



Laurea triennale in Fisica
a.a. 2016 - 2017

CORSO DI ASTRONOMIA

LEZIONE 7

CARATTERISTICHE
DI UN
TELESCOPIO

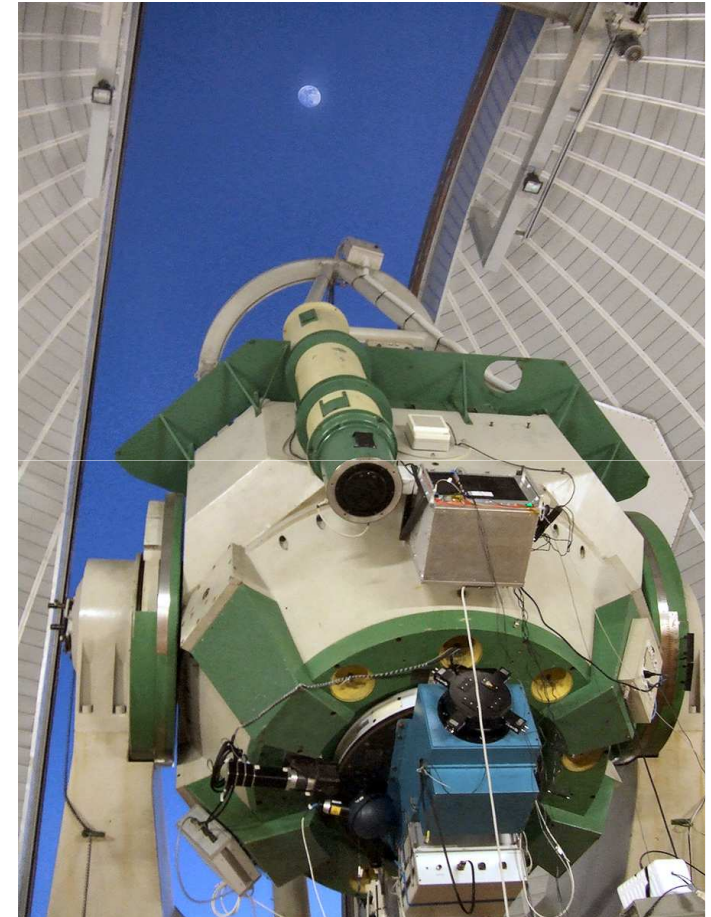
Elementi principali di un telescopio

Gli elementi che caratterizzano un telescopio sono:

OBIETTIVO: lente o specchio che raccoglie la luce.

RIVELATORE: dispositivo che permette l'acquisizione dell'immagine prodotta dall'obiettivo. Ci limiteremo a descrivere i ccd.

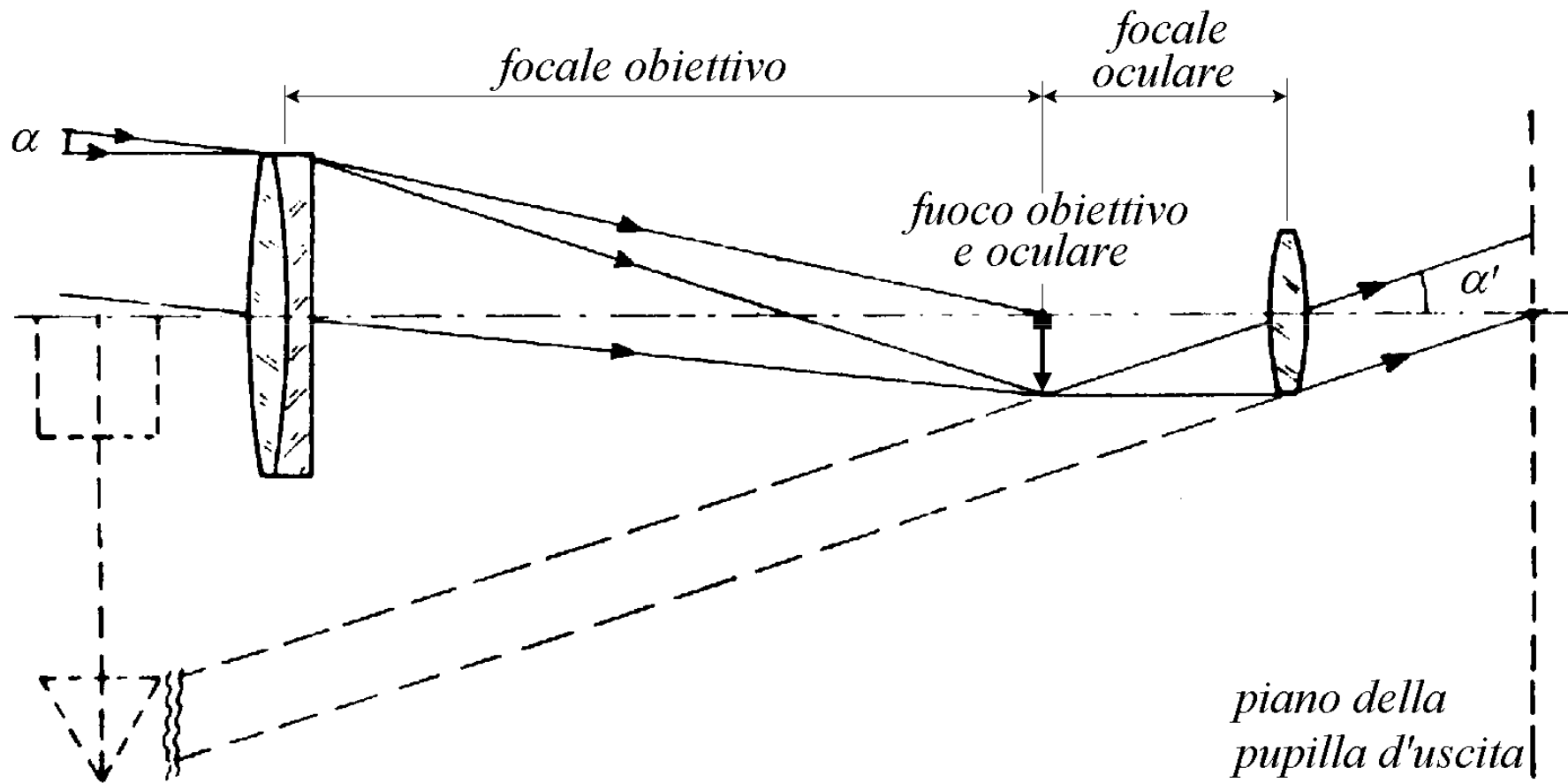
MONTATURA: apparato che sostiene la struttura, che regge l'obiettivo e il/i rivelatore/i.



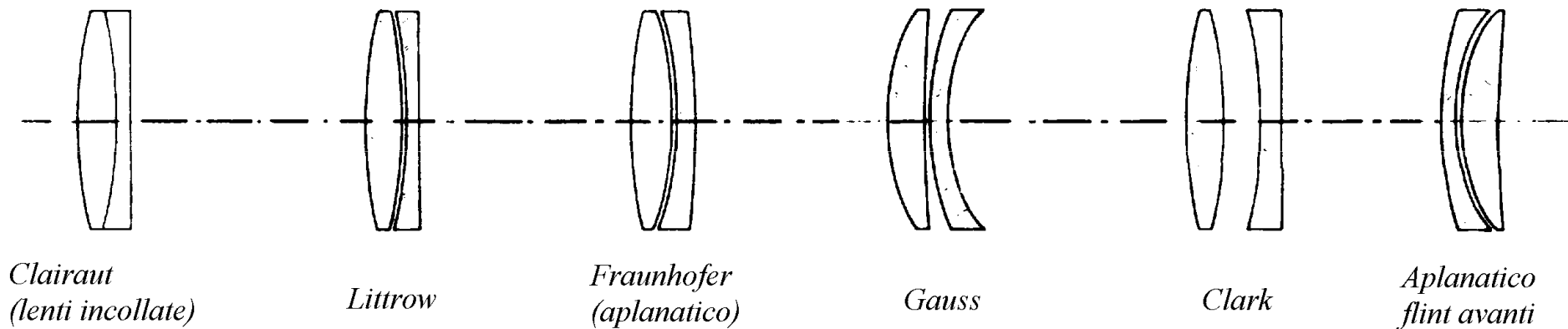
Telescopio Copernico da 182 cm a cima
Ekar (Asiago)

OBIETTIVI E TIPI DI TELESCOPI

Rifrattore



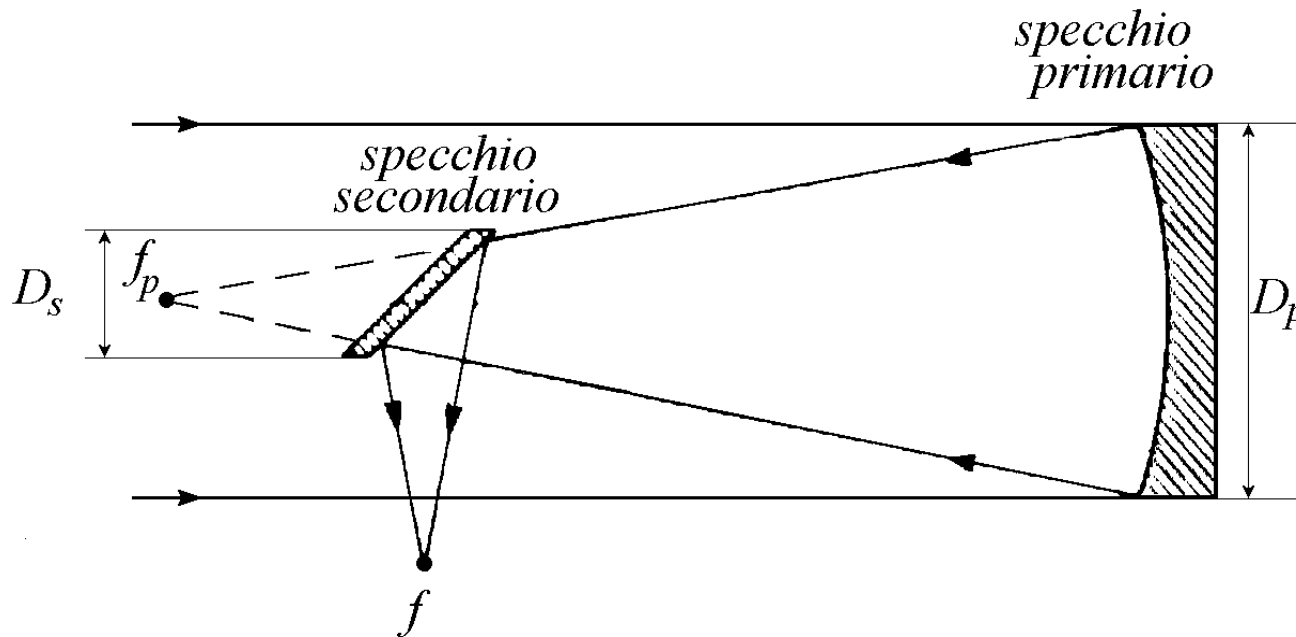
Alcuni tipi di doppietti acromatici



Riflettori

I telescopi riflettori sono quei telescopi che hanno come obiettivo uno specchio.

Schema di telescopio Newton



f = fuoco

f_p = fuoco primario

D_s = Diametro
secondario

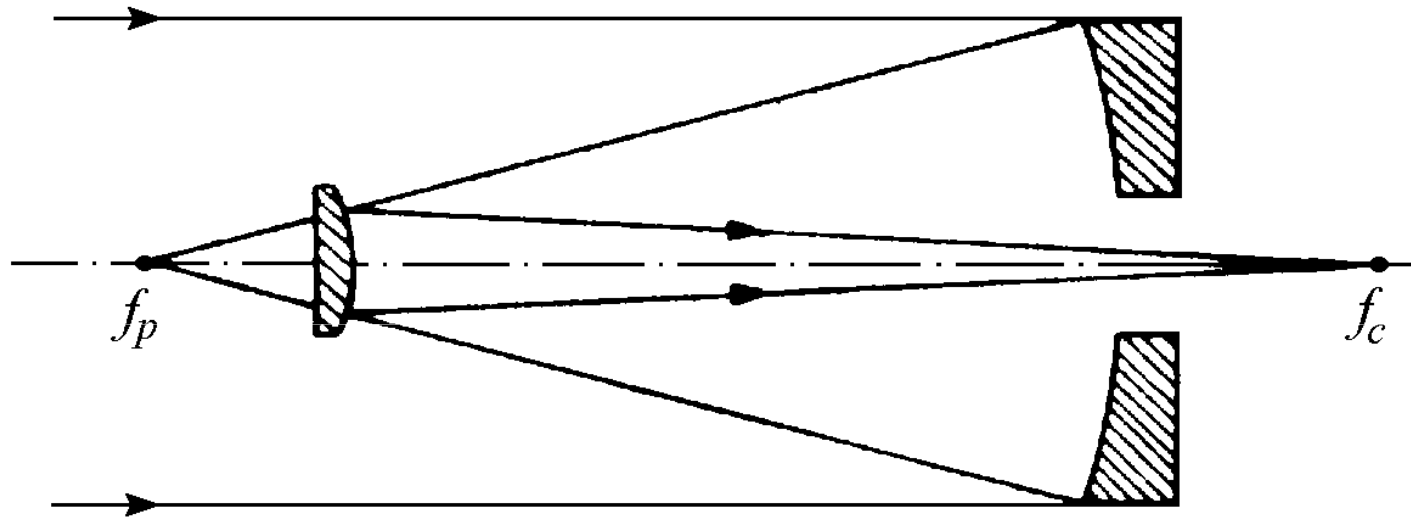
D_p = Diametro primario

Lo specchio primario è
parabolico, il secondario
piano disposto a 45° .

$$0,20 \leq \frac{D_s}{D_p} \leq 0,35$$

Riflettori

Schema di configurazione Cassegrain



f_p = fuoco primario

f_c = fuoco Cassegrain

Lo specchio primario è parabolico, il secondario convesso iperbolico.

Lunga focale.

Primario molto aperto ($f/3 - f/5$).

Aberrazione sferica corretta e coma debole

$f/\#$ = rapporto focale

$\#$ = lunghezza focale/diametro

Riflettori

La configurazione Ritchey-Chrétien è un'evoluzione dello schema Cassegrain capace di diminuire notevolmente gli effetti dell'aberrazione per gli oggetti fuori asse.

Fu inventata all'inizio del XX secolo dall'astronomo statunitense George Willis Ritchey e dall'astronomo francese Henri Chrétien.

