



# Telescopi Astronomici

**Giuseppe Cutispoto**

INAF – Osservatorio Astrofisico di Catania

giuseppe.cutispoto@inaf.it

Versione: 2 aprile 2024

Questa dispensa, distribuita gratuitamente, non vuole rappresentare un testo organico, ma più semplicemente presentare alcune informazioni utili alla risoluzione dei problemi dei Campionati Italiani di Astronomia.

Nella dispensa non si fa distinzione né tra categorie dei partecipanti né tra le tre fasi della competizione. Un'indicazione su quali parti ogni studente deve considerare per la propria preparazione può essere ricavata incrociando i contenuti della dispensa con il syllabus (<http://www.campionatiastronomia.it/syllabus/>).

La dispensa contiene immagini e informazioni prelevate da siti web pubblici. L'autore ritiene che nessuna immagine sia protetta da copyright, in caso contrario saranno prontamente rimosse e/o le fonti correttamente citate

## Indice

Classificazione dei telescopi	2
Principali schemi ottici	3
Potere risolutivo	4
Ingrandimento	5
Campo Visivo (FoV)	6
Dimensioni di una sorgente estesa sul piano focale	7
Magnitudine limite .	7
Appendice 1 - Le aberrazioni	8
Appendice 2 - Le montature	9
Appendice 3 - Velocità radiale	10

## Classificazione dei telescopi

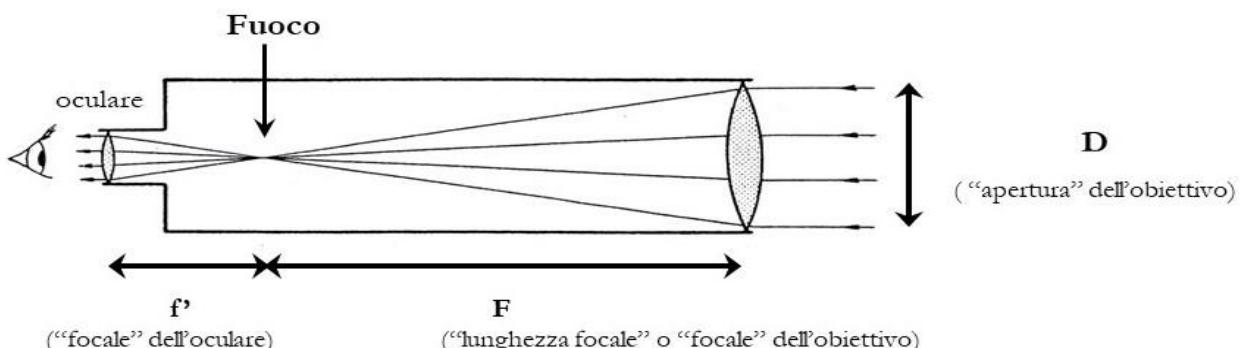
Lo studio dei corpi celesti è, in gran parte, basato sull'analisi della loro radiazione elettromagnetica. Fino al 1609, anno in cui Galileo rivolse verso il cielo il suo "Perspicillum exactissimum", le osservazioni astronomiche venivano effettuate solo a occhio nudo. Essendo in grado di catturare molta più radiazione dell'occhio umano, i telescopi ottici ci permettono di rivelare oggetti altrimenti invisibili, inoltre, la possibilità di ingrandire le sorgenti estese permette di cogliere su di esse dettagli non osservabili occhio nudo.

Sebbene storicamente utilizzato per indicare gli strumenti sensibili alla luce visibile, con il termine telescopio ci si riferisce oggi sia agli strumenti sensibili ad altre frequenze dello spettro elettromagnetico (come onde radio e raggi X) sia ai rivelatori di emissioni diverse dalla radiazione elettromagnetica, come neutrini o onde gravitazionali.

I telescopi ottici sono divisi in tre categorie in base al raccoglitrice della luce (**obiettivo**):

- **rifrattori**: la luce è raccolta da una lente;
- **riflettori**: la luce è raccolta da uno specchio;
- **catastrattori**: la luce è raccolta da uno specchio, ma vengono usate anche delle lenti per migliorare la qualità dell'immagine.

