Laurea triennale in Fisica
a.a. 2011 - 2012

CORSO DI ASTRONOMIA

Prof. Angelo Angeletti

PARALLASSI

MAGNITUDINI

Parallassi

Le stelle, Sole escluso, sono tutte a così grandi distanze da apparirci puntiformi anche se osservate con i più potenti telescopi.

Il problema delle distanze è fondamentale per la descrizione della struttura della Galassia, e più in generale dell'Universo, e della determinazione delle proprietà intrinseche degli oggetti celesti.

Per la determinazione delle distanze è stato pertanto introdotto l'angolo di parallasse: l'angolo sotto il quale uno stesso oggetto «vede» due punti distinti.

Le diverse posizioni dell'osservatore, e quindi la lunghezza della «base» dai cui estremi vengono fatte le osservazioni per la misura dell'angolo di parallasse, sono collegate al moto di rotazione terrestre (***parallasse diurna***), o di rivoluzione della Terra attorno al Sole (***parallasse annua***), o di traslazione del Sole e del sistema planetario rispetto a gruppi di stelle vicine (***parallassi secolare e statistica***).

Il passaggio dalla parallasse alla distanza è poi immediato se è nota la lunghezza della base; ciò consente anche l'introduzione di un'appropriata unità di misura per le distanze, oltre a quelle già note.

Parallassi

La grande distanza delle stelle, anche di quelle più vicine al Sole, comporta che a velocità spaziali (eliocentriche) anche cospicue corrispondano velocità angolari (moti propri) piccole. A ciò è essenzialmente dovuta l'apparente immobilità relativa delle stelle sulla sfera celeste; solo dopo un intervallo di tempo sufficientemente lungo gli spostamenti delle stelle diventano apprezzabili. La velocità spaziale può essere decomposta nella ***velocità radiale*** (lungo la visuale dell'osservatore) e nella ***velocità trasversa*** (tangenzialmente alla sfera celeste).

Le velocità radiali possono essere ottenute dallo spostamento delle righe spettrali causato dal moto relativo della sorgente rispetto all'osservatore (effetto Doppler). Il passaggio dai moti propri alle velocità trasverse non è in genere fattibile per molte stelle risultando possibile solo per quelle per le quali sono note le parallassi quindi la distanza. Si tratta delle stelle più vicine per le quali possono essere determinate anche le velocità peculiari, che sono riferite all'insieme di stelle considerato, e rispetto al quale può essere individuato lo stesso moto del Sole.

Per effetto del moto solare le velocità osservate delle stelle contengono una componente dovuta alla velocità di trascinamento del Sole.

Parallassi

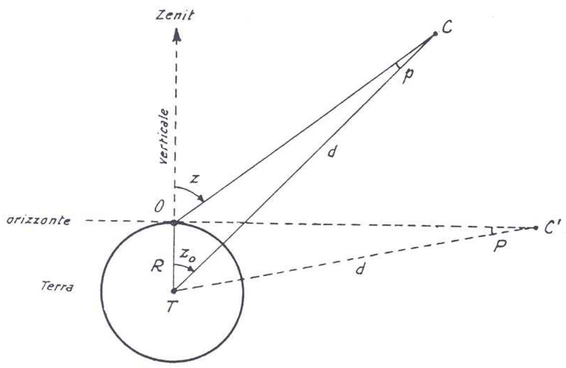
Nell'approssimazione che i moti peculiari delle stelle di un gruppo siano distribuiti completamente a caso si ha che il moto apparente delle stelle avviene mediamente nella direzione esattamente opposta a quella del moto solare.
Risulta possibile introdurre la parallasse secolare di gruppi di stelle basandosi soltanto sulle componenti tangenziali della velocità di trascinamento del Sole e, con sviluppi simili, definire la parallasse statistica.

Esistono gruppi (ammassi) con stelle che rimangono a distanze reciproche piccole e sono quindi fisicamente legate dalla mutua attrazione gravitazionale. Se, in particolare, le velocità (vettoriali) sono le stesse per tutte le stelle del gruppo si parla di ammassi in moto o di correnti stellari; per essi si può introdurre la parallasse di gruppo sfruttando il fatto che le stelle appaiono muoversi tutte verso uno stesso punto della sfera celeste (determinato dalla comune direzione delle velocità).
Lo studio della distribuzione spaziale e della cinematica delle stelle vicine al Sole permette di avviare a soluzione il problema della determinazione della costituzione delle regioni dello spazio a noi più prossime.

Parallasse trigonometrica

La prima misura di parallasse trigonometrica fu fatta da F. W. Bessel nel 1838.

Sia *O* un osservatore sulla superficie terrestre e *C* un corpo celeste a distanza *d* dal centro *T* della Terra; si definisce ***parallasse diurna*** di *C* per l'osservatore l'angolo *p* formato dalle due direzioni di osservazione topocentrica (da *O*) e geocentrica (da *T*) del corpo *C*. Se *z* è la distanza zenitale topocentrica di *C* (e z_0 quella geocentrica) ed R è il raggio della Terra, dal teorema dei seni applicato al triangolo *TOC* si ha



$$p = \frac{R \cdot sen z}{d}$$

Parallasse trigonometrica

La parallasse diurna di un oggetto celeste viene determinata effettuando l'osservazione dell'oggetto ad uno stesso istante da parte di due osservatori terrestri distanti, o da parte di uno stesso osservatore in tempi successivi, quando per effetto della rotazione terrestre la direzione della visuale sia variata sufficientemente.

Operativamente si fa ricorso a varie tecniche osservative dipendenti anche dall'oggetto interessato.

La parallasse diurna è diversa da zero solo per oggetti nell'ambito del sistema solare ed è massima per la Luna, risultando allora di circa 1° cosicché per la sua determinazione occorre tener conto anche dello scarto della Terra dalla forma sferica.

Per distanze maggiori la direzione di osservazione è praticamente la stessa qualunque sia la posizione dell'osservatore sulla superficie terrestre; per avere direzioni diverse si deve ricorrere al moto di rivoluzione della Terra attorno al Sole. La base per la triangolazione è maggiore e non è del tutto trascurabile rispetto alle distanze delle stelle più vicine al Sole.

