dei 16 CCD.



Spettroscopia: comunicare con i fantasmi? Studiare gli spettri? Fantasmi e spettri c'entrano poco, ma è pur vero che il nome di questa tecnica scientifica origina dal termine latino "spectrum", utilizzato per primo da Newton per indicare quello *spettro* colorato che la luce del Sole produce quando attraversa sostanze trasparenti come il vetro o l'acqua.

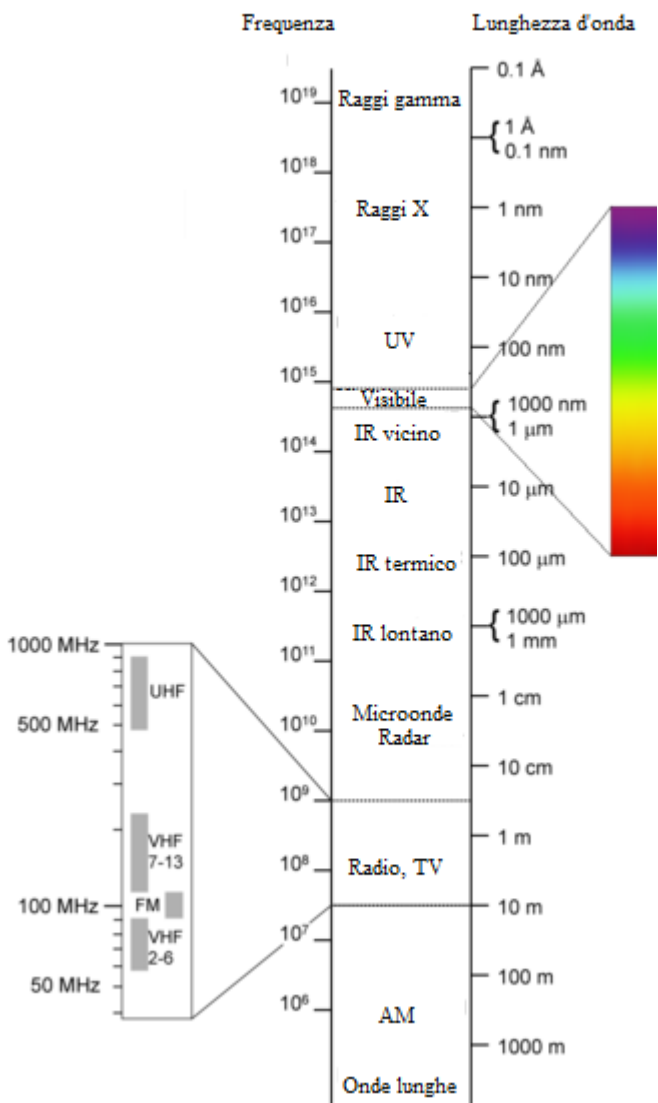
Si tratta di un fenomeno che abbiamo incontrato tutti; mi ricordo che a scuola creavamo questi spettri facendo passare i raggi del Sole attraverso la plastica trasparente di squadrette e di penne Bic, solo per il piacere di vedere i colori che scaturivano.

In questo modo abbiamo la prova sperimentale che la luce che proviene dal Sole non è "semplice", ma è composta da *colori* diversi: rosso, arancione, giallo, verde, azzurro, indaco, violetto.

E questo è solo quello che i nostri occhi, frutto dell'evoluzione naturale, ci fanno vedere! E le onde radio? E i raggi X? E quelli UV? Tutta luce, emessa dal Sole, ma anche da altre sorgenti: anche se non la vediamo, possiamo osservarne gli effetti. La musica che ascoltiamo alla radio è un segnale trasmesso sotto forma di onde radio; i raggi infrarossi scaldano le nostre mani quando le avviciniamo a un oggetto caldo; dai raggi UV ci dicono che dobbiamo proteggerci, perché possono danneggiare la nostra pelle; i raggi X (in dose controllata) impressionano la pellicola della nostra radiografia, ma guai a trovarci non protetti (schermi di piombo spessi centimetri) sotto una doccia di [raggi \$\gamma\$](#) : ustioni, cancro e mutazioni genetiche.

La spettroscopia studia proprio la luce (sia visibile che invisibile) che ci arriva da un oggetto, per avere informazioni fisiche sull'oggetto stesso e si tratta, ovviamente, di una strategia fondamentale per l'astronomia, dove le possibilità di "maneggiare" quello che si studia sono scarse: mi porto una galassia in laboratorio? No, meglio una supernova!