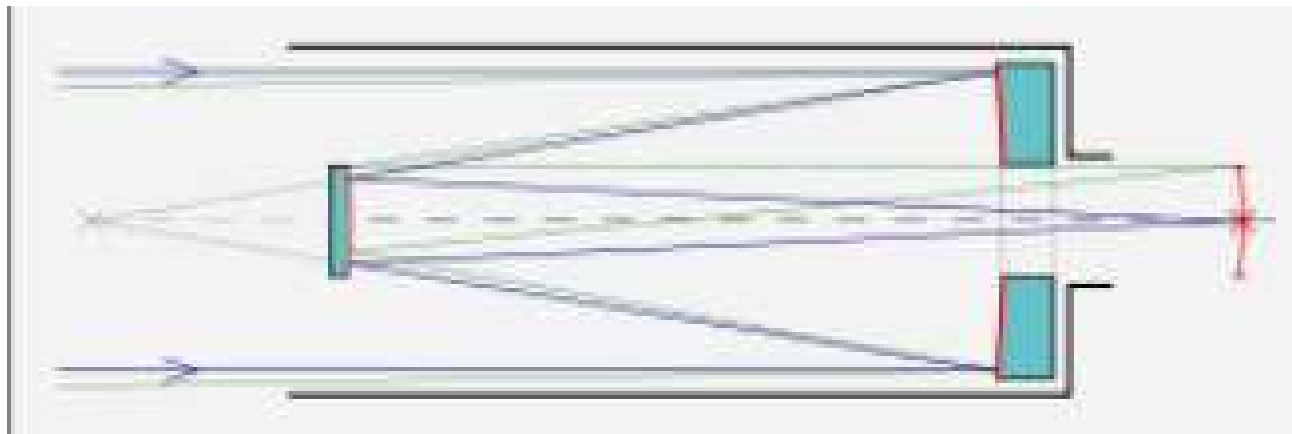
Il Ritchey-Chrétien è un telescopio di tipo aplanatico, cioè con aberrazioni sferiche corrette e coma nullo.

Lo specchio primario è iperbolico e il secondario convesso iperbolico.

Richiede una lente spianatrice di campo.

Con questa combinazione ottica sono stati costruiti grandi telescopi come il 150 cm di Loiano (Italia), il 4 metri di Siding Spring (Australia), il Kitt Peak Cerro Tololo (Cile), i due telescopi gemelli Keck da 10 metri (Hawaii).

Il vantaggio di questa architettura ottica è la grande compattezza, il tubo può infatti essere lungo fino alla metà della lunghezza focale.

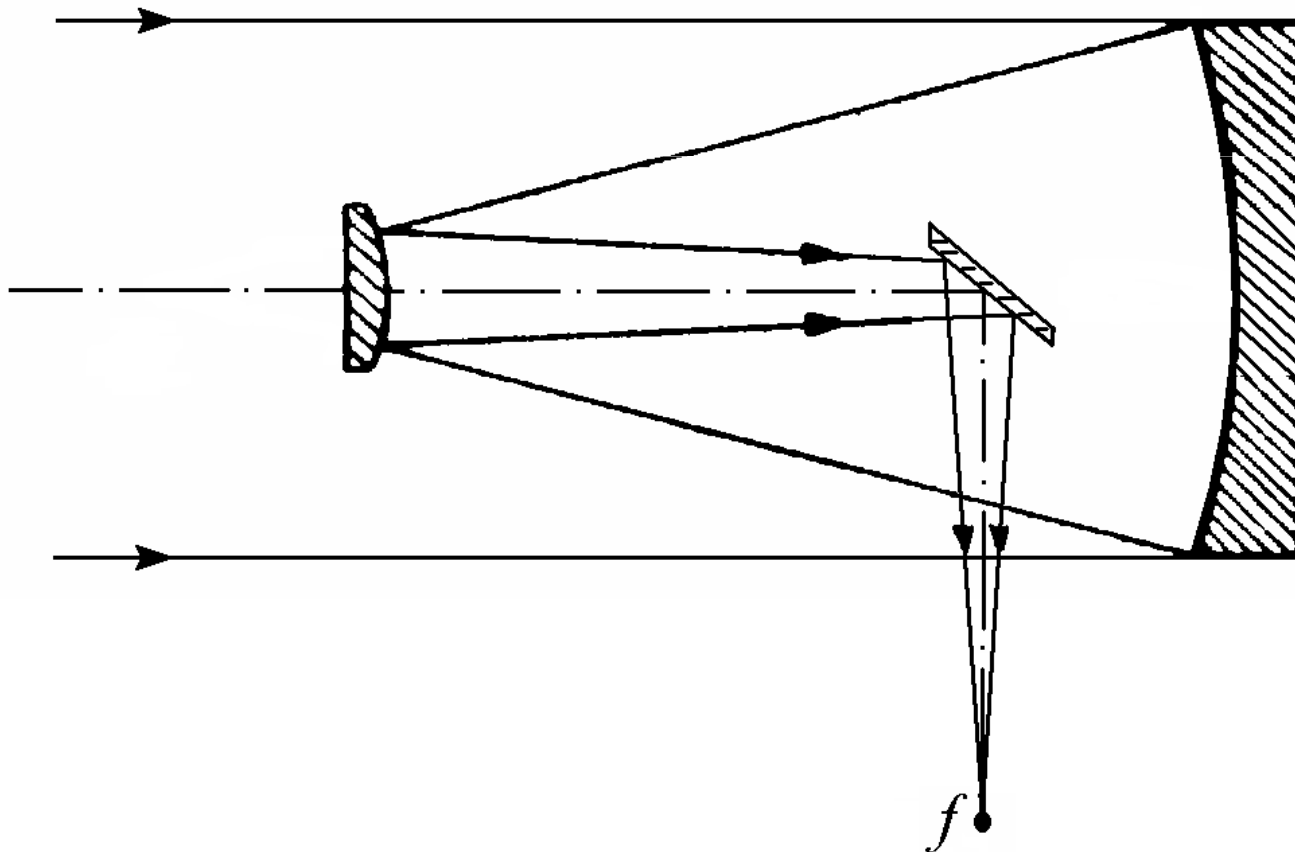


Riflettori

Una variante del Cassegrain è la configurazione Nasmyth.

In questo caso alla classica configurazione Cassegrain si aggiunge un terzo specchio (piano), situato lungo l'asse di declinazione strumentale che estrae il fuoco all'interno dell'asse.

L'osservazione della sorgente avviene così all'estremità dell'asse di declinazione ove sono collocati gli strumenti di osservazione.

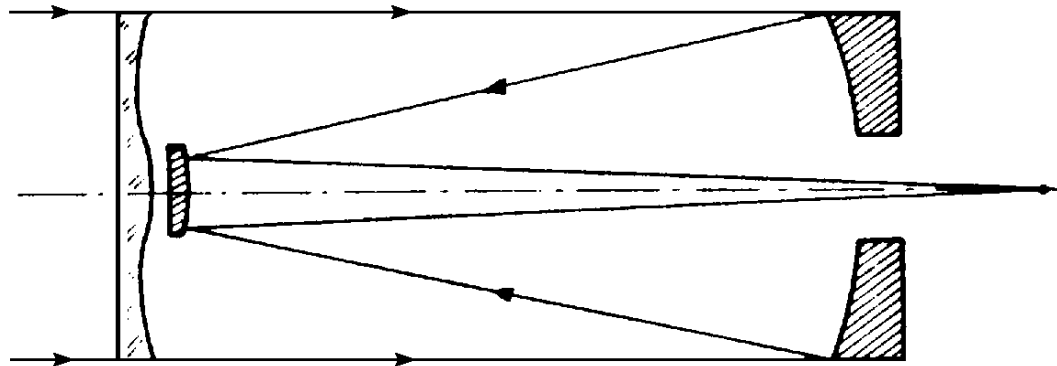


Catadiottrici

I telescopi catadiottrici sono di tipo misto.

Sono presenti uno specchio primario e uno secondario (tipici della configurazione newtoniana, ma la luce prima di arrivare al primario passa attraverso una lastra correttiva).

Schema Schmidt-Cassegrain

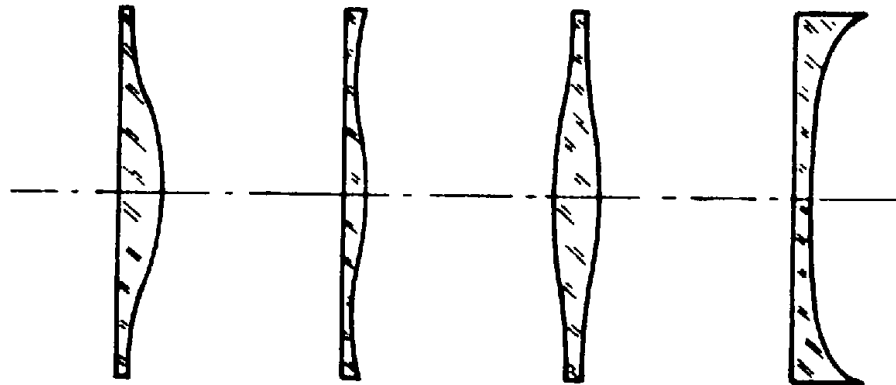


Catadiottrici

Lo specchio primario è sferico e molto aperto ($\sim f/2,5$), la lastra correttiva asferica è posta nel fuoco e il secondario è convesso.

Sono molto compatti.

Forme tipiche di lastre correttive per telescopi Schmidt



(le curvature sono esagerate)

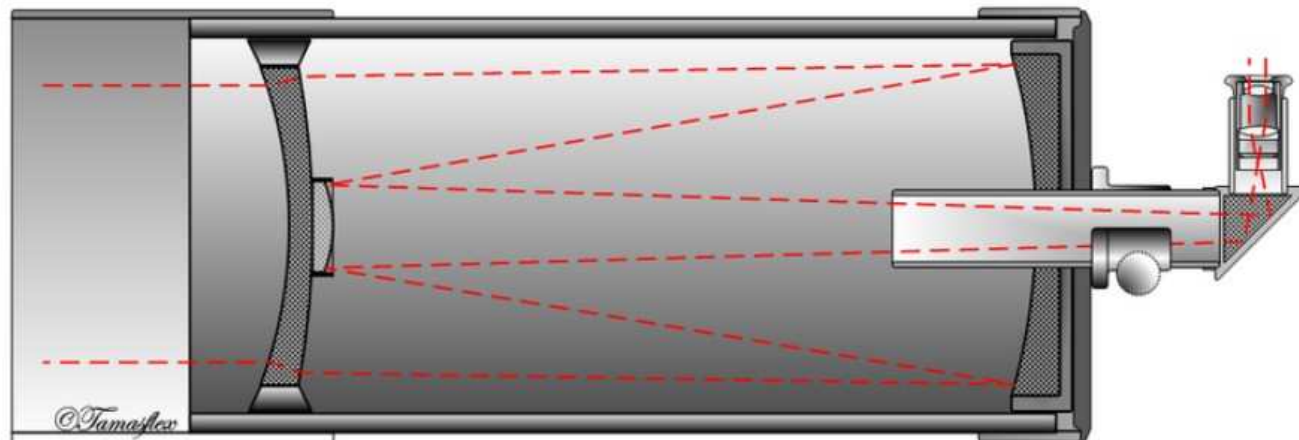
Catadiottrici

Il Telescopio Maksutov-Cassegrain è un telescopio riflettore in cui tutte le superfici ottiche sono sferiche.

È necessaria la lastra correttrice che è costituita da un menisco con la concavità rivolta verso l'esterno.

Il russo Maksutov è stato il primo, anche se non il solo, a stabilirne la fattibilità nel 1941 mentre il primo esemplare realizzato con successo si deve all'americano John Gregory negli anni cinquanta.

La soluzione ideata da Gregory è quella che viene maggiormente utilizzata e consiste nel ricavare lo specchio secondario rendendo riflettente la parte centrale del menisco; per questo motivo tale telescopio è definito anche come Gregory-Maksutov.



Caratteristiche di un obiettivo

Le caratteristiche principali di un telescopio sono:

INGRANDIMENTO: ha significato solo in casi particolari e non è una proprietà intrinseca dell'obiettivo; si caratterizza con altri parametri, primo di tutti la distanza focale.

LUMINOSITA' : è una caratteristica molto importante, esprime la capacità dello strumento di raccogliere la luce emessa dalla sorgente. Alla luminosità è connessa la possibilità di rivelare sorgenti più o meno deboli o lontane.

RISOLUZIONE: indica quanto lo strumento sia in grado di distinguere sorgenti molto vicine tra loro o piccoli particolari di una sorgente estesa. Essa dipende da numerosi fattori, non tutti legati al progetto del telescopio in senso stretto. Per fare buon uso dello strumento è indispensabile la conoscenza dei fattori che influenzano la risoluzione.

Parametri geometrici di un obiettivo

In Astronomia possiamo considerare tutti gli oggetti che si osservano a distanza
infinita

ovvero

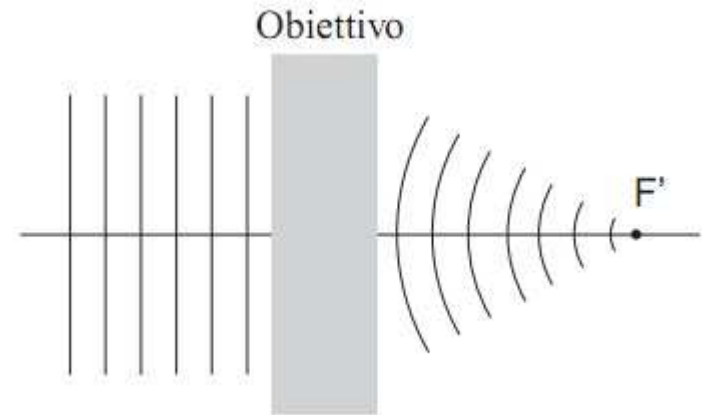
la radiazione che ci arriva ha perso la caratteristica di onda sferica centrata sulla
sorgente e si presenta come un'onda piana

ovvero

i raggi emessi dalla sorgente che arrivano al telescopio sono paralleli.

Parametri geometrici di un obiettivo

L'**obiettivo** è un dispositivo che trasforma le onde piane in onde convergenti **il meglio possibile** (nessun obiettivo realizza completamente ciò) in un punto F' detto **fuoco** (più esattamente: **secondo fuoco**).



Il fuoco va pensato come il punto in cui si realizza la massima concentrazione di luce.

Questo fatto si esprime dicendo che l'obiettivo forma in F' un'**immagine reale** dell'oggetto (stella) considerato.

Un obiettivo può essere uno specchio (riflettore), oppure un sistema di una più lenti (rifrattore).

Nel seguito ci riferiremo quasi sempre a questo secondo caso, che permette figure più semplici; ma tutto quanto diremo vale anche per gli specchi.

Parametri geometrici di un obiettivo

Definizione: un *sistema ottico centrato* è un mezzo (o una successione di mezzi) in cui l'indice di rifrazione presenta una simmetria cilindrica intorno a un asse, che si dice *asse ottico* del sistema.

Salvo rare eccezioni, un obiettivo è un sistema ottico centrato e avrà un asse ottico.

Definizione: il *diametro dell'obiettivo* è il diametro della sezione (circolare) del fascio di luce che da una sorgente posta sull'asse ottico (all'infinito) può entrare nell'obiettivo.