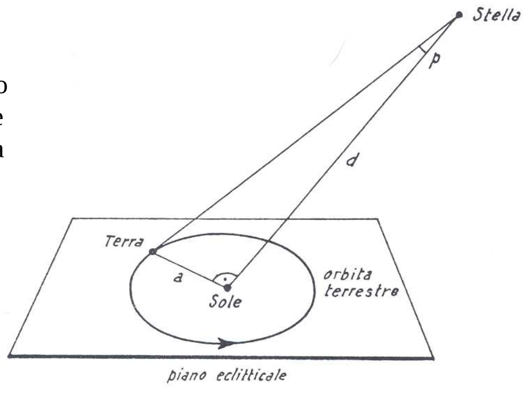
Parallasse annua

Se si assume che la Terra si muova attorno al Sole secondo un' orbita circolare di raggio uguale alla distanza media *a*, sia *p* l'angolo sotto il quale il raggio dell'orbita terrestre è visto ortogonalmente da una stella alla distanza d dal Sole.

Questo angolo è per definizione la parallasse annua della stella.

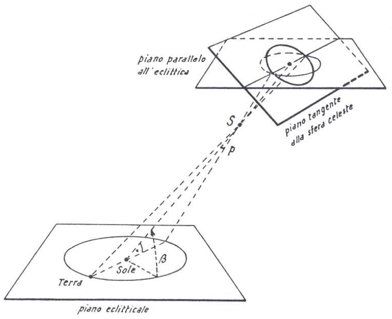
$$a = d \tan p \simeq d \cdot p$$

$$d = \frac{206265''}{p''} a$$



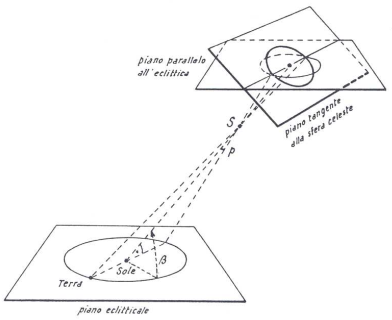
Parallasse annua

La definizione di parallasse trigonometrica è concettualmente semplice, tuttavia la sua effettiva determinazione è molto elaborata e le osservazioni devono essere estremamente accurate.
Nel caso della parallasse annua, a distanza di sei mesi la Terra viene a trovarsi in due punti opposti della sua orbita e vengono prese due immagini della regione di cielo di interesse.
Da esse è possibile ottenere gli spostamenti apparenti delle stelle più vicine rispetto a quelle di sfondo che, essendo a distanze maggiori, risultano praticamente fisse.
Metodi di riduzione abbastanza elaborati consentono poi di passare dagli spostamenti relativi sulle lastre agli angoli di parallasse e quindi alle distanze.



Parallasse annua

Le osservazioni vanno fatte su intervalli di tempo di più anni per separare la parallasse dal moto proprio.
Come la parallasse diurna varia nel corso di un giorno a causa della rotazione terrestre, così l'angolo collegato alla parallasse annua varia nel corso di un anno a causa della rivoluzione terrestre.
La diversità della direzione secondo la quale una stessa stella è vista dalla Terra fa sì che per proiezione la stella appaia descrivere un'ellisse (detta ***ellisse di parallasse***) sul piano tangente alla sfera celeste.



Il semiasse maggiore dell' ellisse ha una dimensione angolare uguale alla parallasse annua *p*, quello minore è uguale a psenβ con β latitudine eclittica della stella.

I semiassi dipendono dalla distanza e variano da stella a stella.
La parallasse annua, come l'aberrazione annua, costituisce una prova del moto orbitale della Terra attorno al Sole.

Unità di misura delle distanze

L'unità di misura delle distanze più frequentemente utilizzata nel sistema solare è l'**unità astronomica** (UA) definita come la distanza media tra il Sole e la Terra e pari a $1{,}486 \cdot 10^{11}$ m.

Per via trigonometrica l'unità astronomica sarebbe calcolabile direttamente una volta che venisse misurata la parallasse diurna del centro del disco solare, ma ciò non si può fare con la desiderata precisione a causa della difficoltà di localizzare tale centro.

Si fa uso di metodi indiretti basati sulla determinazione delle parallassi diurne di corpi del sistema solare e sulla conoscenza delle loro orbite. A questo scopo si sono calcolate le distanze assolute di pianetini e pianeti dalla Terra misurando le rispettive parallassi, che sono ovviamente tanto più precise quanto più ravvicinati sono i passaggi, e utilizzando come base di partenza una distanza accuratamente misurata sulla superficie terrestre.

Unità di misura delle distanze

Alcuni pianetini sono particolarmente indicati; essi si avvicinano alla Terra più di qualsiasi pianeta, appaiono puntiformi e le loro posizioni rispetto alle stelle di sfondo sono più facilmente misurabili. Così, ad esempio, il ripetuto avvicinamento di Eros e di Amor alla Terra è stato sfruttato per misure di questo genere. Lo stesso metodo è stato applicato a Marte e Venere.

Sono stati escogitati anche altri metodi, che vanno dalla determinazione delle modalità del transito dei pianeti inferiori (in particolare Venere) sul disco solare alla misura delle perturbazioni indotte dal Sole sul moto della Luna, dalla determinazione della distanza della Luna, di pianeti e pianetini tramite eco radar alla misura della velocità orbitale della Terra dedotta dall' effetto Doppler sulle righe spettrali di stelle osservate a varie epoche dell' anno.

Il risultato attualmente accettato per la parallasse orizzontale solare è 8,79".

Unità di misura delle distanze

Per distanze molto maggiori di quelle degli oggetti del sistema solare si ricorre alla definizione di unità più grandi, che danno quindi luogo a misure di distanza più maneggevoli.

La distanza in corrispondenza della quale è *p*" = 1 risulta uguale a 206265*a* = $3{,}086 \cdot 10^{16}$ m. Questa lunghezza prende il nome di **parsec** (pc in simboli); essa rappresenta la distanza dalla quale il semiasse maggiore dell'orbita della Terra (1UA) è visto ortogonalmente sotto l'angolo di un secondo d'arco.
È molto frequente l'uso dei multipli del parsec: il chiloparsec (kpc), il megaparsec (Mpc) e il giga parsec (Gpc).

