

Alma Mater Studiorum – Università di Bologna

Dipartimento di Fisica e Astronomia
Corso di Laurea in Astronomia

Magnitudini, colori e sistemi fotometrici

Tesi di laurea

Presentata da:
Alessandro Bado

Relatore:
Chiar.ma Prof. Marcella Brusa

Sessione III
Anno accademico 2022-2023

Sommario

In questa tesi l'obiettivo è quello di introdurre alcuni dei concetti base dell'astronomia come, magnitudine apparente, magnitudine assoluta e i sistemi di magnitudine. Grazie a questi sarà possibile descrivere due dei diagrammi fondamentali per l'astronomia (CMD e HR). Verranno introdotti alcuni dei più importanti dispositivi per la cattura di radiazione elettromagnetica e la produzione di immagini astronomiche. Particolare attenzione sarà data alla descrizione strutturale e di funzionamento dei CCD.

Indice

1	Parentesi storica	1
2	Magnitudine apparente	1
3	Magnitudine assoluta	2
4	Sistemi di magnitudine	2
4.1	Indici di colore	4
4.1.1	Diagramma colore-magnitudine	4
4.2	Harvard Spectral Classification	5
4.3	Diagramma HR	6
4.4	Estinzione	7
4.5	Eccesso di colore	8
5	Strumenti	8
5.1	Lastra fotografica	9
5.2	Fotocatodo	9
5.3	CCD	9
5.3.1	Caratteristiche	9
5.3.2	Composizione	11
5.3.3	Difetti dell'immagine e calibrazioni	11
5.3.4	CCD a mosaico	13

1 Parentesi storica

Un primo tentativo di dividere le stelle visibili in diversi gruppi ci fu da parte dell'astronomo greco Ipparco che nel II secolo a.C. le classificò in sei classi a seconda della loro luminosità apparente. Egli fece corrispondere le classi più alte alle stelle meno luminose e quelle più basse a quelle più luminose visibili ad occhio nudo. A questo punto sorge un problema: l'occhio umano ha una percezione della luminosità che non è lineare, ma logaritmica. Se prendiamo in considerazione stelle con densità di flusso che hanno la seguente proporzione: 1 : 10 : 100 saremmo portati a pensare che la differenza di luminosità apparente tra la prima e la seconda stella sia uguale alla differenza tra la seconda e terza poiché i rapporti dei loro flussi ($\frac{1}{10}, \frac{10}{100}$) sono uguali. Tuttavia, proprio a causa della percezione logaritmica dell'occhio, la differenza in luminosità apparente sarà diversa. A tal proposito, nel 1856 l'astronomo inglese Norman R. Pogson, introdusse una nuova classificazione in cui il rapporto tra le luminosità tra due classi n e $n+1$ è $\sqrt[5]{100} = 2.512$.



Figura 1: Fonte: [ESA/Webb, NASA & CSA, J. Rigby]

2 Magnitudine apparente

La magnitudine apparente ci dice quanto appare luminoso nel cielo l'oggetto che stiamo osservando. Può essere scritta in termini di densità di flusso come:

$$m = -2.5 \log\left(\frac{F}{F_0}\right)$$

dove F_0 corrisponde ad una densità di flusso presa come riferimento. Considerando ora due stelle con magnitudine apparente m_1 e m_2 e densità di flusso F_1 e F_2 si ottiene che la differenza tra le due magnitudini è la seguente:

$$m_1 - m_2 = -2.5 \log\left(\frac{F_1}{F_2}\right)$$

Noto che è possibile, a partire dalla relazione appena scritta e considerando due magnitudini successive m e $m + 1$, ricavare ciò ottenuto da Pogson:

$$m - (m + 1) = -2.5 \log\left(\frac{F_m}{F_0}\right) + 2.5 \log\left(\frac{F_{m+1}}{F_0}\right)$$

$$= -2.5 \log\left(\frac{F_m}{F_{m+1}}\right)$$

Da cui segue che: $\frac{F_m}{F_{m+1}} = \sqrt[5]{100}$. La magnitudine apparente del sole è -26.8, quella di Sirio è -1.5 e quella degli oggetti più deboli osservati è intorno ai 30. Posso variare il valore di riferimento in base alla magnitudine cioè posso variare F_0 .