Il diametro dell'obiettivo è il diametro della *pupilla di entrata* del sistema.

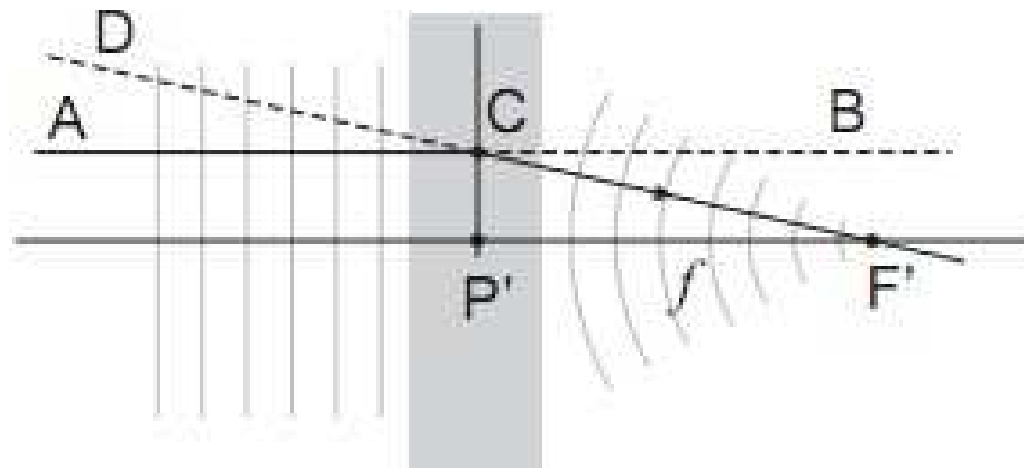
Parametri geometrici di un obiettivo

Definizione 1 di **distanza focale**: consideriamo un raggio incidente AB parallelo all'asse ottico e il raggio uscente oltre l'obiettivo, DF'. Sia C l'intersezione delle due rette AB e DF'.

Abbassata la perpendicolare da C all'asse ottico in P' si dirà distanza focale la lunghezza del segmento P'F'.

$$f = P'F'$$

P' si dice **secondo punto principale**

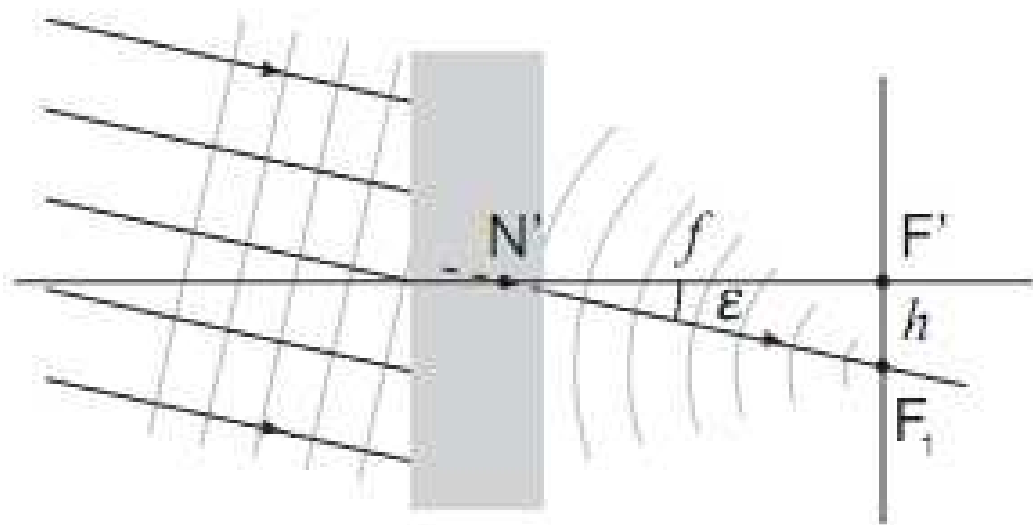


Parametri geometrici di un obiettivo

Definizione 2 di **distanza focale**: Si consideri una radiazione incidente con un (piccolo) angolo ε sull'asse ottico. L'obiettivo concentra la radiazione nel punto F_1 . Si può dimostrare che F_1 è sulla perpendicolare di F' e che la distanza $F_1 F' = h$ è proporzionale in prima approssimazione all'angolo ε .

Si dirà distanza focale \overline{f} il valore della costante di proporzionalità:

$$h = \overline{f} \cdot \varepsilon$$



La retta del raggio per F_1 parallelo ai raggi incidenti incontra l'asse ottico (eventualmente dentro l'obiettivo) in un punto N' , che si dice **secondo punto nodale**: ne segue

$$\overline{f} = N' F'$$

Parametri geometrici di un obiettivo

Quando il mezzo prima dell'obiettivo è uguale a quello dopo,

$$f = \bar{f} \quad \text{e} \quad P' \equiv N'$$

Le due definizioni sono equivalenti, ma la seconda è più espressiva.

Se infatti poniamo in F' una lastra fotografica e consideriamo due stelle che hanno distanza angolare ε , sulla lastra le loro immagini distano:

$$h = f\varepsilon$$

La distanza focale fornisce la *scala* di una fotografia fatta con il nostro obiettivo.

E' chiaro che una f più grande darà una fotografia più grande della stessa regione di cielo; ma non si può parlare di ingrandimento perché è un *angolo* ε che viene tradotto in una *distanza* h .

Limiti di risoluzione

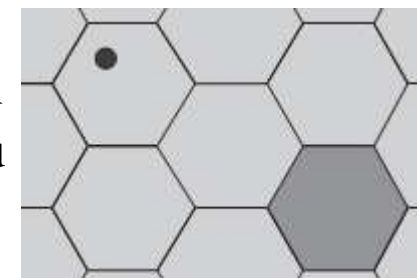
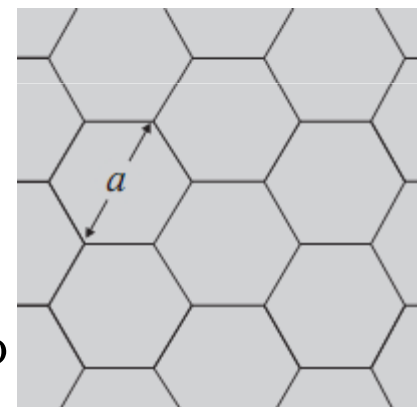
Non ha senso parlare di luminosità e di risoluzione senza introdurre un altro elemento essenziale di qualsiasi strumento astronomico: il rivelatore.

La luce raccolta dall'obiettivo (l'immagine formata da questo) deve essere *vista* da qualcosa, che potrà essere l'occhio umano (raramente nelle applicazioni scientifiche), una lastra fotografica (ormai non più utilizzata), un fotomoltiplicatore, una telecamera, un CCD (charge coupled device), ecc.

Tutti questi oggetti hanno una struttura discreta: sono costituiti di rivelatori elementari, più o meno grandi e numerosi, ma sempre in numero finito.

Riducendo all'essenziale la schematizzazione supporremo che un elemento del rivelatore sia una piccola superficie avente un diametro a caratteristico del rivelatore.

Supporremo inoltre che la luce che cade su un elemento agisca su quello e solo su quello, e che conti solo l'energia totale ricevuta, non il modo come è distribuita: non fa differenza se la luce arriva solo su un'area di diametro molto minore di a , o se invece è dispersa uniformemente su tutto l'elemento.



Limiti di risoluzione

Definizione: si chiama *sorgente otticamente puntiforme* una sorgente luminosa per la quale la luce che arriva da essa illumina *un solo* elemento del rivelatore.

Una sorgente può essere o meno puntiforme a seconda:

- a) delle sue dimensioni e della sua distanza (cioè del suo diametro angolare);
- b) delle caratteristiche dell'obiettivo, cioè della sua capacità di concentrare luce;
- c) del rivelatore (del diametro a dei suoi elementi).

Una sorgente sarà detta *estesa* se illumina molti elementi del rivelatore.

Limiti di risoluzione

La risoluzione di uno strumento è limitata perché esso non è in grado di distinguere due sorgenti, anche praticamente puntiformi, la cui distanza angolare sia troppo piccola.

La risoluzione può perciò essere misurata dalla ***minima distanza angolare ϵ risolvibile***.

I limiti della risoluzione provengono da tre cause ben distinte:

- a) l'obiettivo
- b) l'atmosfera
- c) il rivelatore

a) – Effetto dell'obiettivo

I limiti intrinseci all'obiettivo si possono ancora classificare secondo tre cause:

a1) diffrazione

a2) difetti di progetto

a3) difetti di costruzione.

a1) – Diffrazione

La diffrazione ha la sua origine nelle proprietà ondulatorie della luce, le quali fanno sì che nessun obiettivo, per quanto ben concepito e costruito, possa concentrare completamente in un punto la luce di una sorgente geometricamente puntiforme. Intorno al fuoco si forma una macchiolina luminosa, il cui raggio è all'incirca

$$\rho = \frac{f}{d} \lambda$$

dove λ è la lunghezza d'onda della luce.

Il termine f/d è il ***rapporto focale***.

a1) – Diffrazione

Una definizione più precisa porta alla formula

$$\rho = 1,22 \frac{f}{d} \lambda$$

Per la luce visibile è: $400 \text{ nm} < \lambda < 700 \text{ nm}$

da cui il valor medio di 550 nm ; si ha quindi

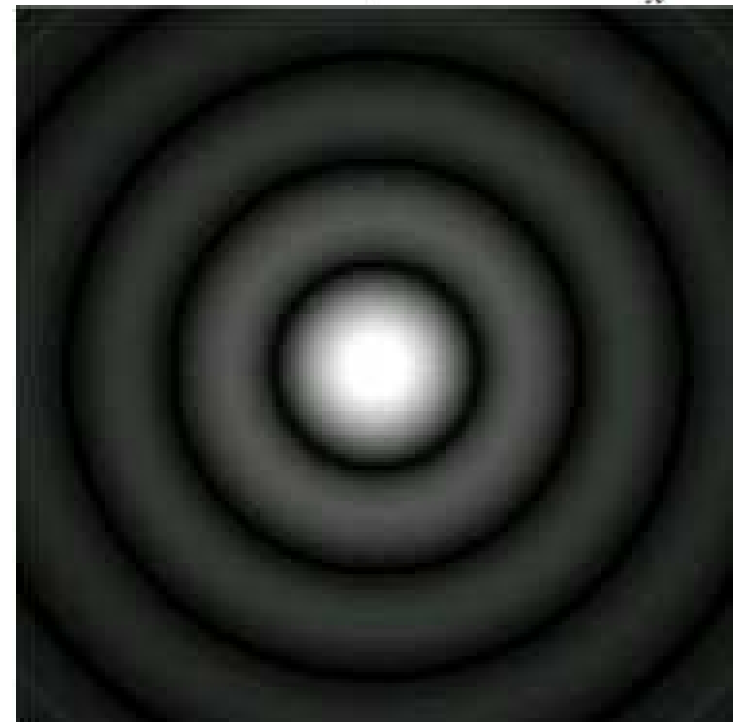
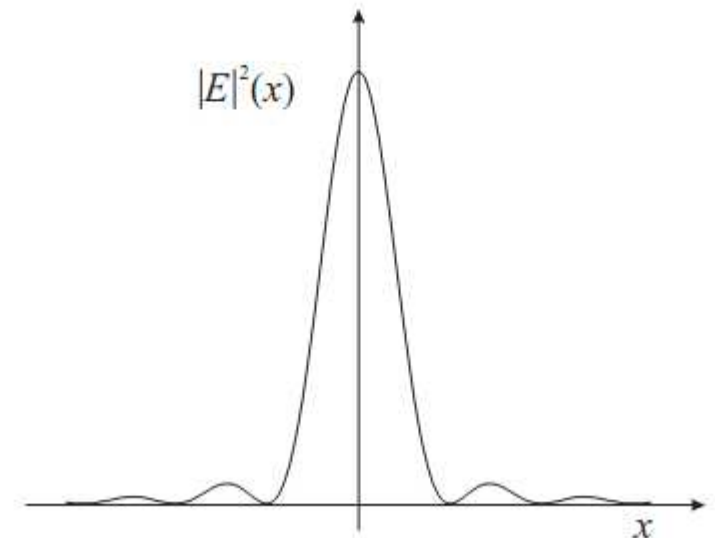
$$\rho = 670 \frac{f}{d} \text{ nm}$$

Questa espressione è più utile in termini angolari.

Alla separazione ρ corrisponde un angolo ε dato da

$$\varepsilon = \frac{\rho}{f} = \frac{670}{d}$$

NB – Se d è in nanometri allora ε è in radianti.



a1) – Diffrazione

E' più comoda la formula

$$\varepsilon'' \approx \frac{140\text{mm}}{d}$$

Questo è chiamato limite di Rayleigh e definisce il diametro del primo anello scuro.

Poiché nella figura di diffrazione l'85% della luce si concentra nel disco centrale e che il rimanente va a cadere sui primi anelli, è possibile nella pratica guadagnare un 15% sul valore minimo di separazione; in tal caso l'espressione precedente diviene (limite di Dawes):

$$\varepsilon'' \approx \frac{120\text{mm}}{d}$$

a1) – Diffrazione

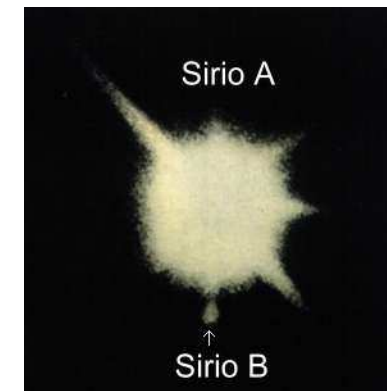
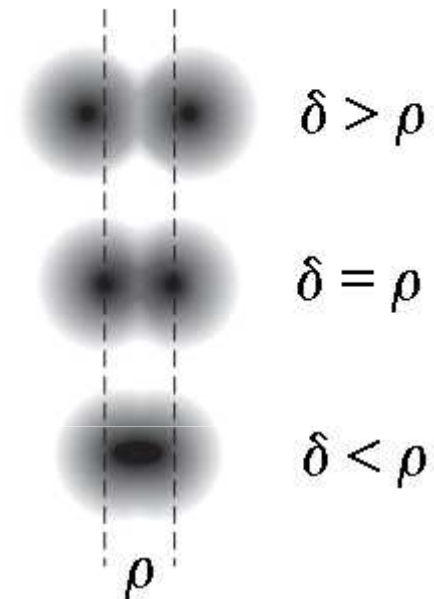
Il limite di risoluzione significa che due stelle saranno risolte se le macchie (figure di diffrazione) da esse prodotte hanno i centri a distanza

$$\delta > \rho$$

cioè se il centro dell'una cade almeno nel primo cerchio oscuro dell'altra; non saranno risolte in caso contrario.

Si tratta di un criterio arbitrario, che in pratica può funzionare più o meno a seconda di altre condizioni di cui non si è detto.