Quello che differenzia i colori e gli altri tipi di luce è la frequenza. La frequenza esprime quante volte un evento si ripete in un secondo e si misura in hertz (Hz): una ruota che fa 10 giri



completi in un secondo ha una frequenza di 10 Hz, mentre se da un rubinetto cade una goccia ogni 2 secondi, la frequenza è 0.5 Hz.

Dalle onde radio lunghe, con una frequenza di 100 Hz o meno, saliamo tutta la scala delle frequenze fino ai raggi γ di 10^{24} Hz ... che varietà !

Nel caso della luce (cioè della radiazione elettromagnetica visibile) possiamo separarne le componenti facendola passare attraverso un mezzo trasparente che la rifrangano, perché ciascuna componente viene deviata all'interno del mezzo in modo crescente rispetto alla frequenza che la caratterizza: il violetto, che ha frequenza maggiore del rosso e degli altri colori, viene deviato maggiormente.

Quindi, con gli strumenti adatti, un astronomo raccoglie la radiazione elettromagnetica che arriva da un oggetto lontano, la suddivide nelle sue componenti, ne misura l'intensità ed usa questi dati per avere informazioni sull'oggetto.

Stelle super-massicce: parliamo di veri “mostri”, dalle 150 alle 1000 masse solari! Fino al limite inferiore, queste stelle si possono formare nel modo più convenzionale, per contrazione di una nube gassosa scatenata magari da un’onda di shock di una supernova.

Ma immaginiamo di essere al centro di un ammasso dove si sono formate e si stanno formando molte stelle; alcune di queste potrebbero essere abbastanza vicine da attrarsi reciprocamente e da fondersi insieme. La ripetizione di questo evento può produrre stelle fino a masse mille volte quella del Sole.

I modelli che crediamo le descrivano prevedono che nel loro periodo in sequenza principale siano caratterizzate da un core convettivo molto compatto e da un involucro radiativo esteso.

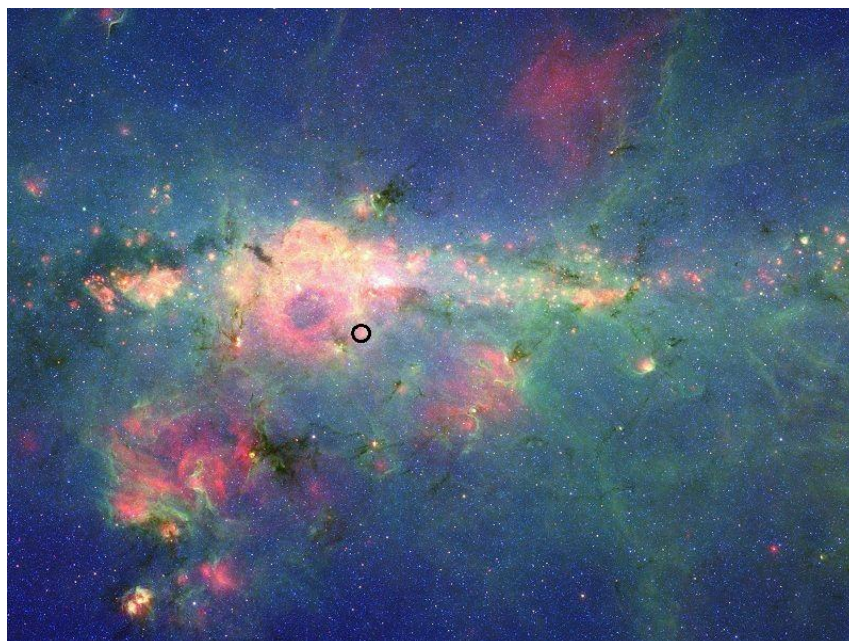
Luminosità e raggio dipendono dalla massa come indicato di seguito:

$$L \sim 10^{3.48} M^{1.34}$$

$$R \sim 10^{-0.77} M^{0.96}$$

La grande quantità di energia prodotta garantisce una potentissima pressione di radiazione, che produce un violento vento stellare ed una ingente perdita di massa: in meno di tre milioni di anni i nostri mostri si riducono ad ombre di se stessi, tra 20 e 140 masse solari. Hanno espulso i loro involucri di idrogeno ed elio e sono costituiti per la maggior parte da ossigeno e neon, con tracce di carbonio. Dovrebbero quindi evolvere in supernovae di tipo Ic, cioè supernovae che non presentano righe dell’idrogeno nello spettro (perché l’idrogeno è stato espulso), la riga di assorbimento del silicio (6355 Å) e quella di emissione dell’elio (5876 Å), avendo invece quelle di ossigeno, calcio e magnesio. Ci lasciano in eredità un buco nero con massa compresa tra 40 e 100 masse solari.