3 Magnitudine assoluta

La magnitudine assoluta è una quantità che misura la luminosità intrinseca di una stella. La definizione ufficialmente accettata dalla IAU (International Astronomical Union) nel 1922 afferma che la magnitudine assoluta corrisponde alla magnitudine apparente ad una distanza di 10 parsec ($1pc = 1.086 \cdot 10^{18}cm$). In questo modo è intuitivo capire la ragione per cui questa quantità ci fornisce la luminosità intrinseca dell'oggetto in analisi. Si può osservare che:

$$\begin{aligned} M_{bol} - M_{bol,\odot} &= -2.5 \log \frac{F}{F_{\odot}} \\ &= -2.5 \log\left(\frac{\frac{L}{4\pi r}}{\frac{L_{\odot}}{4\pi r_{\odot}}}\right) = -2.5 \log\left(\frac{L}{L_{\odot}}\right) \end{aligned}$$

dove F è la densità di flusso totale di una stella a distanza r dall'osservatore, F_{\odot} il corrispettivo valore per il sole, L e L_{\odot} la luminosità della stella e del sole rispettivamente. Inoltre si nota che il modulo di distanza vale:

$$m - M = -2.5 \log \frac{F(r)}{F(10)} = -2.5 \log \left(\frac{10pc}{r}\right)^2$$

da cui segue che

$$m - M = 5 \log r - 5$$

E' stato possibile scrivere questo poiché la densità di flusso varia come la distanza al quadrato.

4 Sistemi di magnitudine

Si possono avere diverse magnitudini a seconda della sensibilità dello strumento che si utilizza. Per esempio:

- La magnitudine visuale m_v è quella corrispondente alla sensibilità dell'occhio umano (compresa in un range che va circa da 400 nm a 700 nm)
- La magnitudine fotografica m_p corrisponde a lastre fotografiche sensibili alla luce blu e viola
- Si avrebbe magnitudine bolometrica m_{bol} nel caso di una situazione ideale in cui si fosse in grado di misurare tutte le lunghezze d'onda

La seguente formula ci permette di ricavare la magnitudine bolometrica da quella visuale:

$$m_{bol} = m_v - BC$$

dove BC rappresenta la correzione bolometrica.

Un importante elemento per le osservazioni astronomiche sono i filtri. Questi sono dispositivi in grado di far passare solo determinate lunghezze d'onda. In base a quali filtri si sta usando è possibile andare a creare diversi sistemi di magnitudine multicolore tra cui:

- **UBV.** Sistema ampiamente utilizzato e definito utilizzando un gran numero di stelle standard. Sviluppato inizialmente dagli astronomi statunitensi Harold L. Johnson e William W. Morgan. Ciascuna lettera del nome corrisponde al filtro utilizzato in questo sistema (U = ultravioletto, B = blu e V = visuale). Negli anni sono state aggiunte altre bande
- **UBVRI.** (UBV sistema Johnson-Cousins, RI sistema Cousins). Il filtro R è per il rosso ed I per l'infrarosso.
- **Sloan Digital Sky Survey ugriz system.** Lo Sloan Digital Sky Survey è un enorme database di osservazioni fotometriche di stelle e galassie. E' stato dedicato un enorme lavoro alla calibrazione di tale sistema. Le bande considerate in questo sistema sono l'ultravioletta (u), verde (g), rossa (r), vicino infrarosso (i), e l'infrarosso (z)
- **Sistema a 4 colori uvby di Strömngren.** In questo sistema le bande sono più strette rispetto al UBV. Quelle prese in considerazione sono l'ultravioletta (u), violetta (v), blu (b) e gialla (y).

Di seguito sono riportati i profili di trasmissione relativi ai filtri dei sistemi appena elencati. I massimi delle bande sono normalizzati a 1.

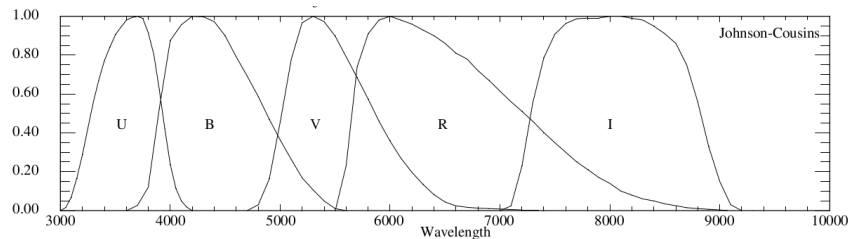


Figura 2: Profili di transizione dei filtri nel sistema UBVRI. Fonte: [2]

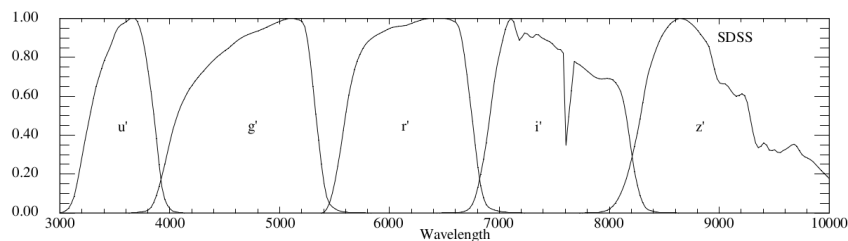


Figura 3: Profili di transizione dei filtri nel sistema SDSS ugriz. Fonte: [2]