Se si misurano le distanze in parsec è allora

$$d = \frac{1}{p''}$$

Unità di misura delle distanze

Un'altra unità di misura è l'anno-luce (a.l. in simboli) che corrisponde alla distanza percorsa dalla luce nel vuoto (alla velocità di $3 \cdot 10^{8}$ m/s circa) in un anno tropico.

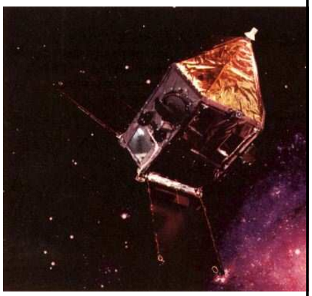
Un anno-luce equivale quindi a $9{,}461 \cdot 10^{15}$ m e si ha pertanto
pc = 3,261 a.l.

Le parallassi delle stelle non superano l"; la stella a noi più vicina è la Proxima Centauri (componente di un sistema triplo di stelle comprendente α Centauri) che ha una parallasse di 0",76 corrispondente ad 1,31 pc, ovvero a 4,28 a.l.

Unità di misura delle distanze

Le migliori misure di parallasse sono state effettuate dalla missione spaziale Hipparcos, acronimo di High Precision Parallax Collecting Satellite (Satellite per ottenere parallassi ad alta precisione).

Il satellite è stato ideato e costruito, sotto la supervisione dell'ESA, da un consorzio industriale costituito dalla Matra Marconi Space (Francia) e dall'Alenia Spazio (Italia).



Il progetto era dedicato alla misura delle parallassi stellari e del moto proprio delle stelle. Il satellite è stato utilizzato per misurare la distanza di 2 milioni e mezzo di stelle, situate fino a 150 parsec. Il progetto fu proposto nel 1980 e il satellite fu lanciato il 18 agosto 1989. Il satellite è stato spento il 17 agosto 1993.
Il programma di lavoro era diviso in due parti: l'esperimento Hipparcos, il cui obiettivo era di misurare i parametri astrometrici di circa 120.000 stelle con una precisione da 2 a 4 milliarcosecondi, e l'esperimento Tycho, la misura delle proprietà astrometriche e di fotometria in due colori di 400.000 stelle ad una precisione leggermente inferiore.

Unità di misura delle distanze

Il Catalogo Hipparcos finale (120.000 stelle con risoluzione di 1 milliarcsec) e il Catalogo Tycho finale (più di un milione di stelle con risoluzione di 20-30 milliarcsec e fotometria a 2 colori) furono completati nell'agosto del 1996, e pubblicati dall'ESA nel giugno del 1997.

I dati dei due cataloghi sono stati utilizzati per realizzare il Millennium Star Atlas (Atlante Stellare del Millennio): un atlante di tutto il cielo, comprendente un milione di stelle fino alla magnitudine 11 dai dati Hipparcos, più circa 10.000 oggetti non stellari. Sebbene poco appariscente, il lavoro di Hipparcos è di importanza fondamentale: senza misure accurate di posizione e soprattutto di distanza non si può fare astrofisica.

La parallasse stellare è l'unico metodo diretto per misurare le distanze delle stelle: tutti gli altri, come le candele standard, sono metodi indiretti e incerti che si basano sulla parallasse per essere calibrati correttamente.

Unità di misura delle distanze

Attualmente è in fase di preparazione la missione GAIA (Global Astrometric Interferometer for Astrophysics) un satellite sviluppato dall'Agenzia Spaziale Europea la cui missione consiste nella compilazione di un catalogo di circa un miliardo di stelle fino alla magnitudine 20.

L'obbiettivo principale della missione è l'effettuazione di misure astrometriche di altissima precisione.

Il satellite determinerà la posizione esatta di ogni stella in tempi diversi durante la durata operativa prevista (cinque anni).

Misurerà il moto proprio con una precisione variabile tra 20 e 200 microarcosecondi, rispettivamente per stelle di magnitudine 15 e 20. Sfruttando l'effetto della parallasse calcolerà anche la distanza di ognuna delle stelle, con una precisione maggiore di quella di Hipparcos.

La sonda effettuerà anche misure fotometriche a diverse lunghezze d'onda e in diversi periodi temporali degli oggetti, e sarà in grado di determinarne la velocità radiale.

Unità di misura delle distanze

Il lancio era previsto per la primavera del 2012, e il satellite occuperà il punto lagrangiano L2 del sistema Sole-Terra.

Gaia creerà una mappa tridimensionale molto precisa della porzione di Galassia vicina a noi, e una mappa meno accurata ma comunque dettagliata del resto. La mappa comprenderà sia la posizione che i movimenti delle stelle, in modo da poter studiare l'evoluzione della Galassia.

Questa analisi delle stelle fornirà dei dati fondamentali per risolvere dei problemi importanti vertenti l'origine, la struttura e la storia evolutiva della Galassia.

Unità di misura delle distanze

L'altissima risoluzione ottica degli strumenti a bordo di GAIA permetterà anche l'identificazione di eventuali pianeti extrasolari: si stima che entro il termine della missione, previsto per il 2020, sarà possibile individuare circa 8000 pianeti extrasolari e circa 1000 sistemi solari; il pianeta più piccolo individuabile da GAIA è uno con massa pari a quella di Giove, cioè 300 volte quella della Terra, e con periodo orbitale fino a 10 anni.

Alla massima distanza osservabile (200 parsec) GAIA potrà individuare pianeti di 2-3 masse gioviane distanti tra 2 e 4 unità astronomiche dalla loro stella, mentre a distanze intorno a 25 parsec sarà possibile individuare pianeti di massa simile a quella di Saturno (95 masse terrestri) a distanza compresa tra 1 e 4 unità astronomiche.

Magnitudine

La ***magnitudine apparente*** (*m*) di una stella, pianeta o di un altro oggetto celeste è una misura della sua luminosità rilevabile dal punto d'osservazione (tipicamente dalla Terra).

Maggiore è la luminosità dell'oggetto celeste minore è la sua magnitudine.