Ecco un’immagine della nebulosa Peonia dentro la quale si annida l’omonima stella, approssimativamente di 175 masse solari.



Strumento per amatori: prima di andare in un negozio o fare una ricerca in rete, chiediamoci se siamo veramente motivati a osservare il cielo o se si tratta di un impulso momentaneo. Nel secondo caso, basta aspettare l'offerta di un supermercato e potremo soddisfare la nostra curiosità con un centinaio di euro, e riporre poi lo strumento senza rimpianti.

Nell'altro caso, invece di cominciare con l'acquisto, è bene partire da una preparazione di base: dovremmo essere capaci di trovare la Stella Polare, di riconoscere le principali costellazioni, di consultare una carta del cielo (elettronica o cartacea).

In questo modo possiamo farci un'idea di quali oggetti ci interessano maggiormente: i pianeti e il Sistema Solare o le stelle e le galassie? O magari tutto?

A seconda dei nostri interessi, uno strumento piuttosto che un altro può essere più adatto. Per l'osservazione di Luna e pianeti, l'effetto migliore viene dato da un rifrattore, che permette di risolvere le immagini in modo soddisfacente. Cerchiamo di avere un diametro dai 90 mm in su, ma teniamo conto anche della trasportabilità: difficilmente potremo osservare al meglio dal balcone di casa e ci serve uno strumento che possiamo portare con facilità con noi. La qualità delle ottiche è fondamentale per avere una buona immagine e ridurre le aberrazioni: risparmiare in questo caso non è un buon investimento!

Un rifrattore è preferito per le osservazioni di pianeti perchè, non essendo ostruito (lo specchio secondario dei riflettori ostruisce una parte della superficie di ingresso della luce), riesce a dare maggiore contrasto cromatico ai dettagli.

Sia per il rifrattore che per il riflettore (più adatto per osservare oggetti non appartenenti al Sistema Solare), il diametro influenza pesantemente le prestazioni. Infatti maggiore è il diametro, maggiore è la quantità di luce raccolta dallo strumento: potremo vedere anche gli oggetti che il nostro occhio non è in grado di percepire. Non ha senso, comunque, utilizzare diametri superiori a 30 cm con uno strumento amatoriale: la presenza dell'atmosfera altera e rovina l'immagine in modo tale da annullare gli effetti positivi del diametro. Sono necessarie [ottiche adattive/attive](#) e [sensori di ripresa](#) per sfruttare questi grandi diametri.

Ma il diametro determina anche il [potere risolutivo](#) angolare, cioè la capacità dello strumento di misurare la separazione angolare tra due oggetti: più grande è il diametro, più grande è il potere risolutivo, più piccolo è l'angolo minimo che separa due oggetti che vediamo separati. Perciò anche se due stelle appaiono molto vicine e l'angolo che le separa è così piccolo che per il nostro occhio sono un'unica stella, un telescopio ha la possibilità di farcele vedere distinte.

Ecco una semplice formula che, applicata a un telescopio, dà con buona approssimazione il potere risolutivo dello strumento.

$$R = \frac{\lambda}{D}$$

λ indica la lunghezza d'onda della luce, D il diametro dello strumento e R è l'angolo (espresso in radianti) minimo che permette allo strumento di vedere 2 oggetti distinti separati.

Per fare un paragone, applicando questa formula l'occhio umano ha un potere risolutivo di circa 20 arc sec, mentre un telescopio di 20 cm di diametro raggiunge 0.5 arc sec. Per l'occhio, però, l'aberrazione sferica peggiora la risoluzione e aumenta il potere risolutivo a circa 70 arcsec.

Finora abbiamo scelto tra rifrattore e riflettore, abbiamo valutato il diametro dello strumento, ma cosa ne facciamo della lunghezza focale, che tutti i telescopi riportano come parametro essenziale? È importante che la luce che entra nel nostro strumento venga focalizzata a tre metri? O dieci?

È importante, è importante... infatti più corta è la distanza focale, più sono curvi gli elementi ottici dello strumento (lenti o specchi) e una maggiore curvatura implica aberrazioni e distorsioni maggiori. Perciò a parità di altri parametri, meglio scegliere uno strumento con distanza focale lunga.