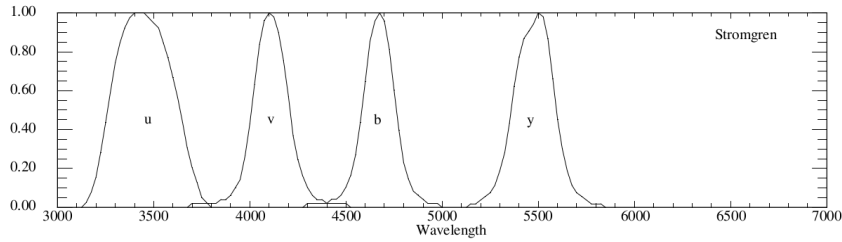


Figura 4: Profili di transizione dei filtri nel sistema Strömgen. Fonte: [2]

4.1 Indici di colore

L'indice di colore è la differenza tra due magnitudini in due bande diverse. Nel sistema UB V , per esempio, viene fornita la magnitudine visuale V e i due indici di colore $B - V$ e $U - B$. Per U, B e V le costanti F_0 vengono prese in modo tale che gli indici di colore appena citati siano zero per le stelle di classe A0.

4.1.1 Diagramma colore-magnitudine

Il CMD (Color-Magnitude-Diagram) è un grafico che pone sull'asse delle ascisse l'indice di colore delle stelle e su quello delle ordinate la magnitudine delle stelle in una determinata banda. E' un diagramma di grandissima importanza poiché permette di ricavare diverse informazioni:

- Composizione chimica delle stelle
- La diversa tipologia delle stelle. Stelle con diversa massa e diverso tipo spettrale occupano diverse zone del diagramma
- Evoluzione stellare. Durante l'arco evolutivo di una stella, questa cambierà temperatura e luminosità e di conseguenza si muoverà all'interno del diagramma
- Età di un ammasso stellare. Considerando un ammasso e andando a studiare la distribuzione delle stelle è possibile risalire all'età

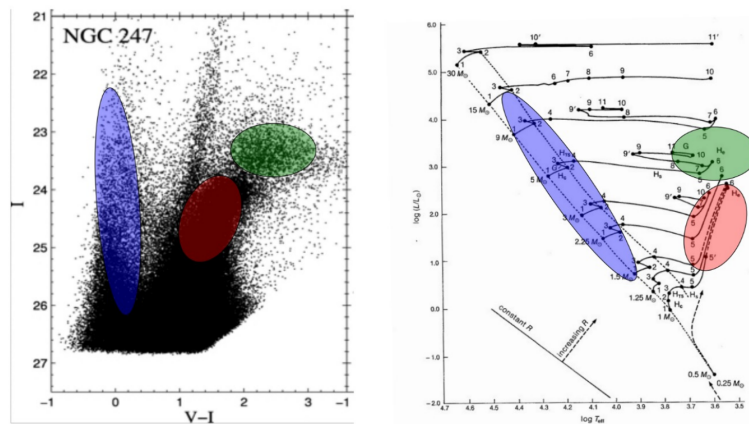


Figura 5: Confronto tra un grafico CMD (NGC247) a sinistra e un HR a destra. Le sezioni che hanno lo stesso colore, corrispondono alle stesse stelle. Fonte: [4]

4.2 Harvard Spectral Classification

Prima di parlare dell'importante diagramma H-R è necessario introdurre la classificazione spettrale di Harvard. Essa si basa sulle linee sensibili alla temperatura. Le varie tipologie di stelle sono ordinate seguendo l'andamento della temperatura e sono indicate da lettere maiuscole seguite da un numero intero che ne indica la sotto categoria. La classificazione è la seguente:

C
O-B-A-F-G-K-M-L-T.
S

Alcune delle caratteristiche delle varie classi sono:

- O. Stelle blu con temperatura compresa tra 20,000 e 35,000 K. Lo spettro è caratterizzato da linee di atomi ionizzati come HeII e OIII
- B. Stelle bianche e blu con temperatura superficiale di circa 15,000 K. Le linee dell'HeII spariscono
- A. Stelle bianche con temperatura di circa 9000 K. Le linee dell'idrogeno neutro sono forti per la sotto categoria A0 ed iniziano a comparire linee di metalli neutri
- F. Stelle bianco-gialle con temperatura di circa 7000 K. Qui le linee dell'idrogeno neutro si indeboliscono e si hanno molte linee di metalli
- G. Stelle gialle come il Sole. Temperatura superficiale di circa 5500 K. Le linee dell'idrogeno neutro si fanno più deboli e le linee dei metalli si fanno più forti
- K. Stelle giallo-arancioni con temperatura di 4000 K. Lo spettro è predominato dalle linee di metalli
- M. Stelle rosse con temperatura di circa 3000 K. Sono presenti righe di metalli neutri
- L. Stelle brune con una temperatura più bassa che si aggira intorno ai 2000 K ed in cui sono presenti forti righe di Na I e K I
- T. Nane brune con temperatura di 1000 K
- C. Carbon stars sempre con temperatura di 3000 K. In questo caso abbiamo forti bande molecolari
- S. Sono stelle rosse di circa 3000 K di temperatura

Esistono ulteriori classificazioni più accurate come la classificazione spettrale di Yerkes la quale tiene conto anche della luminosità della stella.