Il disegno che segue mostra lo schema ottico di un rifrattore, ma le stesse definizioni sono valide per tutti i telescopi. La luce raccolta converge nel **fuoco** e viene esaminata, per osservazioni visuali, con un **oculare**.



L'**apertura**, ovvero il diametro dell'obiettivo (la lente per i rifrattori, lo "specchio primario" per i riflettori), è la caratteristica più importante di un telescopio, in quanto indica la sua capacità di raccogliere radiazione.

La **lunghezza focale** (o focale) è la distanza del fuoco dall'obiettivo.

Il **rappporto di apertura** o **rappporto focale**, indicato con  $f/n$ , ci dice quante volte (n) la lunghezza focale è maggiore del diametro dell'obiettivo. Ad esempio un telescopio con apertura di 20 cm e rapporto focale f/8 ha una lunghezza focale di 160 cm.

Il più grande rifrattore mai costruito (inaugurato nel 1897) è quello dello **Yerkes Observatory**, che ha una lente con diametro di 102 cm.

I più grandi riflettori attualmente in funzione utilizzano sia specchi singoli che specchi segmentati. In alcuni casi si può far convergere la luce raccolta da più specchi in un fuoco comune, realizzando un potere di raccolta della luce equivalente a quello di uno specchio di dimensioni maggiori.

Il **Gran Telescopio Canarias** (GTC) ha uno specchio segmentato da 10.4 m realizzato con 36 specchi esagonali.

Il **Large Binocular Telescope** (LBT) è costituito da due specchi singoli da 8.4 m di diametro, che equivalgono a uno specchio singolo con diametro di 11.9 m.

Il **Kech** è costituito da due telescopi (Kech 1 e Kech 2) ognuno con specchio segmentato da 10 m realizzato con 36 specchi esagonali, che equivalgono a uno specchio singolo con diametro di 14.1 m.

Il **VLT** dell'ESO è costituito da quattro telescopi (Antu, Kueyen, Melipal e Yepun) ognuno con uno specchio singolo da 8.2 m, che equivalgono a uno specchio singolo con diametro di 16.4 m.

Il più grande telescopio italiano è il **Telescopio Nazionale Galileo** (TNG), che si trova sull'isola di La Palma e ha uno specchio singolo da 3.58 m.

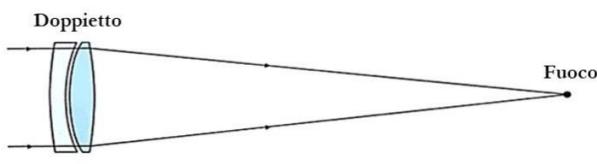
È in fase di costruzione l'**Extremely Large Telescope** (ELT), che avrà uno specchio segmentato da 39.3 m costituito da 798 specchi esagonali ciascuno con un diametro di 1.45 m.

Il più famoso dei telescopi spaziali è lo **Hubble Space Telescope** (HST), che ha uno specchio singolo da 2.4 m ed è in orbita attorno alla Terra dal 1990 a un'altezza dal suolo di circa 540 km.

È da poco entrato in funzione nel punto lagrangiano L2 del sistema Sole - Terra il **James Webb Space Telescope** (JWST), che ha uno specchio segmentato da 6.5 m costituito da 18 specchi esagonali ciascuno con un diametro di 1.4 m.