Poiché ad esempio un oggetto estremamente luminoso può apparire molto debole se si trova ad una grande distanza, questa misura non indica la luminosità intrinseca dell'oggetto celeste, che viene invece espressa con il concetto di ***magnitudine assoluta*** (M).

Magnitudine

La scala con cui sono misurate le magnitudini affonda le sue radici nella pratica ellenistica di dividere le stelle visibili ad occhio nudo in sei magnitudini (IPPARCO).

Le stelle più luminose erano dette di prima magnitudine (m = +1) e così via fino alla sesta magnitudine (m = +6), al limite della visione umana ad occhio nudo.

Questo metodo di indicare la luminosità delle stelle fu reso popolare da Tolomeo nell'Almagesto. Il sistema prendeva in considerazione solo le stelle, e non considerava la Luna, il Sole o altri oggetti celesti non stellari.

Nel 1856, Pogson formalizzò il sistema definendo una stella di prima magnitudine come una stella che fosse 100 volte più luminosa di una stella di sesta magnitudine. Perciò, una stella di prima magnitudine si trova ad essere $100^{1/5} = 2{,}512\ldots$ volte più luminosa di una stella di seconda.

Magnitudine

Originariamente la scala di Pogson fu fissata assegnando alla stella Polare una magnitudine di 2.
Gli astronomi hanno in seguito scoperto che la Polare è leggermente variabile, pertanto oggi viene usata come riferimento la stella Vega.

Il sistema moderno non è più limitato a sei magnitudini: oggetti molto luminosi hanno magnitudini negative, per esempio Sirio ha una magnitudine apparente posta tra -1,44 e -1,46.

La scala moderna include la Luna e il Sole.

La Luna piena è di magnitudine -12, il Sole raggiunge la magnitudine -26,7.

Il Telescopio Spaziale Hubble e il Telescopio Keck hanno registrato stelle di magnitudine +30.

Magnitudine

La magnitudine apparente in una determinata banda *x* dello spettro elettromagnetico è definita tramite la formula di Pogson:

$$m_x = -2.5 \log F_x + C$$

dove F_x è il flusso osservato nella banda *x*, e *C* è una costante che dipende dalle unità usate.

Più un oggetto è debole più la sua magnitudine è alta.

La scala è logaritmica: quindi il rapporto fra le luminosità di due oggetti corrisponde alla differenza delle loro magnitudini. Per esempio, una differenza di 3,2 significa che un oggetto è circa 19 volte più luminoso di un altro ($100^{3,2/5}$ = 19,054607...)

La natura logaritmica della scala è dovuta al fatto che l'occhio umano ha esso stesso una risposta logaritmica.

Magnitudine

La ***magnitudine assoluta*** (detta anche luminosità assoluta) è la magnitudine apparente (m) che un oggetto avrebbe se si trovasse ad una distanza dall'osservatore di 10 parsec o 1 Unità Astronomica a seconda del tipo di oggetto (stellare/galattico o corpo del Sistema solare).

È una misura della luminosità intrinseca di un oggetto, senza tener conto delle condizioni in cui si trova l'osservatore.
Più un oggetto è intrinsecamente luminoso, più la sua magnitudine assoluta è numericamente bassa, anche negativa. Ogni grado della scala corrisponde ad un incremento (o decremento) pari a $100^{1/5}$.

Nel definire la magnitudine assoluta, è necessario specificare il tipo di radiazione elettromagnetica che viene misurata. Se ci si riferisce al totale dell'energia emessa, il termine corretto è ***magnitudine bolometrica***.
Se si considera lo spettro del visibile si parla di ***magnitudine assoluta visuale***.

Magnitudine

Nota la magnitudine apparente (*m*) e la distanza (*d*) dell'oggetto espressa in parsec la magnitudine assoluta *M* si ricava da:

$$M = m + 5 - 5 \log d$$

Nell'astronomia stellare e galattica la distanza standard è di 10 parsec (circa 3.26 anni luce o 3.1×10^{13} km).

Per gli oggetti molto vasti come le galassie ci si riferisce ad un oggetto di pari luminosità intrinseca ma di aspetto puntiforme.

Molte stelle visibili ad occhio nudo hanno magnitudini assolute che sarebbero capaci di formare ombre da una distanza di 10 parsec:

Rigel (- 6,7), Deneb (- 8,5), Betelgeuse (- 5,6).

Per confronto, Sirio ha una magnitudine assoluta di 1,4 e il Sole ha una magnitudine assoluta di circa 4,5.

Magnitudine di alcune stelle

Nome	Magnitudine apparente	Magnitudine assoluta	Luminosità (Sole =1)
Eta Carinae (Massimo del 1843)	−0,8	−20,26	55.000.000
Eta Carinae (attuale)	tra 3,9 e 10,5	−12,1	5.500.000
Alnilan	1,70	−9,2	380.000
Deneb	1,25	−8,73	250.000
Rigel	0,12	−8,03	67.000-100.000
Betelgeuse	0,58	−5,14	135.000
Alnitak	1,79	−7,8	100.000
Mintaka	2,23	−7,6	87.000
Antares	0,92	−7,2	60.000
Spica	1,00	−5,6	14.000
Canopo	−0,62	−5,53	12.900
Bellatrix	1,64	−4,75	6.300
Stella Polare	1,97	−3,6	2.200
Regolo	1,35	−1,6	350
Aldebaran	0,85	−0,63	140
Arturo	−0,04	−0,31	110
Capella	0,08	0,4	55
Castore	1,.98	0,5	50
Vega	0,00	0,58	47
Polluce	1,14	0,7	42
Sirio	−1,46	1,4	22
Alpha Centauri A	−0,01	4,38	1,4
Sole	−26,8	4,75	1,00

CARATTERISTICHE DI UN TELESCOPIO

Caratteristiche di un telescopio

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

Possiamo considerare tutti gli oggetti che si osservano a distanza infinita

ovvero

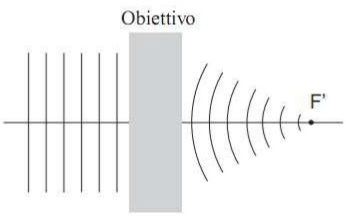
la radiazione che ci arriva ha perso la caratteristica di onda sferica centrata sulla sorgente e si presenta come un’onda piana.

ovvero

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

Parametri geometrici di un obiettivo

La parte essenziale di un telescopio è l'***obiettivo***: questo 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.