Per esempio: con $d = 60$ mm si avrebbe $\epsilon'' = 2,3''$.
Se puntiamo il telescopio su Sirio, che è una doppia le cui componenti sono separate di $9''$, dovremmo vederle benissimo, mentre di fatto la scoperta visuale del compagno di Sirio è stata molto difficile. La ragione è che Sirio B è 500 volte più debole di Sirio A.



a2) – Difetti di progetto: aberrazioni

In questo gruppo si sono riassunti i limiti di risoluzione che per un dato obiettivo sussistono anche trascurando la diffrazione.

Anche nell'ottica geometrica, che appunto ignora la natura ondulatoria della luce, solo in approssimazione di Gauss è vero che una lente concentra tutta la luce in un'immagine puntiforme: dunque in generale un obiettivo formerà una macchia di raggio non nullo, che potrà essere reso più o meno piccolo a seconda della costituzione (progetto) dell'obiettivo.

A questo scostamento delle immagini ottiche dall'ideale si dà genericamente il nome di *aberrazioni* .

Le aberrazioni sono un limite importante alla risoluzione di un obiettivo fotografico, dove sono necessari molti compromessi tra diversi fattori (non ultimo il costo); nel campo astronomico generalmente le aberrazioni possono essere quasi trascurabili, almeno per strumenti professionali.

a2) – Difetti di progetto: aberrazioni

Le aberrazioni sono insite nella natura delle lenti e degli specchi.

A seconda che si presentano sull'asse ottico o al di fuori di esso si dividono in *assiali* ed *extra-assiali*.

Aberrazioni assiali:

- *cromatiche*

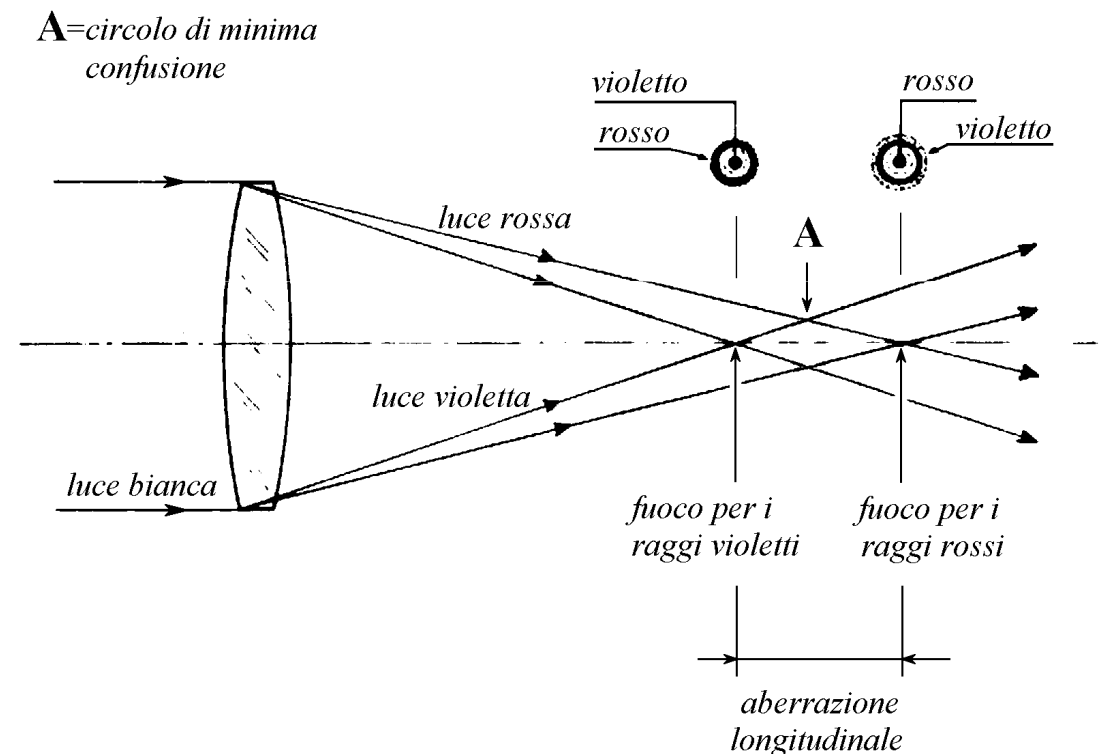
- *di sfericità*

a2) – Difetti di progetto: aberrazioni cromatiche

La distanza focale di una lente è legata all'indice di rifrazione, questo varia al variare della lunghezza d'onda quindi la distanza focale dipende dalla lunghezza d'onda.

La radiazione violetta, più deviata, si focalizza più vicino alla lente, quella rossa, meno deviata, converge più lontano dalla lente.

Se la sorgente luminosa non è monocromatica lungo l'asse ottico si hanno fuochi diversi per i diversi colori.



a2) – Difetti di progetto: aberrazioni cromatiche

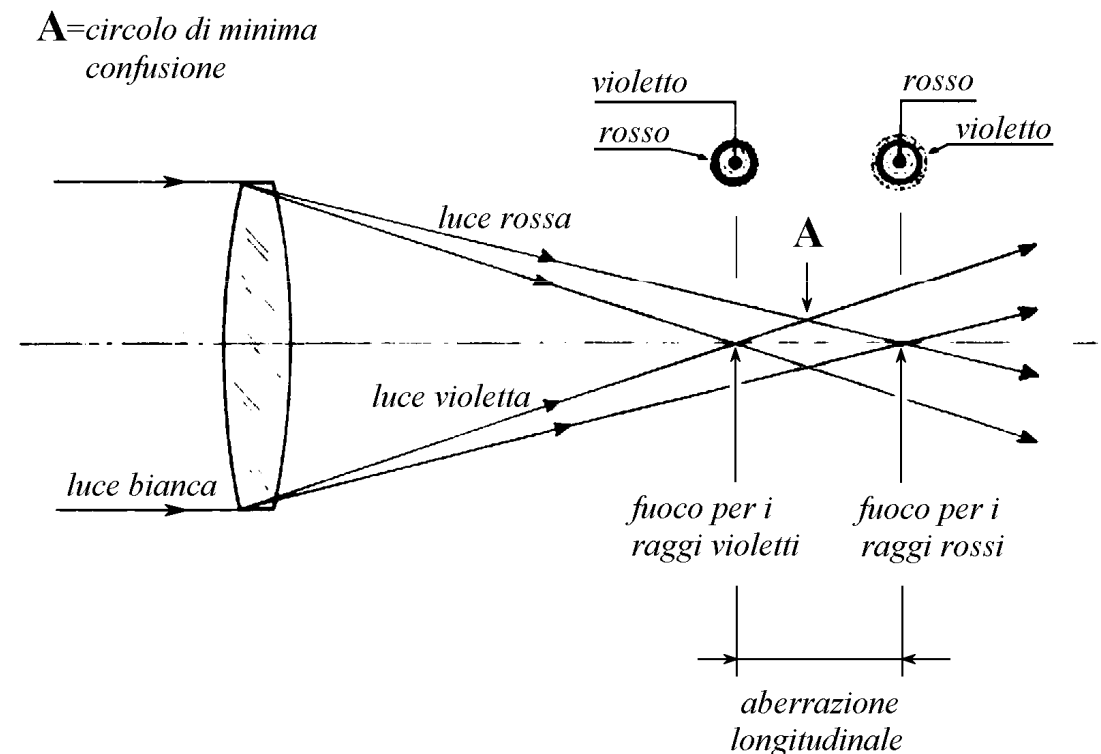
L'aberrazione cromatica non è nociva se la lunghezza focale della lente è almeno uguale a:

$$f = 18,6d^2$$

dove d è il diametro dell'obiettivo.

Con questa formula anche diametri modesti impongono lunghezza enormi (per un 60 mm necessiterebbero 6,7 m).

Il modo più semplice per ridurre notevolmente l'aberrazione cromatica è di usare due lenti (una convergente di vetro crown, l'altra divergente di vetro flint).

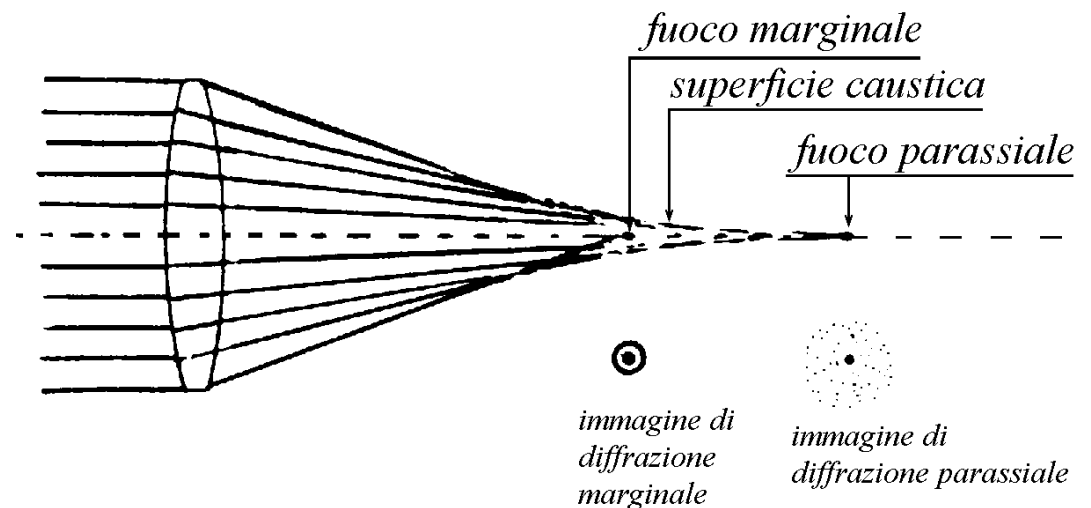
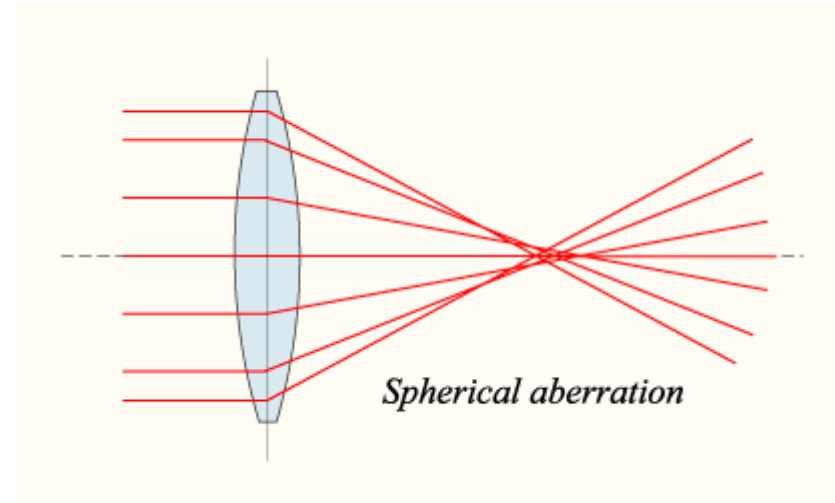


a2) – Difetti di progetto: aberrazioni sferiche

I raggi paralleli che incidono su una lente o su uno specchio sferico vicino all'asse ottico vengono focalizzati più lontano di quelli che incontrano la lente o lo specchio presso il bordo.

Questo fa sì che si vengano a formare più piani focali in ognuno dei quali si sovrappongono, più o meno sfocate, le immagini degli altri.

L'immagine globale che ne deriva, compresa tra il **fuoco marginale** e il **fuoco parassiale**, prende il nome di **caustica**.



a2) – Difetti di progetto: aberrazioni sferiche

C'è una regola (di Rayleigh) che asserisce che l'aberrazione sferica comincia a compromettere seriamente la figura di diffrazione quando la superficie d'onda devia dal percorso ideale di circa $1/4$ di λ (per λ si può prendere 550-560 nm; luce giallo-verde).

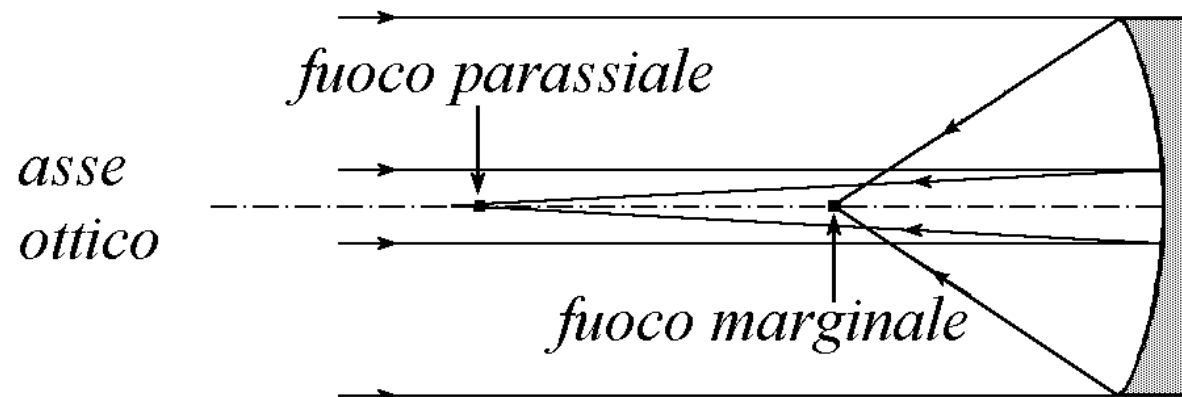
Aumentando la lunghezza focale della lente o dello specchio l'aberrazione diminuisce.
Per le lenti non è la soluzione in quanto è sempre presente l'aberrazione cromatica.

Per gli specchi sferici vale:

$$f = \sqrt[3]{35d^4}$$

dove f è la focale e d è il diametro.