## Principali schemi ottici

### Rifrattori

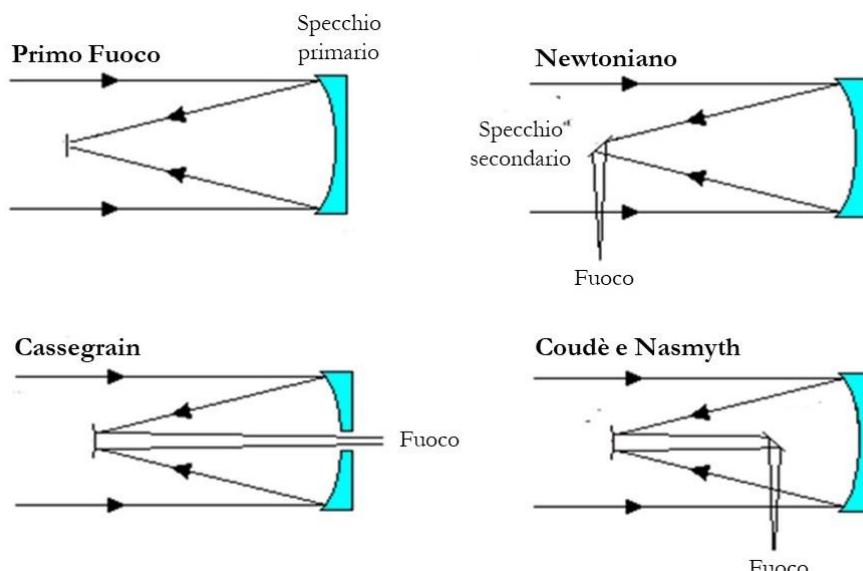


I rifrattori hanno uno schema ottico molto semplice. La lente (generalmente un “doppietto”, si veda l’appendice sulle aberrazioni) fa convergere la luce nel fuoco. Forniscono immagini molto contrastate, ma il loro uso è limitato dal peso crescente e dal costo delle lenti all’aumentare dell’apertura.

Hanno un limitato “Campo Visivo” e inoltre la necessità di utilizzare rapporti di apertura dell’ordine di  $f/20$  li rende estremamente ingombranti.

### Riflettori

Sono gli strumenti attualmente più utilizzati con una varietà di schemi ottici. A parità di rapporto di apertura sono molto più compatti dei rifrattori. Lo specchio primario è concavo (parabolico o iperbolico), mentre il secondario può essere piano o convesso (parabolico o iperbolico). Rispetto ai rifrattori forniscono immagini generalmente meno contrastate a causa dell’ostruzione causata dal secondario, che riduce anche l’apertura effettiva del telescopio. Tuttavia, come si è visto nel paragrafo precedente, è possibile realizzare specchi molto più grandi delle lenti, quindi con una capacità di raccolta di radiazione notevolmente maggiore.



**Primo fuoco.** La luce raccolta dal primario è focalizzata senza ulteriori deviazioni. Si ottengono immagini molto luminose, ma l’ostruzione causata dallo strumento di misura, ad esempio una camera fotografica, rende questa configurazione utilizzabile nella pratica solo per telescopi di grande apertura.

**Newtoniano.** La luce raccolta dal primario arriva su un secondario piano, che porta il fuoco del telescopio all’esterno della struttura di sostegno delle ottiche. È uno strumento “economico”, ma i suoi difetti principali sono il coma elevato (si veda il paragrafo sulle aberrazioni) e la posizione dell’oculare, che può risultare difficilmente accessibile per strumenti di grandi dimensioni.

**Cassegrain.** La luce raccolta dal primario arriva su un secondario convesso, che porta il fuoco del telescopio oltre il primario, che di conseguenza deve essere forato. Il fuoco è facilmente accessibile e inoltre questa configurazione consente l’utilizzo di strumentazione di peso elevato, che può essere molto più facilmente bilanciabile rispetto alla configurazione newtoniana.

**Coudé e Nasmyth.** La luce raccolta dal primario arriva su un secondario convesso, che la invia su uno specchio terziario piano che porta il fuoco del telescopio all’esterno della struttura di sostegno delle ottiche. La configurazione Coudé è molto utilizzata per spettroscopia ad alta risoluzione. Nei moderni telescopi con montatura altazimutale i fuochi Nasmyth consentono l’uso di strumentazione molto complessa e pesante, che può essere facilmente installata in modo da non risultare meccanicamente collegata al telescopio.