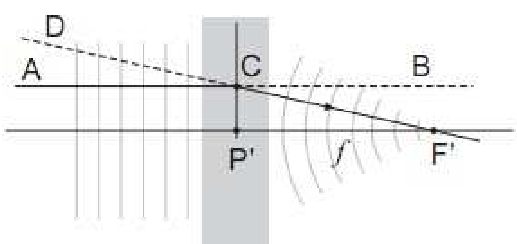
Il diametro dell'obiettivo è il diametro della ***pupilla di entrata*** del sistema.

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***

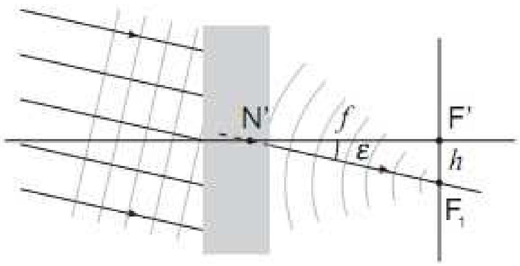


Parametri geometrici di un obiettivo

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,

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

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.

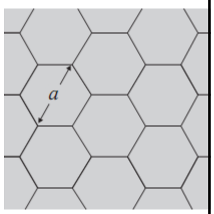
E' chiaro che una f più grande darà una fotografia più grande della stessa regione di cielo; ma non si può parlare di ingrandimento perché è un ***angolo*** ε che viene tradotto in una ***distanza*** h.

Limiti di risoluzione

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

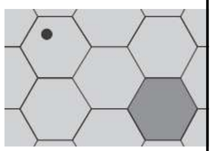
La luce raccolta dall'obiettivo (l'immagine formata da questo) deve essere ***vista*** da qualcosa, che potrà essere l'occhio umano (raramente nelle applicazioni scientifiche), una lastra fotografica (ormai quasi più utilizzata), un fotomoltiplicatore, una telecamera, un dispositivo a CCD (charge coupled 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 viene detto anche ***rapporto focale***.

a1) – Diffrazione

Una definizione più precisa porta alla formula

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

Per la luce visibile è: $0{,}4\mu m < \lambda < 0{,}7\mu m$

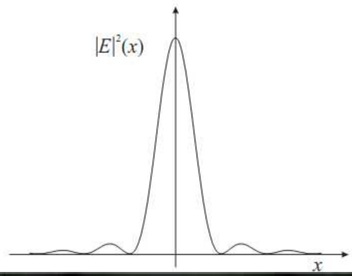
da cui il valor medio di 0,55 μm; si ha quindi

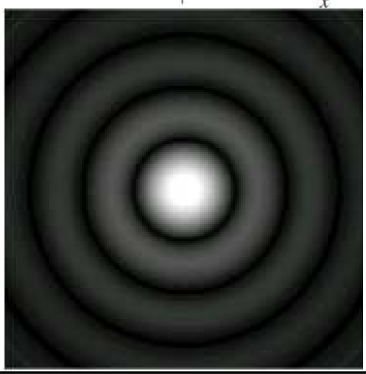
$$\rho = 0{,}67\frac{f}{d}\mu m$$

Questa espressione è più utile in termini angolari.
Alla separazione ρ corrisponde un angolo ε dato da

$$\varepsilon = \frac{\rho}{f} = \frac{0{,}67}{d}$$

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





a1) – Diffrazione

E' più comoda la formula

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

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 in una zona centrale e che il rimanente va a cadere sugli anelli brillanti è possibile nella pratica guadagnare un 15% sul valore minimo di separazione; in tal caso l'espressione precedente diviene (limite di Dawes):

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

a1) – Diffrazione

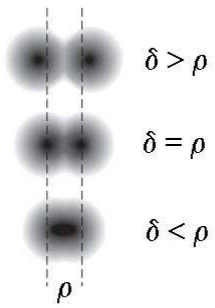
Il limite di risoluzione significa che due stelle saranno risolte se le macchie (figure di diffrazione) da esse prodotte hanno i centri a distanza

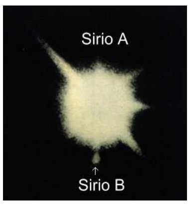
$$\delta > \rho$$

cioè se il centro dell'una è fuori dall'altra; non saranno risolte in caso contrario.

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

Per esempio: con d = 60mm si avrebbe ε'' =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, anche a parte la diffrazione, 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***.

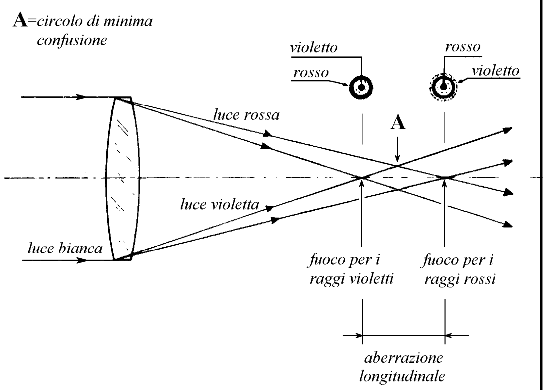
Aberrazioni assiali:

- ***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

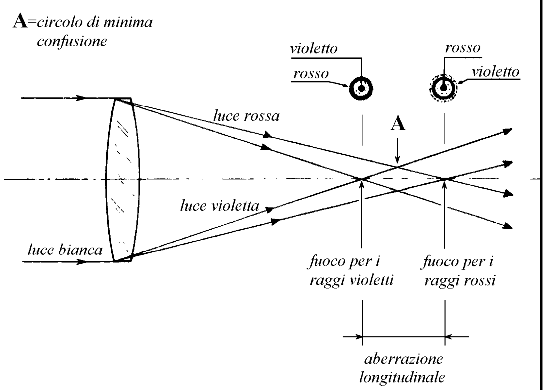
L'aberrazione cromatica non è nociva se la lunghezza focale della lente è almeno uguale a:

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

dove d è il diametro dell’obiettivo.