La soluzione migliore è uno specchio parabolico.



a2) – Difetti di progetto: aberrazioni

Aberrazioni extrassiali:

- *coma*
- *astigmatismo*
- *curvatura di campo*
- *distorsione*

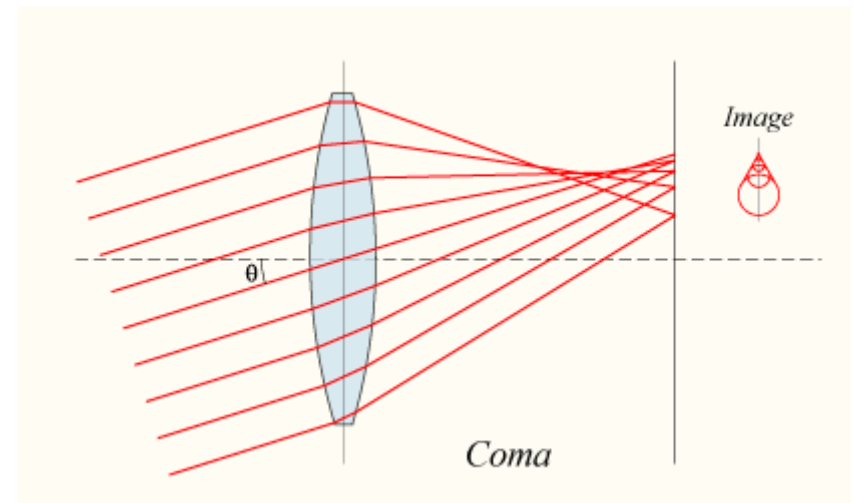
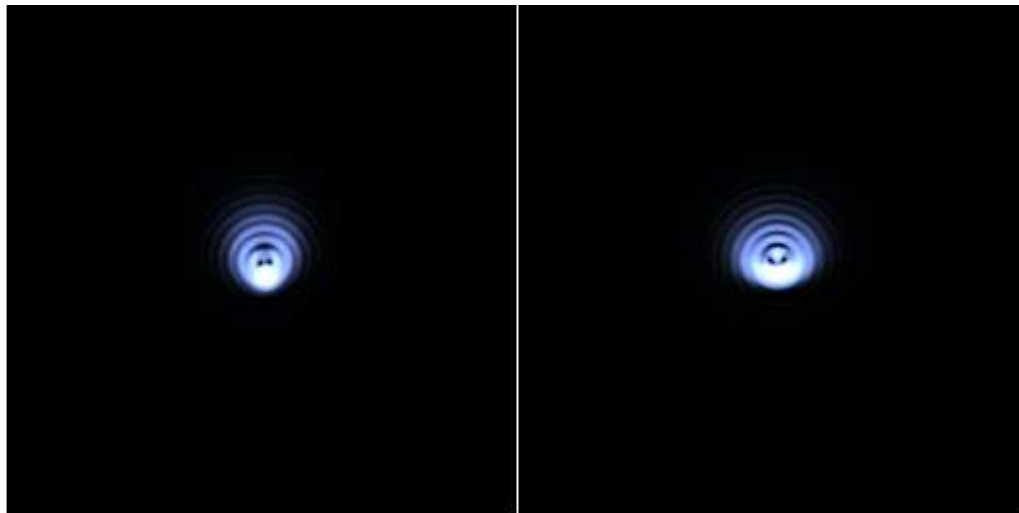
a2) – Difetti di progetto: coma

Il coma è un'aberrazione dovuta al fatto che i raggi provenienti dalle zone extra-assiali si focalizzano su piani diversi.

I raggi passanti per le zone distanti dal centro vengono focalizzati dando origine ad anelli luminosi provenienti dalle diverse zone di apertura del sistema ottico. La sovrapposizione di questi anelli luminosi crea un'immagine stellare a forma di cometa, una *v* con la punta rivolta verso l'interno o l'esterno a seconda che il coma sia positivo o negativo.

È una caratteristica di alcuni sistemi ottici molto aperti come i Newton, per ovviarne si può diaframmare l'obiettivo o utilizzare un ***correttore di coma***.

Se tale difetto è presente però nelle zone centrali significa che lo strumento è scollimato.



a2) – Difetti di progetto: astigmatismo

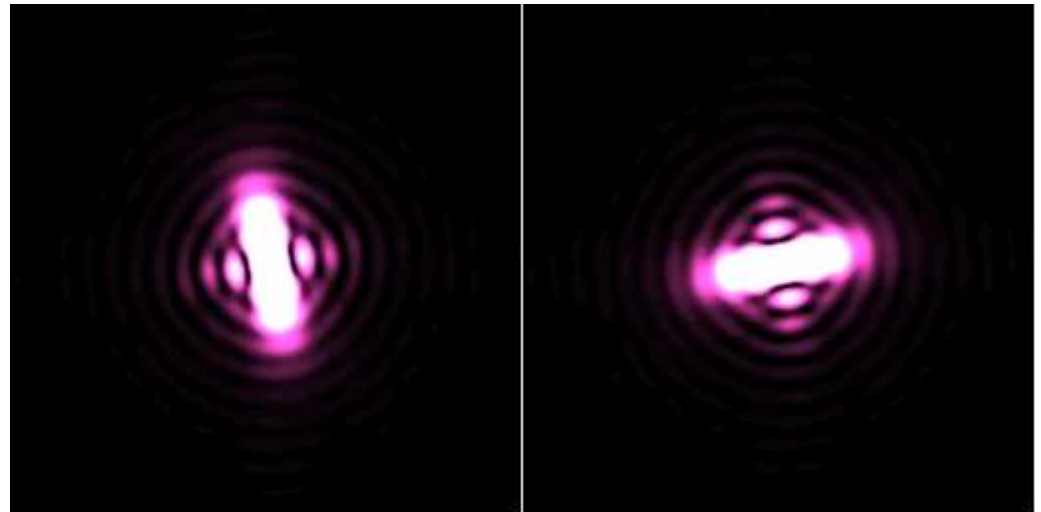
Questa aberrazione extra-assiale può verificarsi anche in asse quando siamo di fronte ad un obiettivo lavorato male.

Trasforma una sorgente puntiforme in due linee sghembe giacenti su piani a 90° ; l'immagine che ne trae l'occhio è di una crocetta. È dovuto alla diversa distanza a cui focalizzano diametri perpendicolari dell'obiettivo.

Per la causa sopra descritta attraversando la posizione di fuoco dall'intra all'extra focale avremo un cambio di asse.

Può esservi astigmatismo anche quando le ottiche risultano tensionate o pesantemente scollimate.

E' tollerato nell'osservazione visuale, meno in quella fotografica.



a2) – Difetti di progetto: curvatura di campo

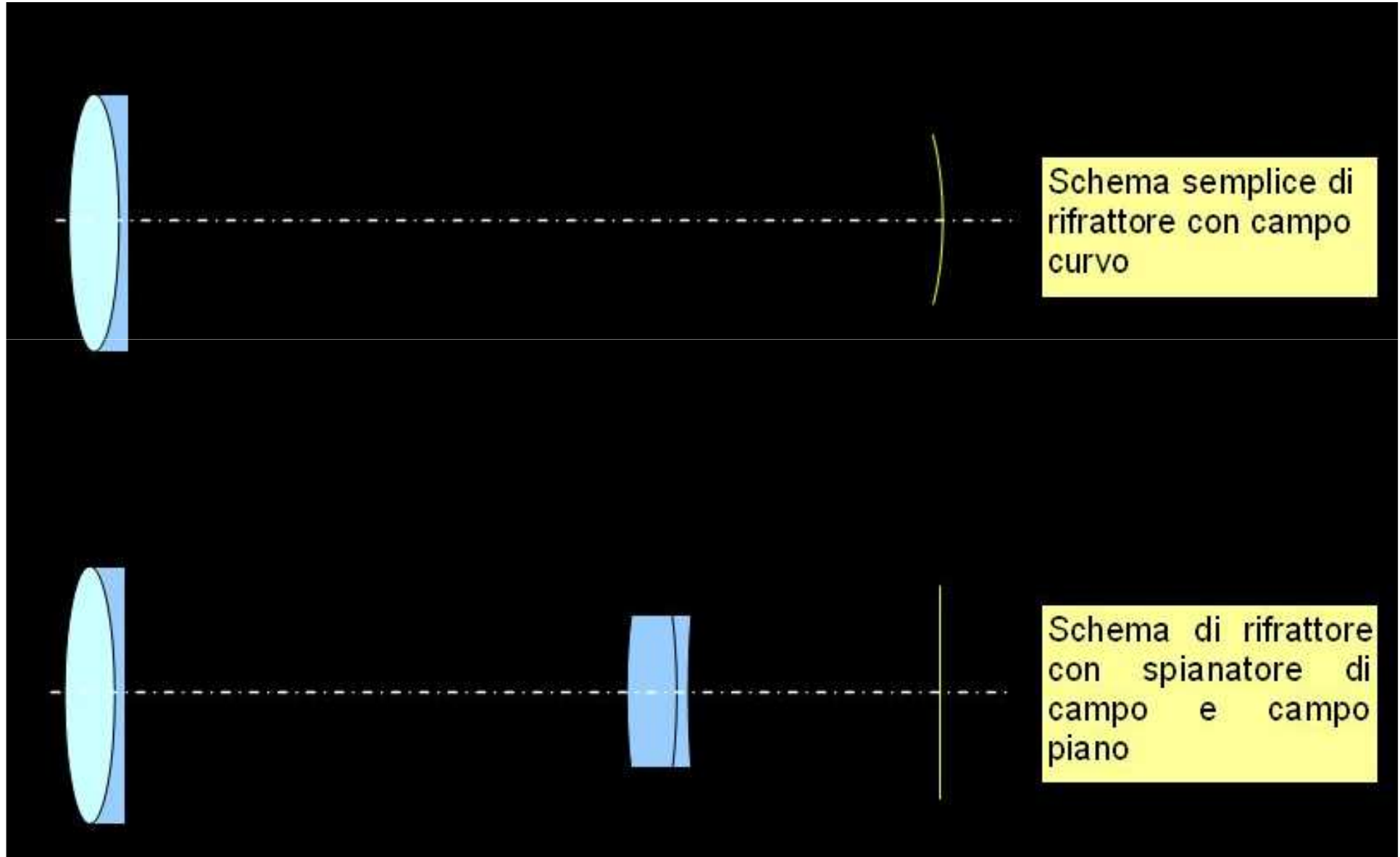
Uno strumento ottico è affetto da curvatura di campo quando la sua superficie focale non è piana ma leggermente emisferica.

Questo fenomeno è intrinseco con la maggioranza degli schemi ottici dei telescopi e obiettivi in genere; per ovviare a questo inconveniente il progettista dell'ottica deve provvedere – come avviene nei comuni obiettivi fotografici – all'inserimento di un gruppo *spianatore di campo* lungo il cammino ottico.

La curvatura di campo è avvertibile solo in fotografia e si presenta mostrando le immagini stellari sfuocate in prossimità del bordo nonostante che le stelle al centro del campo siano perfettamente a fuoco.

Foccheggiando a loro volta le immagini al bordo, andranno sfuocandosi le immagini al centro del campo.

a2) – Difetti di progetto: curvatura di campo



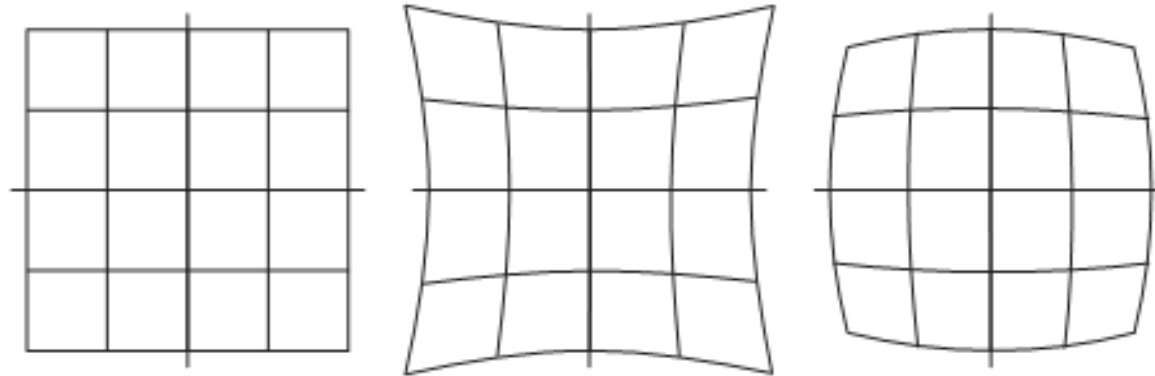
a2) – Difetti di progetto: distorsione

Fa assumere a linee diritte non passanti per l'asse ottico l'aspetto di curve.

È imputabile al fatto che l'ingrandimento non è esattamente lo stesso per i raggi che passano a diverse distanze dall'asse ottico.

Si può evitare facendo uso di due doppietti simmetrici, un sistema cioè di 4 lenti.

Un sistema esente da tale aberrazione si dice *ortoscopico*.



a3) – Difetti di costruzione

Un obiettivo anche perfetto sulla carta è soggetto a difetti in sede di realizzazione:

- inesatta lavorazione delle superfici,
- imprecisione di montaggio,
- deformazioni delle strutture portanti,
- ecc.

Questo fattore può essere decisivo per obiettivi di basso costo costruiti in serie; ma può essere reso trascurabile per strumenti di uso scientifico.

Non bisogna però dimenticare che la costruzione di un grande telescopio, per la precisione richiesta in parti che pesano diverse tonnellate, è un'opera che non solo sul piano ottico, ma anche di ingegneria, richiede competenze di altissimo livello e una grande quantità di lavoro assai qualificato.

b) – L'atmosfera

L'atmosfera è un mezzo ottico con indice di rifrazione poco diverso da 1, ma la differenza non è trascurabile; quello che più conta è che l'indice di rifrazione dell'aria sopra e dentro il telescopio è soggetto a variazioni anche rapide, per effetto di variazioni di pressione e temperatura.

L'atmosfera è in continuo movimento, anche su piccola scala (turbolenza): ne consegue una perturbazione irregolare nel percorso dei raggi di luce, che si manifesta in più modi.

Se si guarda una stella quando l'atmosfera è turbolenta essa “brilla”, cioè cambia luminosità e anche posizione in modo casuale; a volte l'immagine appare sfocata, per tornare a fuoco poco dopo, ecc.

Questo se si usa un piccolo strumento ($d \lesssim 20$ cm); con strumenti più grandi ciascuna parte dell'obiettivo presenta lo stesso effetto in modo indipendente dalle altre, e il risultato è un'immagine stabile, ma confusa. Anche con uno strumento di piccolo diametro si ha una perdita di nitidezza se si fa una fotografia con posa anche di qualche secondo. Complessivamente il risultato è una minore risoluzione, che dipende dalle condizioni dell'atmosfera.

b) – L'atmosfera

Al fenomeno si dà il nome di *seeing* (che si potrebbe tradurre all'incirca con “condizioni di visibilità”) e si chiama seeing anche la misura del limite di risoluzione conseguente.

Il seeing può essere molto diverso a seconda del luogo e delle condizioni meteorologiche: a titolo di orientamento, può andare da 0,2” (eccezionale) a 3” (cattivo).

I valori migliori si ottengono in località elevate (ma l'altitudine non basta!).

Per quello che diremo in seguito, assumeremo un seeing di 1”, solo per indicare l'ordine di grandezza.

Se lo strumento è piccolo ($\lesssim 30$ cm) si possono prendere molte pose brevi, che non risentono in modo sensibile della perdita di risoluzione, e poi comporle con adeguato software.

Per strumenti grandi si possono usare invece le ottiche attive.

c) – Il rivelatore

La struttura discreta del rivelatore limita in modo ovvio la risoluzione.

Grosso modo, se a è il diametro di un elemento del rivelatore, due sorgenti puntiformi saranno distinte se la distanza fra le loro immagini è maggiore di a :
ciò implica

$$\varepsilon = a/f \quad (\text{in radianti})$$

Il limite di risoluzione dipende dunque da a , che è una caratteristica del rivelatore, e da f che è una caratteristica dell'obiettivo.