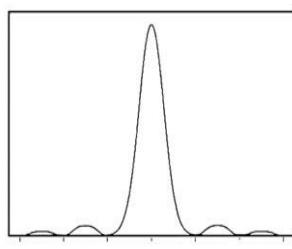
**Ritchey-Chrétien.** Utilizzano la stessa configurazione ottica dei Cassegrain, Coudé e Nasmyth, ma sia il primario che il secondario sono iperbolici (si veda l’appendice sulle aberrazioni).

## Potere risolutivo

Il **potere risolutivo** di un telescopio è la sua capacità di “separare”, cioè di vedere distinte, regioni vicine di una sorgente estesa o sorgenti puntiformi angolarmente vicine.



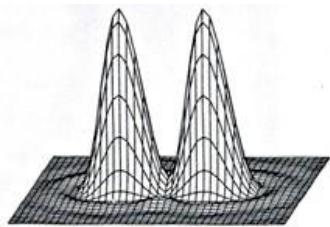
Figura di diffrazione



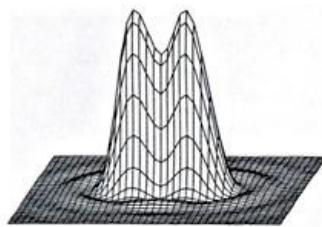
Sezione di una figura di diffrazione lungo un diametro

A causa della natura ondulatoria della luce, l’immagine di una sorgente puntiforme, quale può essere considerata una stella, non è un punto ma una “figura di diffrazione” (vedere le immagini a sinistra), la cui parte centrale, ovvero il suo massimo principale, è comunemente indicata come “disco di Airy”. Attorno al disco di Airy sono visibili dei massimi secondari, intervallati da minimi. La figura di diffrazione non è un difetto delle ottiche, ma una limitazione alle nostre capacità di osservazione.

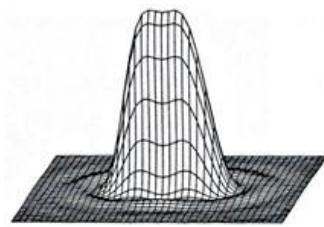
Comunemente il potere risolutivo è definito in base al “criterio di Rayleigh”: due sorgenti puntiformi sono considerate risolte fino a quando il centro del disco di Airy di una non coincide con il primo minimo della figura di diffrazione dell’altra (figura in basso al centro). Sorgenti angolarmente più vicine risulteranno non risolte.



Sorgenti puntiformi risolte



Sorgenti puntiformi ancora risolvibili secondo il criterio di Rayleigh



Sorgenti puntiformi non risolte

Minore è la distanza angolare tra le due sorgenti prima che diventino indistinguibili in base al criterio di Rayleigh, maggiore è il potere risolutivo di un telescopio.

Per un telescopio con apertura **D** il potere risolutivo **α** per osservazioni alla lunghezza d’onda **λ** è dato da:

$$\alpha \text{ (rad)} = 1.22 \frac{\lambda}{D} \quad \alpha \text{ ("')} = 1.22 \frac{\lambda}{D} \cdot 206265$$

ed è quindi la distanza angolare minima di due sorgenti puntiformi che il telescopio riesce a vedere come distinte e, a parità di lunghezza d’onda, dipende unicamente dall’apertura. Se è nota la frequenza **v** della radiazione, la lunghezza d’onda si diceva dalla relazione:  $\lambda = c/v$ , dove **c** è la velocità della luce.

Il criterio di Rayleigh così definito vale per sorgenti di pari luminosità, nel caso in cui una delle due sorgenti abbia una luminosità molto minore, la separazione per poterle distinguere sarà maggiore.

**Risoluzione spaziale.** Con buona approssimazione la risoluzione angolare **α** può essere convertita in risoluzione spaziale **P** nota la distanza **d** di un certo oggetto. Vale la relazione:

$$P = d \cdot \tan \alpha$$

Quindi **P** è la dimensione del più piccolo oggetto che il telescopio riesce a risolvere alla distanza **d**.