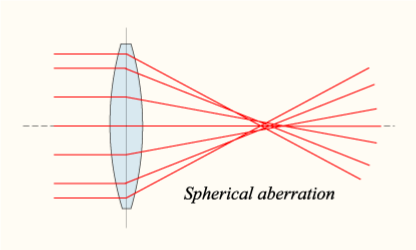
Con questa formula anche diametri modesti impongono lunghezza enormi (per un 60 mm necessiterebbero 6,7 m).

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).

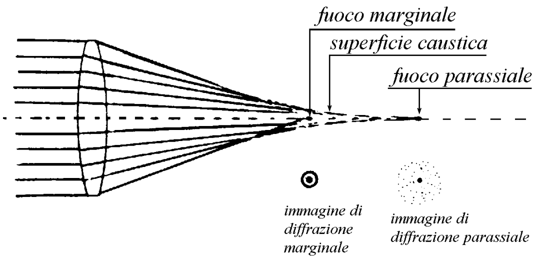


a2) – Difetti di progetto: aberrazioni sferiche

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 vengono 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 560 nm; luce giallo-verde).

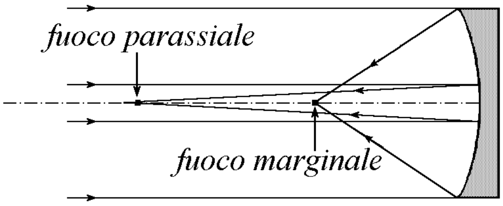
Aumentando la lunghezza focale della lente o dello specchio l'aberrazione diminuisce. Per le lenti non è la soluzione in quanto è sempre presente l'aberrazione cromatica.

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.



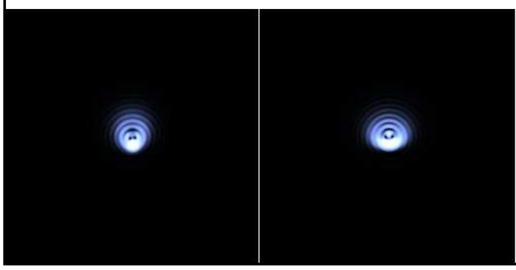
a2) – Difetti di progetto: aberrazioni

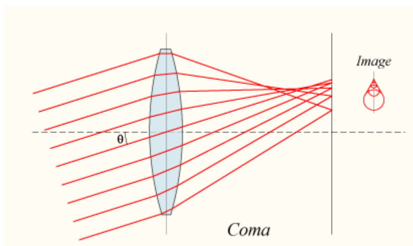
Aberrazioni extrassiali:

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

a2) – Difetti di progetto: coma

E' una aberrazione data dal 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 vero l'interno o l'esterno a seconda che la coma sia positiva o negativa.
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 di qualunque strumento indica una scollimazione.





a2) – Difetti di progetto: astigmatismo

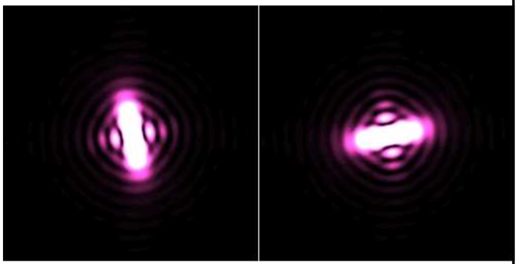
Questa aberrazione extra-assiale può verificarsi anche in asse quando siamo di fronte ad un obiettivo lavorato male.

Trasforma una sorgente puntiforme in due lineette 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.



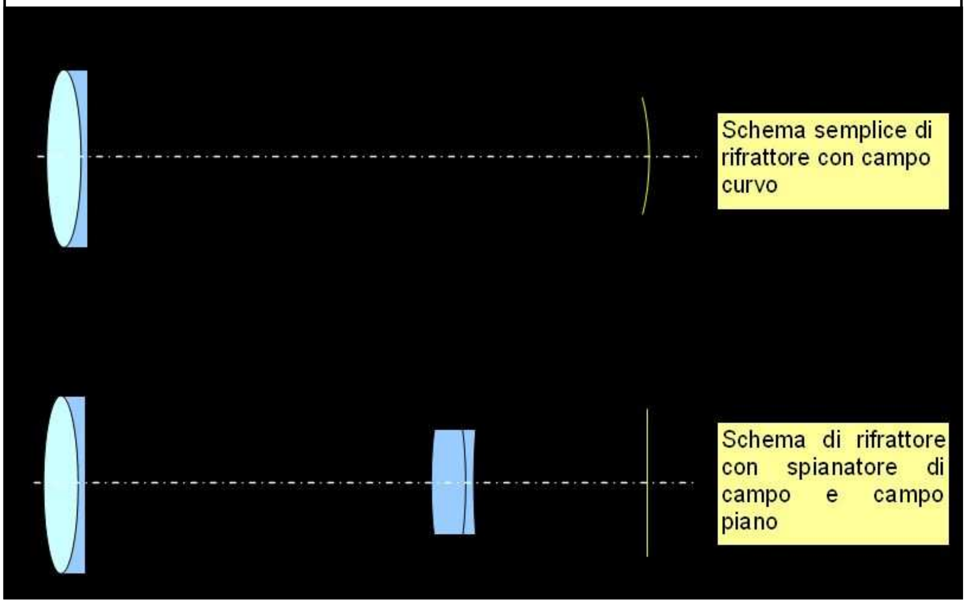
a2) – Difetti di progetto: curvatura di campo

Uno strumento ottico è affetto da curvatura di campo quando la sua superficie focale non è prettamente 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.
Focheggiando a loro volta le immagini al bordo, andranno sfuocandosi le immagini al centro del campo.

a2) – Difetti di progetto: curvatura di campo



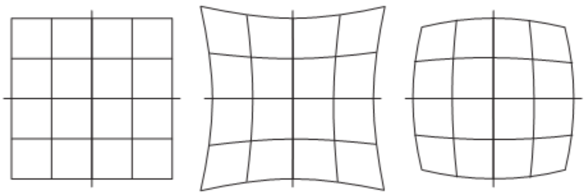
a2) – Difetti di progetto: distorsione

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 sensibile 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