4.3 Diagramma HR

Il diagramma di Hertzsprung-Russel o diagramma H-R prende il nome dai due astronomi che per primi lo idearono (indipendentemente), cioè Ejnar Hertzsprung e Henry Norris Russell intorno al 1910. E' uno dei diagrammi più importanti in astronomia poiché tiene traccia dell'evoluzione delle stelle. Il grafico presenta sull'asse delle ascisse la temperatura (o la classe spettrale) superficiale e su quello delle ordinate ordinate la luminosità. Possiamo fin da subito individuare diverse aree nel grafico:

- Main Sequence. Questa zona prende una grande parte del grafico occupandone un'area diagonale (dall'alto a sinistra fino in basso a destra). E' una zona densamente popolata poiché è qui che le stelle trascorrono gran parte della loro vita bruciando il loro carburante. All'avanzare della loro vita le stelle escono dalla sequenza principale. Il Sole si trova circa nella zona centrale
- Ramo delle giganti rosse. Ramo a partire dalle classi spettrali K e M che si estende quasi verticalmente
- Ramo asintotico. Parte dal ramo orizzontale. In questa parte del grafico le stelle perdono strati di gas
- Ramo orizzontale. Si estende orizzontalmente attorno ad una magnitudine visiva assoluta intorno allo 0
- Supergiganti. Sopra il ramo delle giganti rosse. Stelle che possiedono dimensioni enormi
- Nane Bianche. Si trova sotto la sequenza principale
- Subgiants. Collocate tra il ramo delle giganti e la sequenza principale
- Subdwarf. Collocate tra la sequenza principale e le nane bianche

Di seguito è riportata una rappresentazione di un tipico diagramma H-R. Sull'asse delle ascisse si trova la temperatura superficiale e sulle ordinate la luminosità.

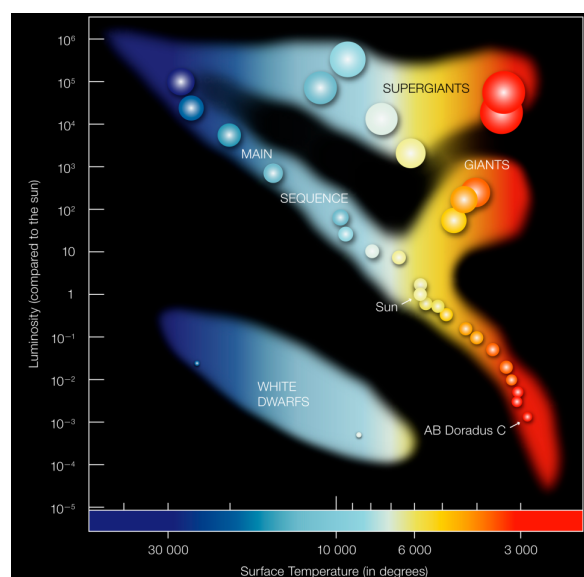


Figura 6: Fonte: [ESO]

4.4 Estinzione

Uno dei fattori che influenza la magnitudine apparente è l'estinzione. Questa è operata dalla polvere presente nel mezzo interstellare. La polvere altera il flusso della radiazione elettromagnetica con un effetto combinato di assorbimento e scattering. Si considera a il raggio dei grani di polvere dopo essere stati approssimati come delle sfere e n_d la densità numerica dei grani per cm^3 all'interno di un cilindro di lunghezza L . La riduzione dell'intensità della radiazione dopo un tratto dL è data da:

$$\frac{dS(\nu)}{S(\nu)} = -C_{ext} \cdot n_d \cdot dL$$

e integrando:

$$S(\nu) = S_0(\nu)e^{-\tau(\nu)}$$

con $\tau(\nu) = N_d \cdot C_{ext}$. $\tau(\nu)$ è chiamata profondità ottica dell'estinzione, N_d densità di colonna della polvere mentre C_{ext} è una sezione d'urto e corrisponde all'energia totale assorbita al secondo, diviso l'energia incidente per m^2 al secondo.

Il risultato è che la magnitudine apparente può essere scritta nel seguente modo:

$$m_\lambda = M_\lambda + 5 \log\left(\frac{D}{10pc}\right) + A_\lambda$$

Il termine $A_\lambda = -2.5 \log\left(\frac{S(\lambda)}{S_0(\lambda)}\right) = 1.086 \cdot N_d \cdot C_{ext}$ rappresenta l'estinzione e considera sia l'assorbimento che lo scattering.