Quanto ai valori, vanno discussi caso per caso.

Limiti per la risoluzione

Riepilogando: si hanno tre limiti distinti (tralasciando le possibili aberrazioni e i difetti di lavorazione che non dovrebbero esistere in telescopi professionali)

- a) diffrazione $\epsilon_d'' = \frac{140 \text{ mm}}{d}$
- b) seeing $\epsilon_s'' \approx 1$
- c) rivelatore $\epsilon_r = a/f$ (radianti)

A seconda che l'uno o l'altro dei limiti sia dominante potremo avere tre casi diversi e il limite effettivo sarà:

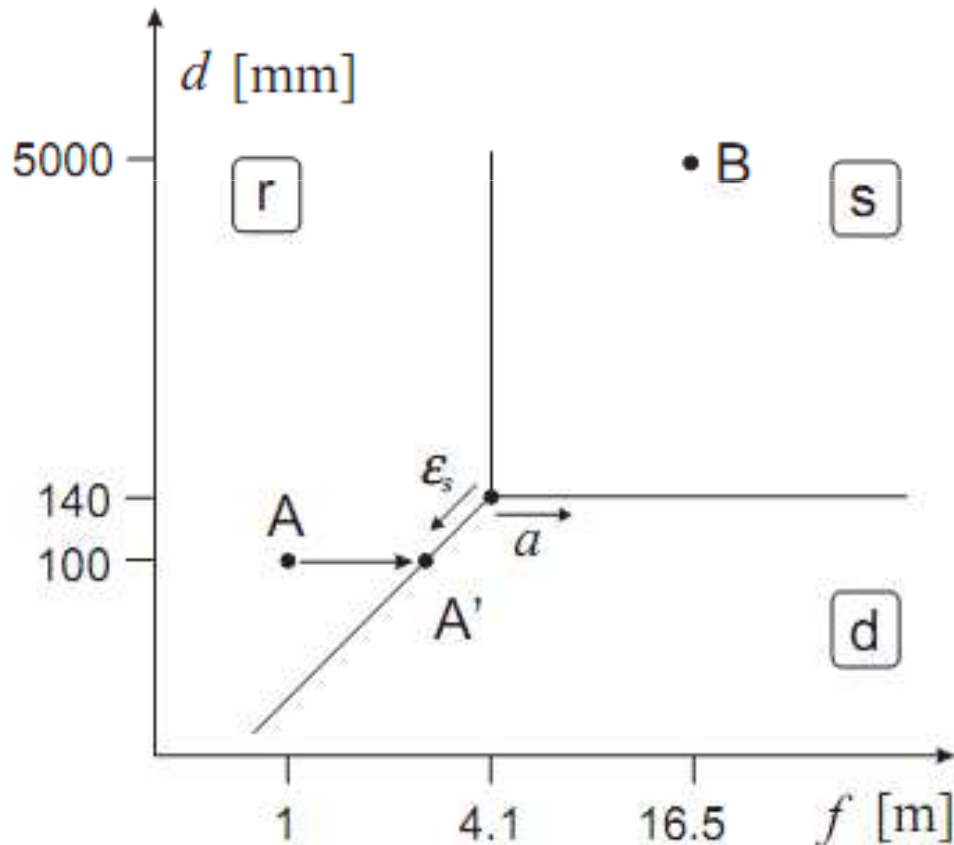
$$\max(\epsilon_d, \epsilon_s, \epsilon_r)$$

Limiti per la risoluzione

I parametri indipendenti sono in realtà 4: f , d , a , ϵ_s .

Per discutere la situazione conviene tracciare un grafico in cui due di questi sono tenuti costanti: ad esempio a ed ϵ_s .

Vedi: www.df.unipi.it/~penco/Astronomia/index_astr.html



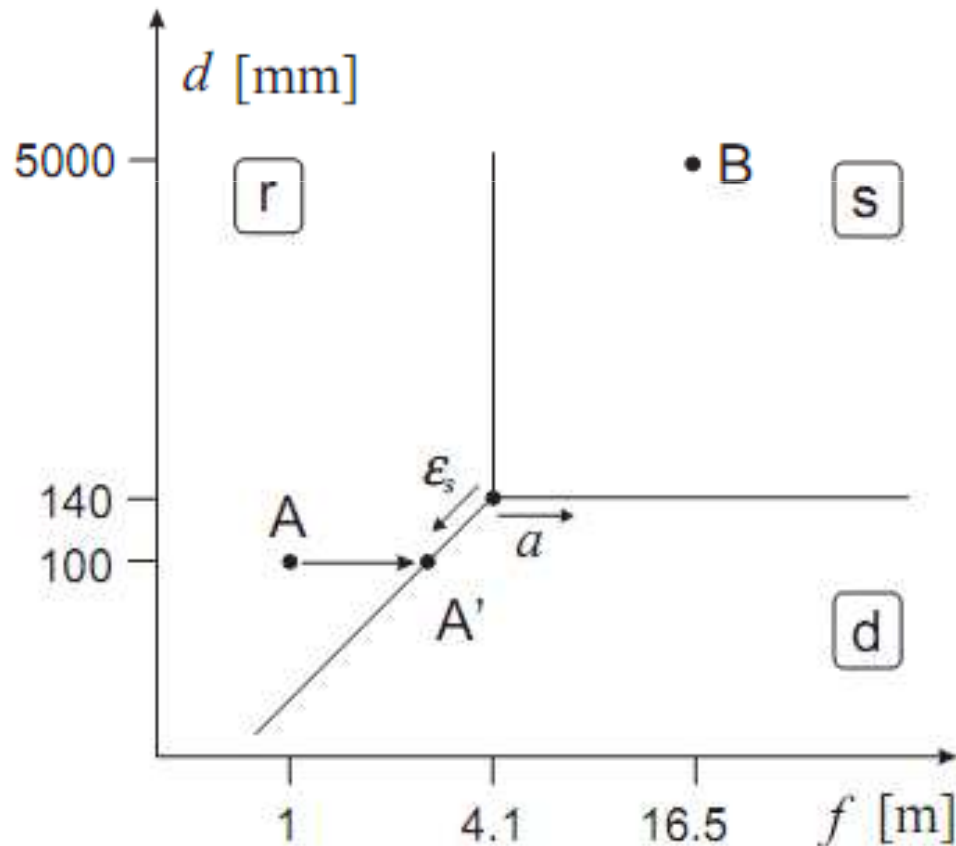
La figura si riferisce ad $a = 20 \mu\text{m}$, e mostra tre regioni, in cui dominano rispettivamente la diffrazione, il seeing e il rivelatore.

Le frecce indicano come si sposta il “punto triplo” al crescere di a e di ϵ_s .

Limiti per la risoluzione

Sia $f = 1\text{ m}$, $d = 100\text{ mm}$ (punto A).

Domina il rivelatore: volendo aumentare la risoluzione, se non si può disporre di un rivelatore ad altissima risoluzione si deve aumentare f (con una *lente di Barlow*). Ci si sposterà a destra lungo un'orizzontale, fino al punto A', che non converrà oltrepassare, perché a quel punto diventa dominante la diffrazione e la risoluzione non aumenta più.



Sia ora $f = 16,5\text{ m}$, $d = 5\text{ m}$ (Telescopio Hale, punto B).
Domina il seeing e non c'è niente da fare: si vede però che si può usare senza danno un rivelatore con a più grande che renderebbe più breve la posa richiesta.

Luminosità dell'obiettivo

La quantità di luce che viene concentrata su un elemento del rivelatore è chiaramente proporzionale all'area dell'obiettivo (*pupilla d'entrata*): quindi è proporzionale a d^2 .

Nell'osservazione di oggetti puntiformi la luminosità del telescopio varia con d^2 .

Se si osserva una sorgente estesa (ad esempio una nebulosa), la quantità di luce è ancora proporzionale a d^2 , ma l'immagine varia di dimensioni proporzionalmente a f , e perciò il numero di elementi illuminati è proporzionale a f^2 .

L'effetto prodotto su ciascun elemento da una sorgente estesa è ancora proporzionale a d^2 , ma anche a $1/f^2$, cioè a d^2/f^2 .

$$d/f = \textit{rapporto di apertura}$$

Luminosità dell'obiettivo

Uno strumento può essere più luminoso di un altro per le stelle, e meno luminoso per le nebulose.

Esempio: $d_1 = 1\text{m}$, $f_1 = 10\text{m}$; $d_2 = 0,5\text{m}$, $f_2 = 2,5\text{m}$.

Il primo strumento è 4 volte più luminoso del secondo per sorgenti puntiformi ($d_1^2/d_2^2 = 1/0,25 = 4$), ma 4 volte meno luminoso per sorgenti estese ($d_1^2/f_1^2 = 0,01$; $d_2^2/f_2^2 = 0,04$).

Questo spiega anche perché con un telescopio si possono vedere le stelle di giorno.

L'occhio adattato alla luce diurna ha $d \simeq 2\text{mm}$, $f \simeq 20\text{mm}$ (apertura relativa $1/10$).

In queste condizioni la luminosità del cielo è grande rispetto a quella delle singole stelle, anche brillanti.

Se $d = 50\text{mm}$, $f = 1\text{m}$ (apertura relativa $1/20$) aumentiamo di un fattore $(50/2)^2 = 625$ la luminosità di una stella, mentre riduciamo di un fattore $[(1/10)/(1/20)]^2 = 4$ quella del cielo.

Guadagno

La pupilla umana quando è al massimo della dilatazione è di 7-8 mm.

Il guadagno G rispetto all'occhio è dato dal rapporto tra l'area dell'obiettivo e l'area della pupilla; se d è il diametro dell'obiettivo (in cm) e 0,7 il diametro della pupilla (in cm) si ha:

$$G = \left(\frac{d}{0,7} \right)^2$$

Luminosità dell'obiettivo

Dal diametro dell'obiettivo dipendono anche le magnitudini limite teorica delle stelle visibili. La formula classica è (d in cm):

$$m_{\text{limite}} = 6,8 + 5 \cdot \log d$$

Tenendo conto anche della qualità del cielo, si arriva ad una formula più precisa:

$$m_{\text{limite}} = m_{\text{occhio}} - 2 + 4,4 \cdot \log d$$

Magn. occhio	Diametro obiettivo (mm)						
	100	150	200	250	300	350	400
6,5	13,3	14,1	14,6	15,1	15,4	15,7	15,9
6,0	12,8	13,6	14,1	14,6	14,9	15,2	15,4
5,5	12,3	13,1	13,6	14,1	14,4	14,7	14,9
5,0	11,8	12,6	13,1	13,6	13,9	14,2	14,4
4,5	11,3	12,1	12,6	13,1	13,4	13,7	13,9
4,0	10,8	11,6	12,1	12,6	12,9	13,2	13,4
3,5	10,3	11,1	11,6	12,1	12,4	12,7	12,9

Luminosità dell'obiettivo

La luce che colpisce la superficie di una lente non entra tutta nel vetro, una parte viene riflessa.

E' possibile ridurre tale quantità trattando le superfici con strati antiriflessi.

Si stima che un obiettivo a due lenti non trattato trasmette all'oculare circa il 92% della luce.

Per gli specchi c'è una perdita dovuta al fatto che l'alluminatura riflette solo una parte della luce che riceve.

Ovviamente ogni superficie e ogni lente riducono la luce utilizzabile.

In un telescopio newtoniano classico, con due specchi, all'oculare arriva il 72% della luce.

Diametro obiettivo (cm)	Guadagno rispetto all'occhio	Magnitudine limite
6	73	10,7
8	131	11,3
11,4	265	12,1
15	459	12,7
20	816	13,3
25	1 276	13,8
40	3 265	14,8
100	20 408	16,8
500	510 204	20,3
600	734 694	20,7

Ingrandimento

Un altro elemento fondamentale è l'oculare.

È la lente di ingrandimento.

Il parametro principale di un oculare è la sua lunghezza focale che insieme alla lunghezza focale del telescopio determina l'ingrandimento.

$$\text{Ingrandimento} = \frac{\text{Lunghezza focale obiettivo}}{\text{Lunghezza focale oculare}}$$

All'aumentare dell'ingrandimento la luminosità dell'immagine diminuisce.

Una regola empirica generale dice che l'ingrandimento massimo è 20 volte il diametro dell'obiettivo espresso in cm.

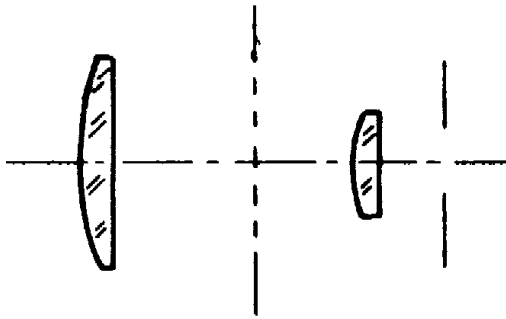
In maniera più precisa si ha:

per i rifrattori: $70 \cdot \sqrt{d-1}$

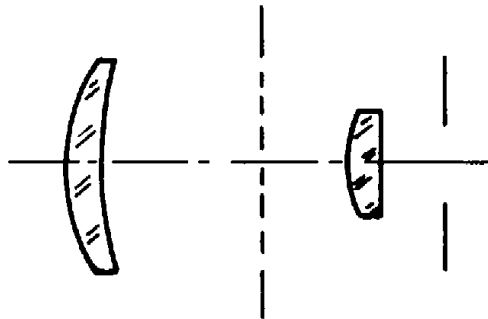
per i riflettori: $100 \cdot \sqrt{d-3}$

d espresso in cm.