Per concludere, ecco una panoramica degli accessori che qualunque appassionato si troverà a valutare:

- *Oculare*: si tratta del sistema ottico attraverso il quale guardiamo l'immagine prodotta dal telescopio e che ci permette di introdurre ingrandimenti. In generale, più corto è, maggiore è l'ingrandimento. Tenendo conto dei limiti dello strumento, non ha senso andare oltre i 200 ingrandimenti: meglio un'immagine più piccola e dettagliata che una più grande e sbavata. Inoltre, estrema attenzione alla qualità dell'oculare: un ottimo telescopio accoppiato a un cattivo oculare produce un astrofilo arrabbiato. Per individuare l'oggetto che vogliamo osservare, utilizziamo un oculare lungo e, una volta centrato nel campo visivo, sostituiamo un oculare più corto e rimettiamo a fuoco: possiamo ripetere il procedimento fino a ottenere quella che riteniamo l'immagine migliore. Ecco un link per un'applicazione interessante: <http://www.ardec.net/?page=eyepieces>

Inserendo diametro e lunghezza focale dello strumento, è possibile vedere l'immagine di alcuni oggetti attraverso diversi oculari: un modo per evitare acquisti inutili.

- *Inseguimento*: il telescopio è provvisto di una montatura motorizzata, che automaticamente insegue l'oggetto nel suo moto apparente sulla volta celeste. Per un uso puramente visuale dello strumento, questo non è un accessorio necessario, ma per chi voglia fotografare lo è certamente. Inoltre, con il software adatto, è possibile effettuare il puntamento automatico, il cosiddetto "goto": selezionando l'oggetto all'interno di una libreria, lo strumento si punterà da solo verso la sorgente (molto comodo, soprattutto per oggetti deboli e lontani).
- *Macchina fotografica*: per poterla usare, prima bisogna avere un telescopio che ne preveda il montaggio. In commercio si trovano i raccordi per moltissimi strumenti; quindi al momento dell'acquisto del telescopio basta avere l'accortezza di sceglierne uno che permetta questa opzione. La macchina può essere montata sia di seguito all'oculare (in questo caso la metteremo con fuoco all'infinito) oppure in fuoco diretto (cioè in modo che l'immagine raccolta dal telescopio vada a formarsi direttamente sul ccd della macchina). Pose lunghe, programmi di gestione di immagini come Iris e molta molta pratica permettono di ottenere buoni risultati.

- *Webcam*: con una webcam (in vendita le troviamo come accessori del telescopio) possiamo, oltre a riprendere filmati, ottenere anche immagini come da una macchina fotografica. Queste possono essere trattate con i software dedicati. La qualità dipende dalla sensibilità del ccd, cioè dal numero di pixel del sensore.

Ecco i link per un forum di astrofili: <http://forum.astrofili.org/>. Credo che tutti gli argomenti relativi a questa passione vi abbiamo trovato spazio e risposta.

Velocità dell'otturatore: tempo di apertura dell'otturatore; si misura in secondi. La quantità di energia che arriva sul sensore è direttamente proporzionale a questo tempo. Nelle digitali sono disponibili anche altre 2 modalità: B, da “bulb”, che tiene aperto l’otturatore finché il pulsante di scatto è premuto; e T, da “toggle”, dove, con il primo scatto l’otturatore si apre e con il secondo scatto si chiude.

Ecco due foto scattate con ISO 100 e f/10, ma variando il tempo di esposizione da 1/200 s a 1/50 s: la seconda è evidentemente sovraesposta.



Visibile: è la parte di spettro elettromagnetico che può essere percepita dall'occhio umano. L'intervallo è di solito compreso tra 380 nm e 750 nm; a questo si sovrappone l'intervallo di radiazione elettromagnetica che attraversa l'atmosfera terrestre con una piccola attenuazione, indicando come l'occhio umano si sia evoluto in modo da essere efficiente nell'ambiente naturale.

Altre specie viventi hanno occhi sensibili a lunghezze d'onda diverse: i più noti sono gli insetti, che possono vedere anche l'ultravioletto, ma che dire del gambero mantide?

È un crostaceo marino dell'ordine degli Stomatopodi.

Ha due occhi composti, ciascuno posto su un proprio gambo e che può essere mosso indipendentemente dall'altro. Ognuno di questi occhi è costituito da due emisferi appiattiti e separati da sei file di ommatidi (unità elementari dell'occhio composto) altamente specializzati: vede quindi ogni oggetto con tre parti diverse dello stesso occhio (visione trinoculare). Può vedere dall'ultravioletto all'infrarosso (visione iperspettrale) e, come se non bastasse, registrare differenti piani di luce polarizzata ... mi fa sentire piuttosto cieca!