E' possibile andare a definire il fattore di efficienza dell'estinzione come $Q_{ext} = \frac{C_{ext}}{\pi a^2}$ da cui segue che $A_\lambda = 1.086 N_d Q_{ext} \pi a^2$

La situazione appena descritta però è ideale poiché abbiamo considerato tutti i grani di polvere come sfere di area πa^2 , ma nel caso in cui si considerano diverse dimensioni, A_λ diventa:

$$A_\lambda = 1.086 \pi L \int_{a_{min}}^{a_{max}} a^2 Q_{ext}(a) n(a) da$$

La relazione $Q_{ext} = Q_{abs} + Q_{scat}$, dove i due termini fanno riferimento rispettivamente all'assorbimento e allo scattering, dipende da un parametro (adimensionale) $X = \frac{2\pi a}{\lambda}$ e da $m = n + ik$ (con n indice di rifrazione e k termine numerico). m cambia valore a seconda delle proprietà del grano. Nel seguente grafico, in cui si mostra l'andamento di Q_{ext} al variare di X (λ cresce verso sinistra), si nota che l'estinzione ha un andamento costante per poi salire e successivamente andare a 0.

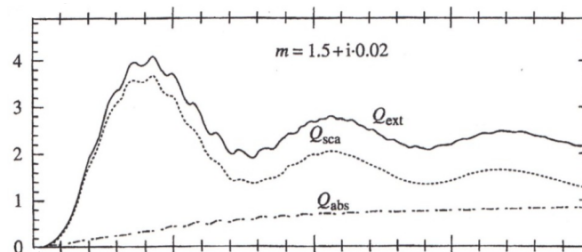


Figura 7: Fonte: [3]

Il grano riesce ad assorbire quasi tutta la radiazione con una lunghezza d'onda minore della dimensione dello stesso. Lo scattering invece è efficace quando la lunghezza d'onda è all'incirca delle dimensioni del grano.

Anche l'atmosfera causa estinzione. In questo caso, un parametro fondamentale è la massa d'aria indicata con X .

$$X = \frac{1}{\cos(z)} = \sec(z)$$

z è l'angolo fra l'Azimut e la direzione della stella. Abbiamo approssimato l'atmosfera come composta da strati di spessore costante (è possibile farlo per piccoli z). E' intuitivo capire il perché la luminosità apparente di una stella diminuisca a grandi angoli siccome, maggiore è l'angolo, maggiore sono gli strati di atmosfera che la radiazione deve attraversare.

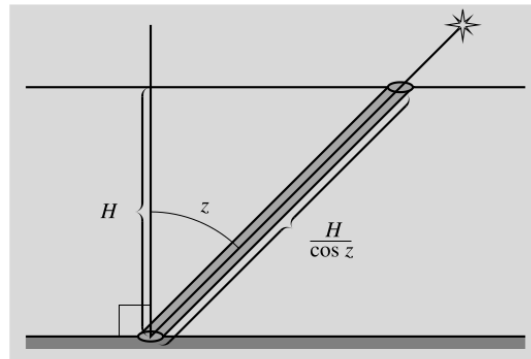


Figura 8: Fonte: [5]

La magnitudine varia seguendo la seguente relazione:

$$m = m_0 + kX$$

dove m_0 è la magnitudine senza estinzione e k il coefficiente di estinzione, il quale dipende da dove si effettuano le osservazioni. k è ricavato effettuando diverse osservazioni della stessa sorgente con un grande angolo z e ponendo le magnitudini ottenute in un grafico in funzione della massa d'aria. Il coefficiente angolare corrisponde a k .

4.5 Eccesso di colore

Si consideri una stella, due magnitudini apparenti B e V e si sottraggano i valori ottenuti:

$$V = M_V + 5 \log\left(\frac{r}{10pc}\right) + A_V$$

$$B = M_B + 5 \log\left(\frac{r}{10pc}\right) + A_B$$

$$B - V = M_B - M_V + A_B - A_V = (B - V)_0 + E_{B-V}$$

Il primo termine è il colore intrinseco della stella mentre il secondo è l'eccesso di colore. Si ha quindi un aumento dell'indice di colore $B - V$.

5 Strumenti

Oltre ai filtri, altri importanti strumenti per l'osservazione dei corpi celesti sono tutta quella serie di dispositivi che permettono di catturare e registrare la radiazione elettromagnetica che arriva fino al telescopio.

5.1 Lastra fotografica

Le lastre fotografiche sono dotate di uno strato sensibile alla radiazione. Questo è tipicamente composto da alogenuro d'argento all'interno del quale vengono eccitati elettroni attraverso l'assorbimento di un fotone. Successivamente, l'elettrone viene assorbito da uno ione d'argento andando così a creare un atomo neutro. L'immagine si crea man mano che gli atomi si vanno ad accumulare. Nonostante la bassa sensibilità, una caratteristica che favoriva l'utilizzo di queste lastre fotografiche era la loro capacità di assorbire la radiazione in un lungo periodo di tempo. Infatti più è alto il tempo di esposizione, maggiore è il numero di atomi che si possono formare. Comportamento molto diverso da quello ottenuto con l'occhio umano. Come appena detto, sono strumenti con una bassa sensibilità siccome solo una piccola frazione di fotoni che raggiungono la lastra produce l'atomo d'argento. Inoltre la sensibilità dipende dalla lunghezza d'onda. Essendo dei fotometri non accurati (5% di precisione nella misura della luminosità), le lastre fotografiche trovano utilizzo nella misura della posizione delle stelle e per mappare il cielo.