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

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 dovrebbero non esistere in telescopi professionali)

a) diffrazione $\varepsilon_d{}'' = \dfrac{140\text{mm}}{d}$

b) seeing $\varepsilon_s{}'' \approx 1$

c) rivelatore $\varepsilon_r = a/f$ (radianti)

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

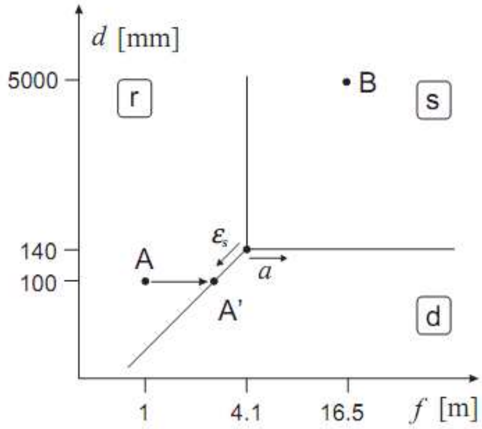
$$max(\varepsilon_d, \varepsilon_s, \varepsilon_r)$$

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

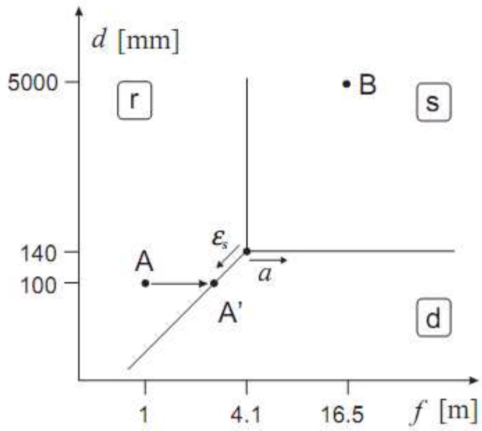


La figura si riferisce ad a = 20 μm, e mostra tre regioni, in cui dominano rispettivamente la diffrazione, il seeing e il rivelatore.

Le frecce indicano come si spostata il "punto triplo" al crescere di a e di ε_s.

Limiti per la risoluzione

Sia f = 1m, d = 100mm (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 m, d = 5m (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 e chiaramente proporzionale all'area dell'obiettivo (***pupilla d'entrata***): quindi e 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 e 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 = ***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 = 1m, f_1 = 10m; d_2 = 0,5m, f_2 = 2,5m.

Il primo strumento e 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 $d \approx$ 2mm, $f \approx$ 20mm (apertura relativa 1/10).
In queste condizioni la luminosità del cielo è grande rispetto a quella delle singole stelle, anche brillanti.
Ma se facciamo d = 50mm, f = 1m (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:

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

Tenendo conto anche della qualità del cielo, si arriva ad una formula più precisa (vedi www.lezionidiastronomia.it/astronomia amatoriale/pdf/magnitudine_limite_gasparri.pdf):

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

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

Magnitudine limite

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

E' possibile ridurre tale 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'alluminiatura riflette solo una parte della luce che riceve.

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

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.

Ingrandimento

Un altro elemento fondamentale è l'oculare.

È la lente di ingrandimento che.

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

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

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.

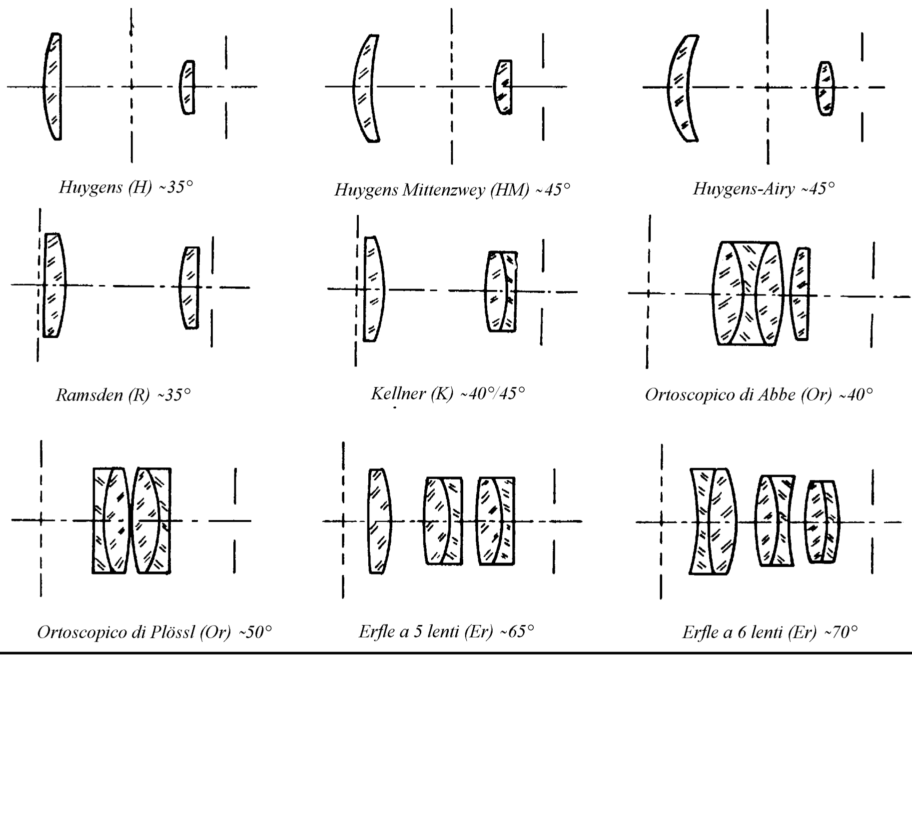
In maniera più precisa si ha:

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

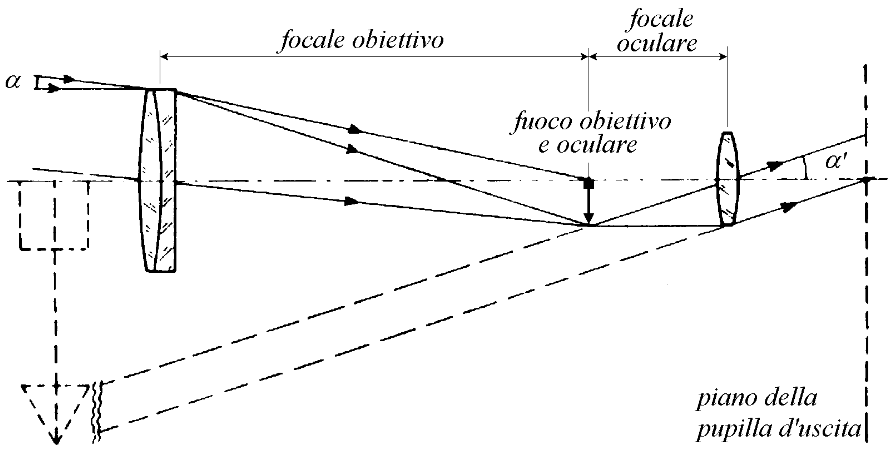
per i riflettori: $100 \cdot \sqrt{d-3}$

d espresso in cm.

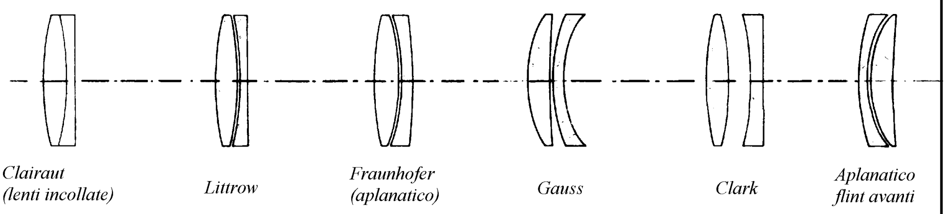
Oculari



Rifrattore



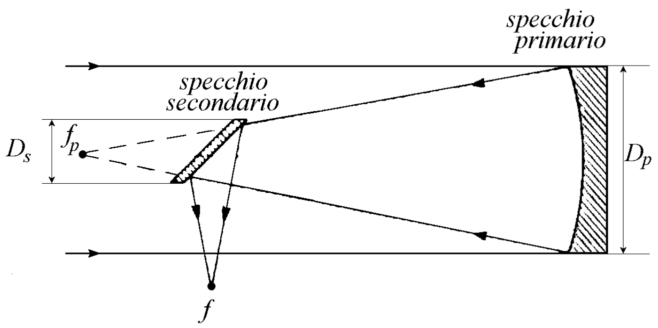
Alcuni tipi di doppietti acromatici



Riflettori

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

Schema di telescopio Newton



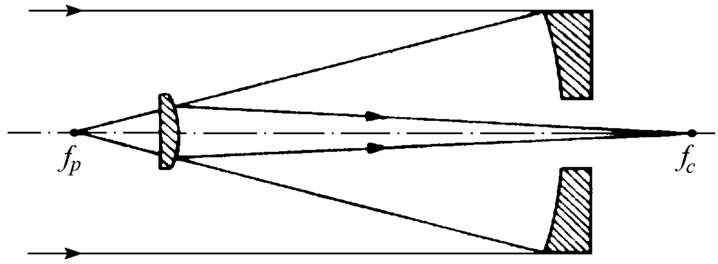
f = fuoco
fp = fuoco originale o primario
Ds = Diametro secondario
Dp = Diametro primario

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

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

Riflettori

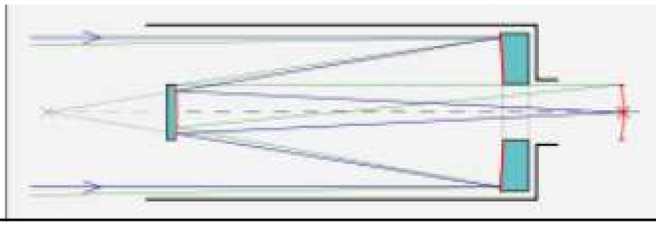
Schema di configurazione Cassegrain



fp = fuoco primario
fc = fuoco Cassegrain
Lo specchio primario è parabolico, il secondario iperbolico.
Lunga focale.
Primario molto aperto (f/3 - f/5).

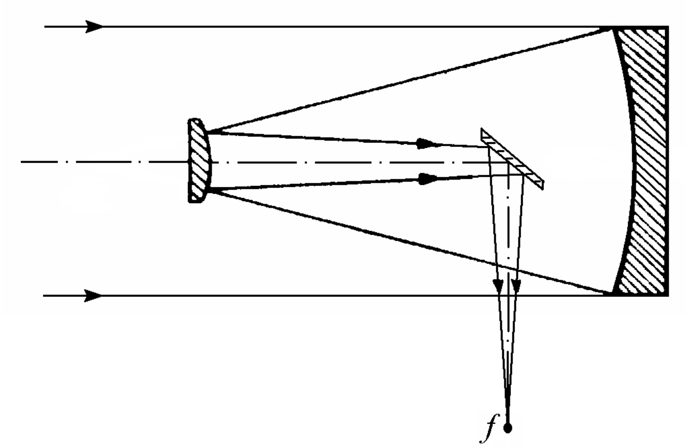
Riflettori

La configurazione Ritchey-Chrétien è un'evoluzione dello schema Cassegrain classico 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, esente cioè da aberrazioni sferiche e di coma.
È composto da due specchi con superfici particolari e otticamente non usuali. 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.

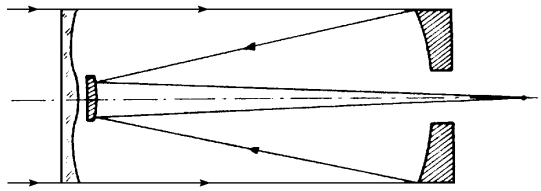


Catadiottrici

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 correttrice.

Schema Schmidt-Cassegrain

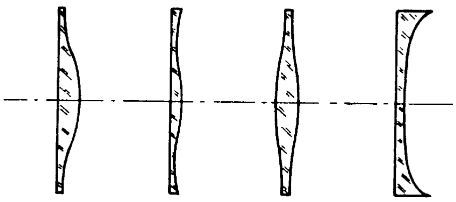


Catadiottrici

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

Sono molto compatti.

Forme tipiche di lastre correttrici 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.