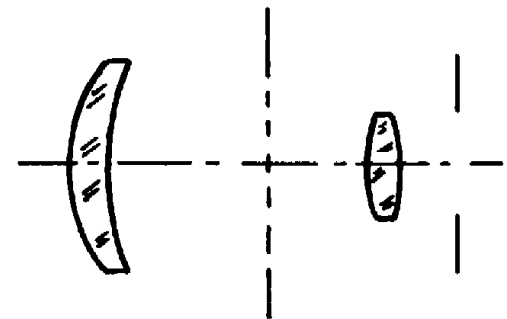
Oculari



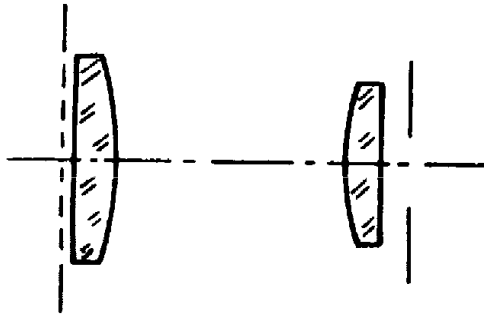
Huygens (H) ~35°



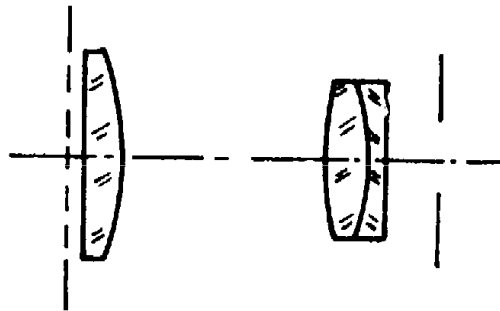
Huygens-Mittenzwey (HM) ~45°



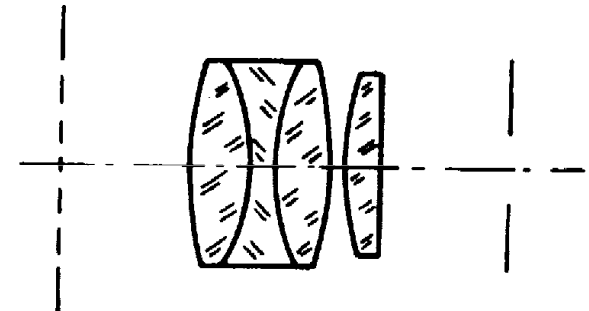
Huygens-Airy ~45°



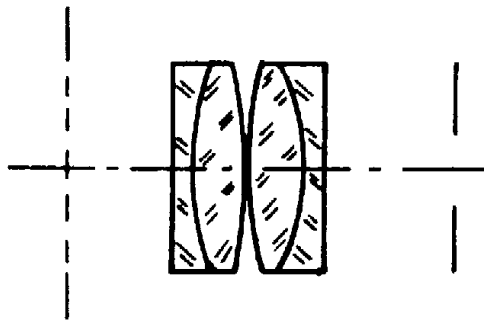
Ramsden (R) ~35°



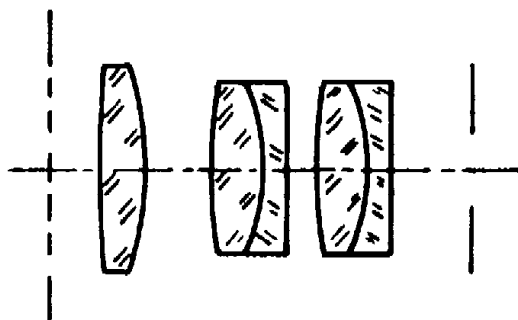
Kellner (K) ~40°/45°



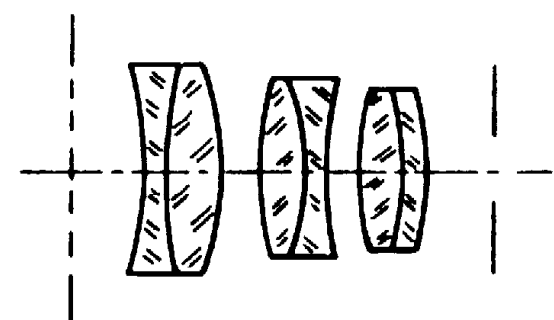
Ortoscopico di Abbe (Or) ~40°



Ortoscopico di Plössl (Or) ~50°



Erfle a 5 lenti (Er) ~65°



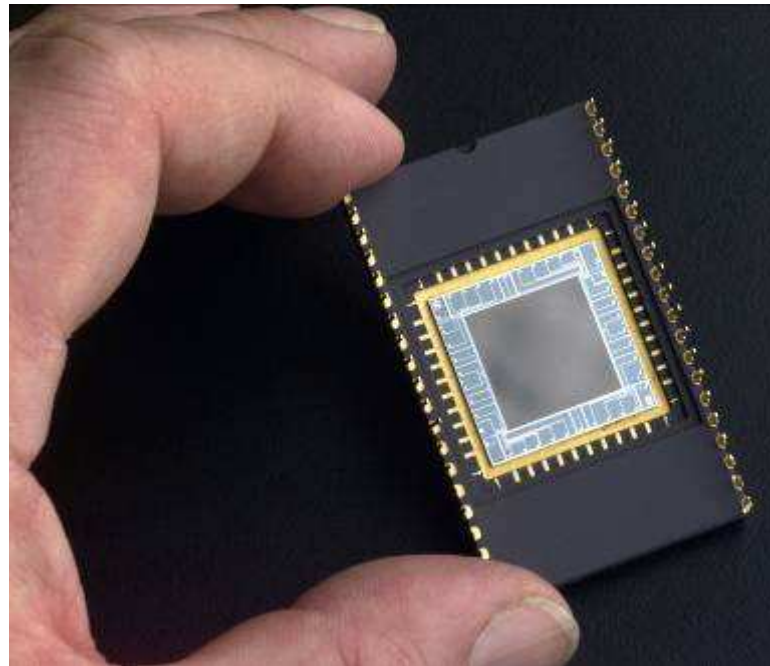
Erfle a 6 lenti (Er) ~70°

I RILEVATORI CCD

Introduzione

Verso la fine dello scorso millennio si è avuto uno eccezionale sviluppo dell'elettronica e ciò ha portato ad un forte abbattimento dei costi e alla diffusione di dispositivi sempre più potenti.

Tra questi ci sono i sensori CDD.



Introduzione

CDD = Charge-Coupled Device, in italiano *dispositivo a carica accoppiata*

Consiste in un circuito integrato formato da una griglia di elementi semiconduttori (pixel) in grado di accumulare una carica elettrica proporzionale all'intensità della radiazione elettromagnetica che li colpisce.

Questi elementi sono accoppiati in modo che ognuno di essi, sollecitato da un impulso elettrico, possa trasferire la propria carica ad un altro elemento adiacente.

Inviando al dispositivo una sequenza temporizzata d'impulsi, si ottiene in uscita un segnale elettrico grazie al quale è possibile ricostruire la matrice dei pixel che compongono l'immagine proiettata sulla superficie del CCD stesso.

Introduzione

Il CCD fu ideato ai Bell Laboratories da Willard S. Boyle e George E. Smith nel 1969.

L'anno seguente venne realizzato un prototipo funzionante. Per questa scoperta Boyle e Smith hanno ricevuto il Premio Nobel per la fisica nel 2009.

Nel 1975 fu realizzata la prima videocamera con CCD con una qualità dell'immagine sufficiente per le riprese televisive.

Oggi il CCD è il cuore delle moderne macchine fotografiche e videocamere digitali, ma anche dei fax e degli scanner.

La ricerca attuale è volta anche ad ottimizzare la forma del singolo pixel e la sua posizione.

Introduzione

Sin dalla sua nascita il CCD ha avuto largo uso in campo astronomico, dimostrando subito le enormi potenzialità rispetto alla fotografia tradizionale.

L'abbattimento dei costi, inizialmente molto alti, ha permesso negli ultimi anni la diffusione dei CCD anche in campo amatoriale.

Il CCD per uso astronomico, deve avere, causa le lunghe esposizioni, il minimo rumore di fondo e quindi deve avere una elettronica progettata appositamente per tale scopo e la possibilità di potersi interfacciare ad un dispositivo di raffreddamento (normalmente è una cella di Peltier), che consente di mantenere il dispositivo ad una temperatura molto bassa.

Introduzione

Negli ultimi anni si è venuta ad affermare un'altra tecnica di utilizzo del CCD in astronomia per oggetti non troppo deboli, come la Luna ed i pianeti. Questa tecnica prevede di eseguire una lunga serie di riprese del soggetto, e successivamente, con appositi software, sommare tali riprese in modo che il rumore di fondo vada a scomparire (in quanto casuale) e venga esaltata l'immagine del corpo celeste ripreso.

Questa tecnica ha di fatto permesso ai modesti strumenti amatoriali di ottenere riprese di grande qualità, confrontabili, qualche volta, con quelle prodotte dagli strumenti professionali.



HST

Immagine amatoriale (C. Fattinanzi)

Come è fatto un ccd

Il CCD è un dispositivo caratterizzato da una matrice di fotodiodi di forma quadrata o rettangolare, disposte a scacchiera sulla superficie di un cristallo di silicio, opportunamente trattato e integrato in un microchip.

Tali fotodiodi sono molto sensibili alla luce, vengono chiamati *pixel* (picture elements) e sono ricavati direttamente nel silicio.

Tralasciamo la tecnologia e il modo di funzionare di un moderno CCD.

In questa sede ci limiteremo ad illustrarne le caratteristiche e le proprietà salienti al solo scopo di comprenderne l'uso corretto nelle riprese fatte con strumenti dotati di questi dispositivi.

Come funziona un ccd

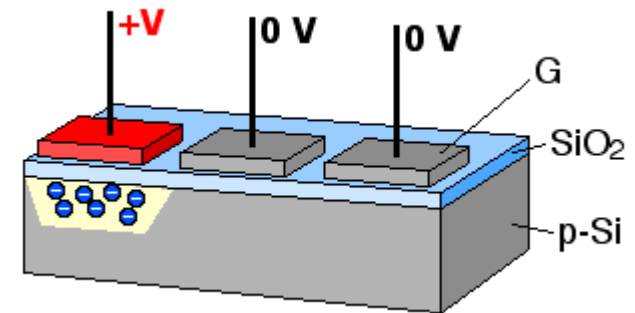
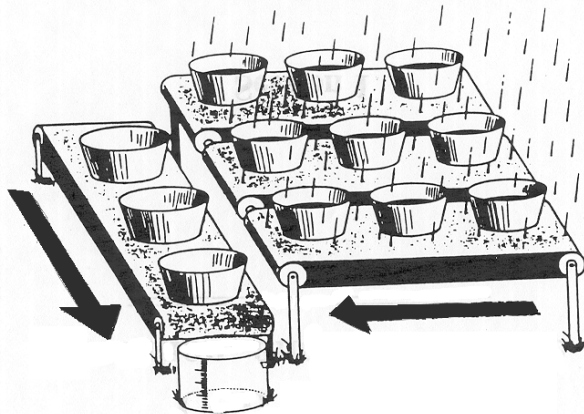
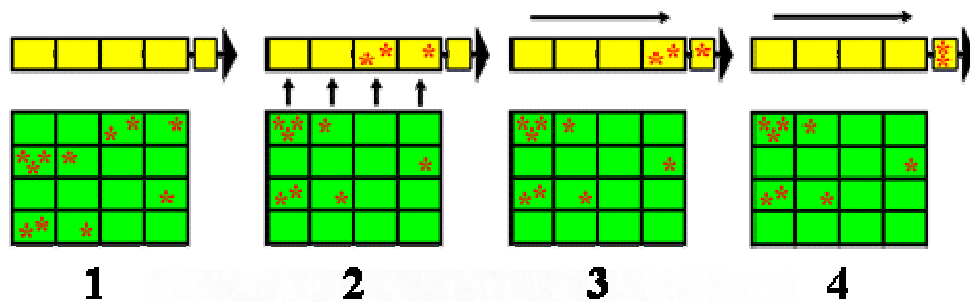
Il ccd va collegato ad un telescopio o ad un obiettivo fotografico.

I fotoni provenienti dall'oggetto inquadrato, vengono catturati dalla superficie del sensore e ciascun pixel raccoglierà una quantità proporzionale alla durata dell'esposizione e all'intensità del flusso luminoso incidente; tali fotoni producono elettroni che vengono immagazzinati in una buca di potenziale (*well*).

Durante l'esposizione (processo di integrazione delle cariche) andrà formandosi sulla superficie del sensore una precisa mappa elettronica dell'immagine dell'oggetto astronomico.

Come funziona un ccd

Al termine dell'esposizione l'immagine astronomica "impressa" nel substrato del sensore sarà poi trasmessa sotto forma di segnale elettrico ad un circuito integrato, che ne effettuerà il ***campionamento***, ovvero la digitalizzazione, la quale determina mediante un processo fondamentale, la trasformazione del segnale dell'immagine in una ordinata sequenza numerica di bit. L'immagine digitale così ottenuta che prende il nome di ***light frame*** sarà quindi trasferita in un computer e visualizzata sul monitor.



Campionamento

L'immagine che il telescopio produce sul piano focale è continua, mentre il sensore è costituito da un numero finito di pixel separati tra di loro e quindi si ha una perdita di informazione.

Il criterio di campionamento enunciato da Nyquist asserisce che: se viene effettuato un numero sufficiente di campionamenti, è possibile ricostruire fedelmente tutta l'informazione contenuta in un segnale continuo ma registrato in forma discreta.

Per ottenere questo è necessario che i campionamenti non siano più grandi della metà del più piccolo dettaglio visibile.

Nel caso di CCD il criterio stabilisce che il più piccolo dettaglio che il telescopio è in grado di mostrare (= al potere risolutivo) deve essere registrato in almeno due pixel.

Una formula per calcolare la focale ottimale è data da:

$$F (\text{mm}) = p (\mu\text{m}) \times D (\text{mm}) \times 3,438$$

Campionamento

Se la focale del telescopio è inferiore a quella di campionamento, si dice che l'immagine è sottocampionata, cioè non viene sfruttato al massimo il potere risolutivo del telescopio.

Ma questo dipende molto dal seeing.

Le stelle vengono quadrate (*pixelate*)

Se la focale impiegata è maggiore di quella ottimale, le immagini saranno sovracampionate.

In genere non c'è motivo per sovracampionare se non in casi di particolari tipi di ccd o in caso di ottimi seeing e altrettanto ottime ottiche.

Come funziona un ccd

I CCD maggiormente utilizzati sono caratterizzati da una schiera ordinata di fotoelementi disposti per righe e colonne a formare una matrice di $m \times n$ pixel, organizzata in maniera diversa in funzione dello schema di trasferimento di carica adottato:

Interline Transfer,

Frame Transfer,

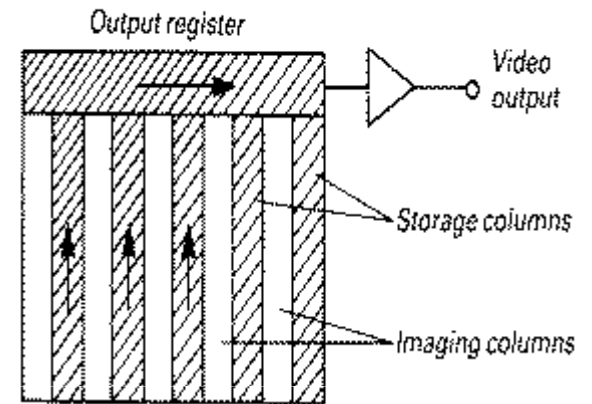
Full Frame Transfer.

Come funziona un ccd

Interline Transfer

Sono caratterizzati dalla particolare disposizione verticale dei registri di shift delle cariche elettriche accumulate durante il processo di integrazione. Ad ogni colonna di elementi fotosensibili è associata una colonna adiacente di elementi che godono in generale delle stesse proprietà.

Alla fine del processo di integrazione, le cariche accumulate negli elementi fotosensibili sono trasferite nei registri verticali per poi essere trasferite, riga per riga, nel registro orizzontale di lettura del segnale di uscita del CCD.