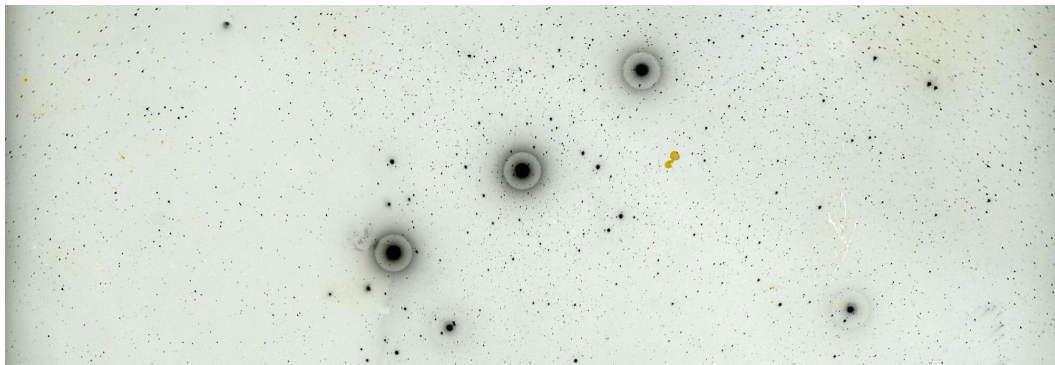


Figura 9: Sezione di una lastra fotografica che mostra la cintura di Orione e la nebulosa Testa di Cavallo. Fonte: [1]

5.2 Fotocatodo

Uno strumento più efficiente è il fotocatodo. Sfrutta l'effetto fotoelettrico e la conseguente produzione di corrente elettrica la quale viene successivamente misurata. E' un detector lineare cioè la corrente cresce linearmente con il numero di elettroni.

5.3 CCD

5.3.1 Caratteristiche

Al giorno d'oggi, tra gli strumenti più efficienti ci sono i CCD (Charge Coupled Devices). Inventati intorno al 1970, avevano diversi utilizzi ad esempio, come immagazzinatori di energia. Quando furono introdotti, rivoluzionarono il campo astronomico migliorando la capacità di catturare la radiazione elettromagnetica prodotta dai corpi celesti, di quasi due ordini di grandezza.

La superficie sensibile di un CCD è composta da tanti chip di silicio chiamati pixel, ognuno dei quali converte la luce che riceve in una carica elettrica la quale viene accumulata. Questa è proporzionale a quanta luce viene catturata. Le cariche prodotte vengono lette, convertite in un'onda video e successivamente digitalizzata in un computer. Per

aggiungere il colore all'immagine, uno stesso oggetto viene visualizzato usando tre filtri diversi dai quali poi viene ricostruito il colore.

Il grafico sottostante misura la trasmissione dell'atmosfera quando osserviamo lo zenit.

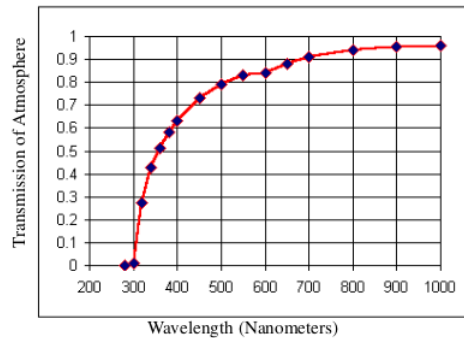


Figura 10: Fonte: [6]

Si nota quindi che un CCD ideale deve avere una buona sensibilità da 300 nm a 1000 nm (a questa lunghezza d'onda si ha l'insensibilità del silicio). Oggigiorno si riesce ad assorbire interamente la radiazione incidente. A tal proposito è possibile introdurre il concetto di efficienza quantica la quale indica il numero di fotoni che incidono sul dispositivo e che producono effettivamente un fotoelettrone.

Per comprendere il funzionamento del trasporto della carica dopo l'esposizione è possibile fare un'analogia. In particolare si prendano dei secchi d'acqua posizionati, a formare un quadrato, su dei nastri trasportatori, i quali portano l'acqua piovana raccolta dai secchi in un contenitore più grande. La pioggia corrisponde all'arrivo dei fotoni, i secchi sono i pixel e il contenitore è l'amplificatore. Man mano che il tempo passa la pioggia si accumula nei secchi. Una volta terminata, si mettono in funzione i nastri trasportatori che portano i secchi, uno alla volta, nel contenitore posto ad una estremità del quadrato come mostrato in figura.

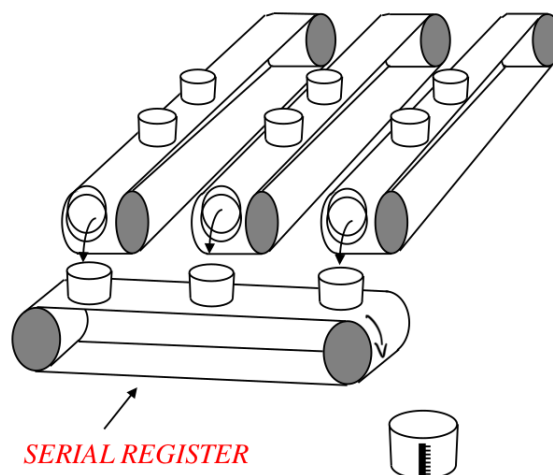


Figura 11: Fonte: [6]

5.3.2 Composizione

La componente principale dei CCD è il condensatore MOS il quale, è costituito dai seguenti elementi:

- Una parte di alluminio (il gate)
- Una parte di ossido isolante
- Due canali di stop drogati
- Una zona di silicio drogata positivamente

Quando viene applicata una tensione positiva al gate, le lacune all'interno della zona di silicio vengono respinte andando così a creare una zona di svuotamento. E' qui che si accumulano gli elettroni. I canali di stop hanno la funzione di limitare la zona di svuotamento.

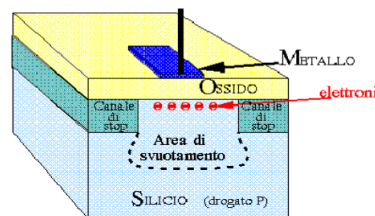


Figura 12: Fonte: [6]

5.3.3 Difetti dell'immagine e calibrazioni

Ovviamente anche i CCD possono produrre dei difetti all'immagine. Si può avere:

- Blooming. E' causato dalla limitata capacità del pixel che quando si riempie fino oltre la sua capacità massima, la carica fuoriesce nei pixel adiacenti.

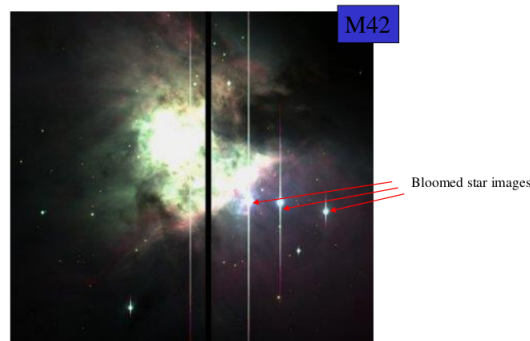


Figura 13: Fonte: [6]

- Colonne scure e colonne luminose. Entrambe create da un effetto di "intrappolamento" in cui, nel primo caso, la carica non viene trasferita durante la lettura e, nel secondo caso, si ha un'anomala fuoriuscita di elettroni

- Raggi cosmici. Sono particelle di elevata energia il cui l'effetto di produzione di elettroni, indistinguibili dai fotoelettroni, è inevitabile

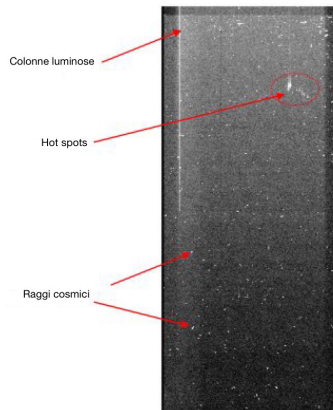


Figura 14: Fonte: [6]

- Rumore. Si hanno diverse fonti di rumore che ovviamente vanno a peggiorare la qualità finale dell'immagine. Un primo fenomeno è la dark current causata dal movimento termico degli atomi di silicio i quali generano elettroni. Il read noise è dovuto ai movimenti indotti termicamente nell'amplificatore. Il photon noise dipende dalla statistica di Poisson da cui si ricava che l'incertezza quadratica media sul numero di fotoni al secondo è uguale alla radice quadrata del flusso medio dei fononi. Inoltre è possibile che i pixel non abbiano una risposta uniforme. Il rumore totale è dato da