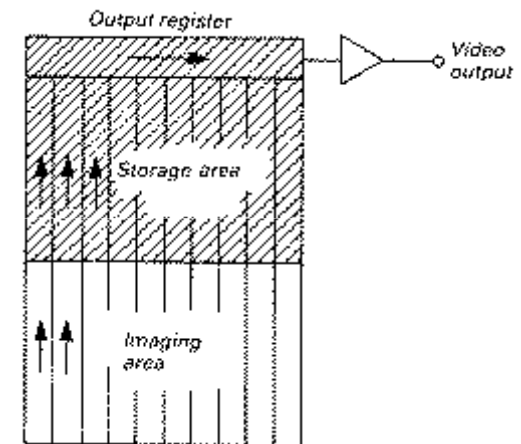
Lo shift delle cariche dai pixel ai registri verticali di lettura dura poco più di un milionesimo di secondo. Le camere dotate di CCD Interline Transfer non hanno pertanto bisogno di otturatori elettromeccanici in quanto di per sé dotate di velocissimi otturatori elettronici.

Come è fatto un ccd

Frame Transfer

I CCD Frame Transfer presentano due aree strutturalmente identiche sulla superficie del sensore. Una, sensibile alla luce dove si accumulano le cariche durante la posa; l'altra, schermata con una lamina metallica, è la memoria dove al termine del processo di integrazione sarà parcheggiata l'immagine dopo un trasferimento dall'area sensibile, di brevissima durata, generalmente 1-2 millesimi di secondo.

Per questa ragione, anche se l'area attiva del sensore, al termine della posa, continua a rimanere esposta al flusso dei fotoni, l'immagine salvata nella memoria schermata adiacente sarà letta e trasferita intatta nel computer. Le camere dotate di CCD Frame Transfer non hanno pertanto bisogno di essere equipaggiate con otturatori elettromeccanici.



Come è fatto un ccd

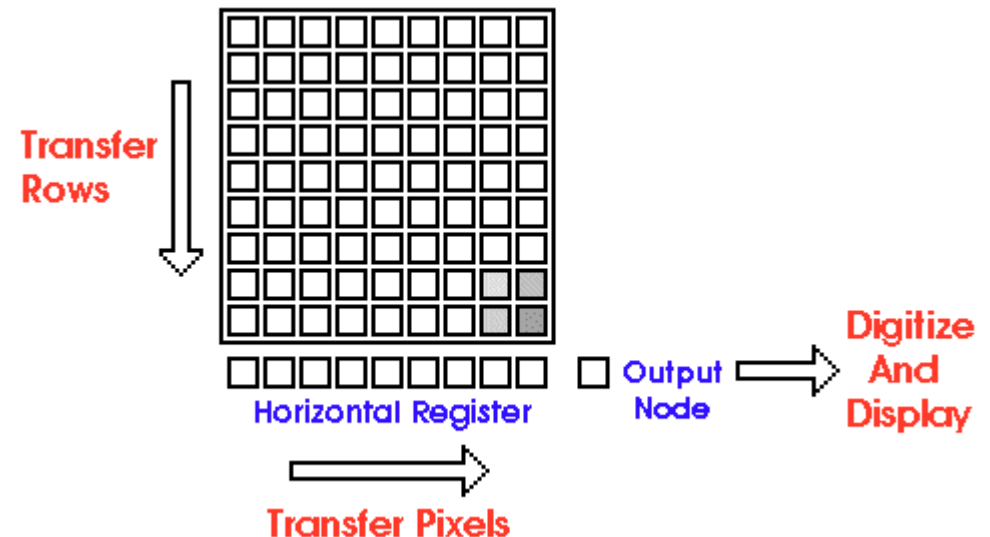
Full Frame Transfer

I CCD Full Frame Transfer hanno solamente l'area attiva.

La lettura dell'immagine, al termine dell'esposizione, avviene mediante trasferimento progressivo verticale del contenuto delle righe della matrice del sensore dalla prima riga all'ultima, dalla quale il segnale è prelevato e campionato numericamente.

Questo processo dura in genere alcuni secondi. Se l'area del sensore non è protetta dal flusso incidente dei fotoni, l'immagine finale sarà affetta da smearing, ossia da un alone provocato dal continuo assorbimento di energia luminosa.

Tale inconveniente viene eliminato equipaggiando queste camere CCD con otturatori elettromeccanici in grado di schermare opportunamente l'area attiva del sensore durante il processo di lettura e campionamento dell'immagine.



Come è fatto un ccd

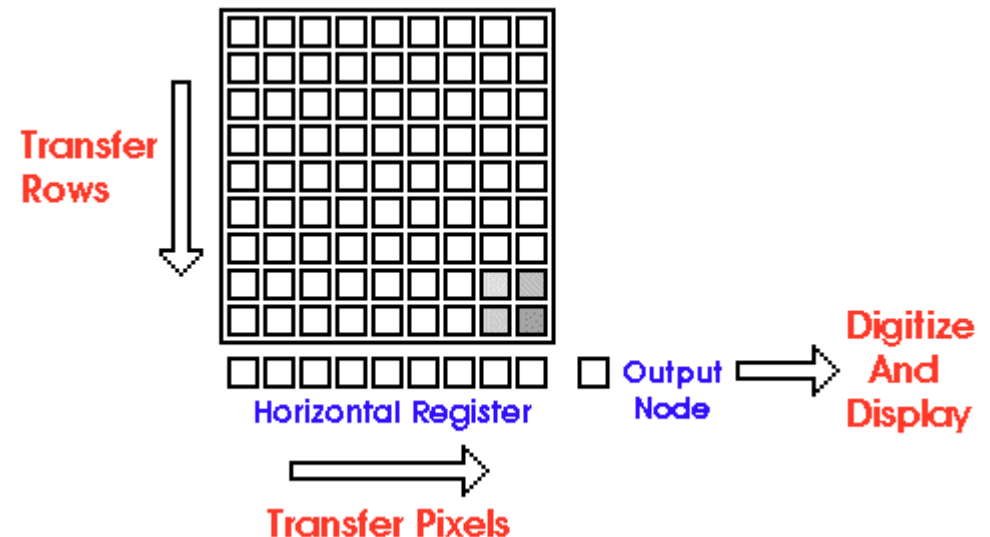
Full Frame Transfer

I CCD Full Frame Transfer hanno solamente l'area attiva.

La lettura dell'immagine, al termine dell'esposizione, avviene mediante trasferimento progressivo verticale del contenuto delle righe della matrice del sensore dalla prima riga all'ultima, dalla quale il segnale è prelevato e campionato numericamente.

Questo processo dura in genere alcuni secondi. Se l'area del sensore non è protetta dal flusso incidente dei fotoni, l'immagine finale sarà affetta da smearing, ossia da un alone provocato dal continuo assorbimento di energia luminosa.

Tale inconveniente viene eliminato equipaggiando queste camere CCD con otturatori elettromeccanici in grado di schermare opportunamente l'area attiva del sensore durante il processo di lettura e campionamento dell'immagine.



Caratteristiche di un ccd

La performance di CCD è tra i fattori più importanti di valutazione di una camera CCD.

Essa è data da un insieme di elementi di natura diversa che caratterizzano il modo di funzionare del CCD.

Gli elementi più importanti sono:

- la *sensibilità*
- l'*efficienza quantica* (Quantum Efficiency = QE) e la *sensibilità spettrale*
- la *Full Well Capacity* (FWC)
- il *guadagno*
- la *linearità*
- la *dark current*

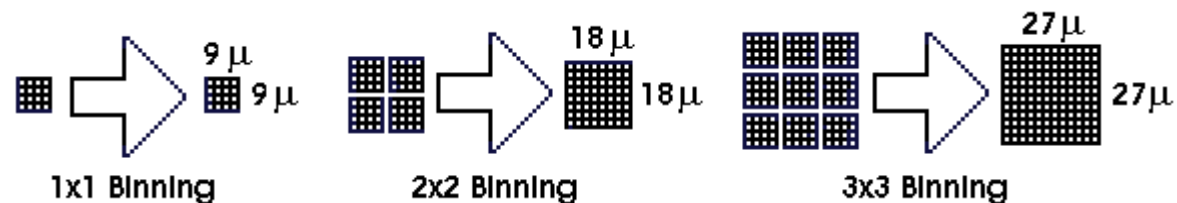
La sensibilità

La maggior parte dei CCD hanno la capacità di leggere più pixel sia in orizzontale sia in verticale in una singola volta ovvero di leggere un "pixel super".

Questo è indicato come binning. Binning di 1x1 significa che viene letto un singolo pixel alla volta.

Binning 2x2 significa che viene letta una superficie di 4 pixel adiacenti, combinati in un pixel più grande, e così via.

In questo caso la sensibilità alla luce è stata aumentata di 4 volte, ma la risoluzione dell'immagine è stata ridotta alla metà.



Efficienza quantica

Non tutti i fotoni incidenti sulla superficie di un pixel producono elettroni.

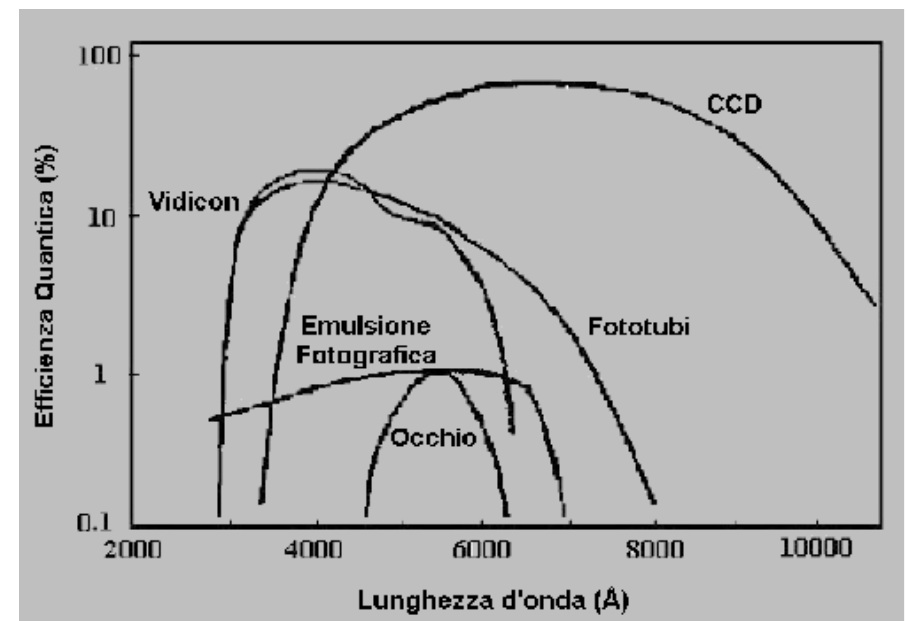
$$QE = \frac{\text{numero di elettroni prodotti}}{\text{numero di fotoni incidenti}}$$

Tale rapporto, per secondo e per singolo pixel, è un numero inferiore all'unità ed è solitamente espresso in percentuale ed indica la sensibilità teorica di un CCD.

La reale sensibilità è inferiore in funzione della qualità della camera CCD.

La sensibilità tipica di una camera CCD non professionale varia tra lo 0 e il 60%, in base alla lunghezza d'onda dei fotoni incidenti.

Misurando l'efficienza quantica per ogni valore di lunghezza d'onda in cui dividiamo lo spettro della luce incidente, possiamo costruire la curva di sensibilità spettrale di ogni sensore.



Sensibilità spettrale

La curva di sensibilità spettrale è uno dei dati importanti della patente di un sensore.

Supponiamo di voler usare un CCD per riprendere un oggetto astronomico che emette radiazione luminosa nella banda del blu o del violetto: dobbiamo conoscerne la sensibilità in quella banda, ossia l'efficienza quantica relativa alla lunghezza d'onda del blu o del violetto.

Un valore troppo basso della sensibilità spettrale ci costringerà ad effettuare lunghe esposizioni, tipiche della fotografia tradizionale, che impiega emulsioni di sensibilità equivalente non superiore al 4%, nel migliore dei casi.

Un buon CCD deve possedere una curva spettrale abbastanza efficiente per lunghezze d'onda comprese tra i 400 e i 700 nm, con valori limite di efficienza quantica non inferiori al 50% del valore di picco. I CCD che hanno curve spettrali con picco a 530-550 nm danno generalmente ottimi risultati.

Altro fattore importante è l'uniformità dell'efficienza quantica su tutta la superficie del sensore. Variazioni di sensibilità tra pixel e pixel, a parità di lunghezza d'onda, sono causa di rumore e riducono la qualità delle immagini.

Full Well Capacity

La capacità di accumulo delle cariche di un pixel non è illimitata.

Il valore massimo di fotoelettroni che un CCD può accumulare in un singolo pixel è una caratteristica propria di ogni sensore e viene detta Full Well Capacity.

Grandi valori di capacità elettronica di un pixel esprimono un maggior range dinamico del sensore a parità di rumore complessivo presente nel segnale.

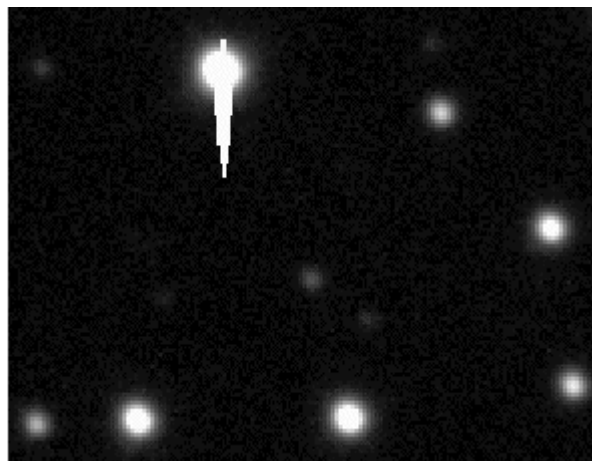
Maggiore è la capacità elettronica per pixel di un CCD, minore è l'impatto del rumore fotonico con conseguente beneficio per le immagini planetarie.

I vantaggi di una maggiore capacità elettronica sono ancor più evidenti ove si pensi che occorrerà un maggior tempo di integrazione per saturare i pixel esposti alla luce di maggior intensità incidente.

Full Well Capacity

Una volta raggiunta la saturazione, i fotoelettroni in eccesso si spargeranno sui pixel adiacenti (preferibilmente lungo le colonne) dando luogo al noto fenomeno del *blooming*.

Molti CCD sono oggi dotati di *anti-blooming*, un dispositivo in grado di effettuare il drenaggio automatico delle cariche in eccesso, impedendo a quest'ultime di raggiungere i pixel adiacenti.



Il guadagno

L'elettronica del CCD restituisce un numero **DN** (= *data number*), si definisce guadagno il rapporto

$$\text{guadagno} = \frac{\text{numero di elettroni prodotti}}{\text{DN}}$$

Il DN si misura in ADU (*Analog-to-Digital Unit*)

Il CCD che utilizzeremo ha $2.2e^- / \text{ADU}$