$$NOISE_{total} = \sqrt{(A)^2 + (B)^2 + (C)^2}$$

dove A è il read noise, B il photon noise e C la dark current

Un'importante operazione da effettuare, prima di un'osservazione, è la calibrazione. E' fondamentale poiché ci permette di ridurre i difetti dell'immagine introdotti dal CCD. Vengono effettuate più calibrazioni, successivamente combinate con l'immagine in oggetto. Una prima tipologia di calibrazione sono i bias field cioè delle esposizioni di tempo zero effettuate con l'obiettivo chiuso. Vengono tipicamente scattati 5 frame ed elaborati pixel per pixel facendone la media e rimuovendo quelli con un valore molto diverso dagli altri. Altra calibrazione sono i flat field. Lo scopo è quello di andare ad individuare i pixel che non hanno la stessa sensibilità degli altri. Una stessa stella potrebbe produrre un valore più basso da pixel a pixel andando, di conseguenza, a peggiorare la qualità dell'immagine. Questa non uniformità può essere causata da difetti di progettazione del CCD oppure dalla presenza di polvere. L'operazione effettuata è l'acquisizione di immagini in cui il CCD è illuminato uniformemente prima e dopo l'osservazione astronomica. I frame ottenuti vengono combinati facendone la media e producendo un Master frame. Un'ultima tipologia di calibrazione è quella ottenuta facendo delle esposizioni della stessa durata dell'osservazione astronomica ma con l'obiettivo chiuso in modo da individuare la dark current. Queste prendono il nome di dark frames e sono necessari solo nei dispositivi amatoriali poiché in macchine professionali la dark current è assente.

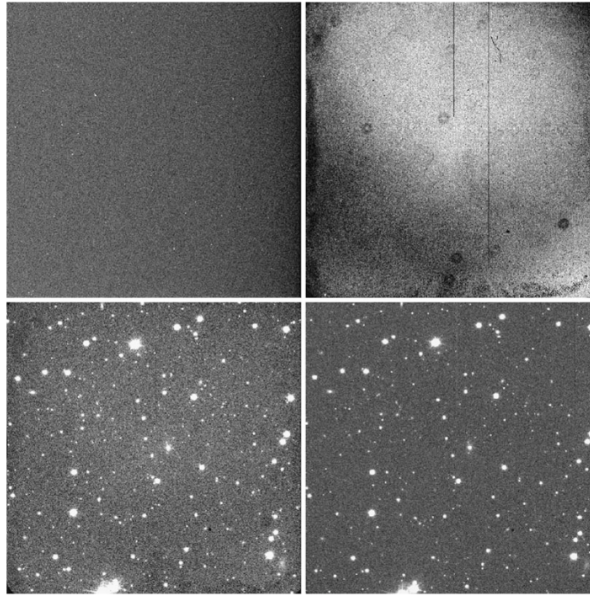


Figura 15: Rappresentazione di come viene corretta l'immagine dopo la calibrazione. In alto a sinistra abbiamo la dark current, in alto a destra il flat field mentre le due immagini in basso rappresentano l'immagine grezza (sinistra) e quella corretta (destra). Fonte: [5]

5.3.4 CCD a mosaico

Uno degli svantaggi del CCD rispetto alle lastre fotografiche, è la loro dimensione. I CCD sono prodotti su wafer di silicio i quali però possono avere una dimensione dell'ordine di qualche pollice mentre le lastre fotografiche possono raggiungere dimensioni di 30 cm x 30 cm. Per avere tali dimensioni con i CCD si dovrebbero fare numerose osservazioni ma questo non è possibile perché il tempo per lavorare al telescopio è limitato. La soluzione è quella di creare un mosaico in cui ogni dispositivo è separato solo da un piccolo spazio. Sorgono naturalmente problemi come la necessità di mantenere tutti i CCD sul piano focale altrimenti alcune parti della sezione di cielo osservata verrà messa a fuoco e un'altra parte no. Nonostante questo i mosaici sono sempre più utilizzati.

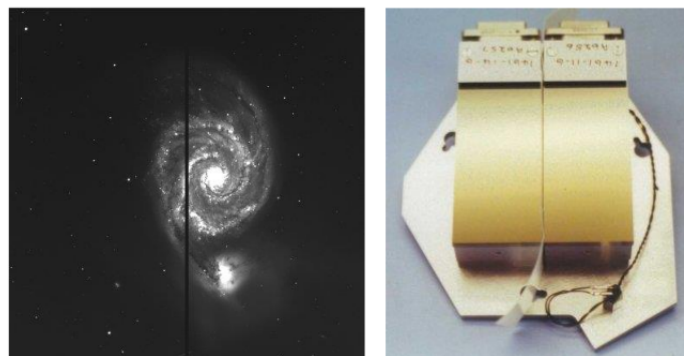


Figura 16: Fonte: [6]

Bibliografia

- [1] Wolbach library. <https://library.cfa.harvard.edu/plate-stacks>. Data di accesso: 28 novembre 2023.
- [2] Michael S. Bessell. Standard photometric systems. *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 43(1):293–336, 2005.
- [3] Dallacasa Daniele. Materiale distribuito durante il corso, 2022. Corso: Processi di radiazione e MHD, Alma Mater Studiorum Università di Bologna.
- [4] Ferraro Francesco. Materiale distribuito durante il corso, 2022. Corso: Stellar Evolution, Alma Mater Studiorum Università di Bologna.
- [5] Hannu Karttunen, Pekka Kroger, Heikki Oja, Markku Poutanen, and Karl Johan Donner. *Fundamental Astronomy*. Springer, 6th edition, 2018.
- [6] Gitti Myriam. Materiale distribuito durante il corso, 2020. Corso: Esperimentazioni di fisica 2, Alma Mater Studiorum Università di Bologna.