**Potere risolutivo dell’occhio umano.** Nella stima del potere risolutivo dell’occhio umano intervengono fattori fisiologici, cosicché non possiamo applicare direttamente le relazioni utilizzate per le lenti. Comunemente si assume che l’occhio umano possa distinguere una sorgente con un diametro di circa  $60''$  e che possa risolvere due sorgenti se la loro separazione angolare è di circa  $120''$ .

**Interferometria.** È possibile combinare opportunamente la luce proveniente da più telescopi per ottenere una risoluzione maggiore di quella di ognuno dei singoli telescopi. Questo processo è noto con il termine “interferometria”. Considerata una rete di telescopi che fanno convergere la luce in un fuoco comune, detta **B** la distanza massima tra i telescopi della rete, comunemente indicata con il termine “baseline”, il potere risolutivo **β** per osservazioni alla lunghezza d’onda **λ** è dato da:

$$\beta \text{ (rad)} \simeq \frac{\lambda}{B} \quad \alpha \text{ ("')} \simeq \frac{\lambda}{B} \cdot 206265$$

**Potere risolutivo e turbolenza atmosferica (seeing).** Le relazioni relative al potere risolutivo sono state ricavate senza considerare la presenza dell’atmosfera terrestre, la cui turbolenza (in termine tecnico “seeing”) peggiora la qualità delle immagini limitando di fatto il potere risolutivo. Il valore del seeing, che dipende da numerosi fattori,

varia da notte a notte e nelle varie località. Il valore del seeing indica il potere risolutivo “reale” di un telescopio nelle condizioni in cui si svolgono le osservazioni. Il seeing tipico che si registra nei migliori siti osservativi (ad esempio nel deserto di Atacama in Cile e su alcune vette delle Hawaii e delle Canarie) è di  $0''.6 - 0''.8$ . Comunemente si assume per il seeing medio un valore di  $1''$ , che però è spesso una stima molto ottimistica.

Verifichiamo come il seeing degrada il potere risolutivo reale calcolando le dimensioni **P** del più piccolo oggetto teoricamente osservabile sulla superficie della Luna (per la quale assumiamo una distanza  $\mathbf{d} = 384.4 \cdot 10^3$  km) utilizzando un telescopio con apertura di 1m:

$$P = d \cdot \tan \alpha = 384.4 \cdot 10^3 \text{ km} \cdot \tan \left( 1.22 \cdot \frac{5500 \cdot 10^{-10} \text{ m}}{1 \text{ m}} \cdot \frac{206265''}{3600} \right) \simeq 260 \text{ m}$$

Assumendo un seeing di  $1''$  avremo invece:

$$P = d \cdot \tan \alpha = 384.4 \cdot 10^3 \text{ km} \cdot \tan \left( \frac{1''}{3600} \right) \simeq 1.86 \text{ km}$$

**Ottica Adattiva.** Si può facilmente verificare che  $1''$  corrisponde al potere risolutivo di un telescopio con apertura di circa 14 cm. Quindi il seeing limita notevolmente il potere risolutivo dei telescopi di grandi dimensioni, ma non la loro capacità di raccogliere grandi quantità di luce. Ovviamente un telescopio nello spazio lavora al suo limite di diffrazione, ma questi strumenti sono molto costosi da realizzare. Recentemente è stata però sviluppata una tecnica, detta ottica adattiva, che consente di eliminare, o di attenuare fortemente, gli effetti del seeing, permettendo di utilizzare i telescopi di grandi dimensioni posti sulla Terra quasi al loro limite di diffrazione.

## Ingrandimento

Per le osservazioni visuali l’ingrandimento **I** è dato dal rapporto tra la focale del telescopio e quella dell’oculare utilizzato e quindi non è una caratteristica del telescopio:

$$I = \frac{F}{f'}$$

Per ogni telescopio è possibile valutare l’ingrandimento massimo e minimo utilizzabile.

Il **massimo ingrandimento** che è conveniente utilizzare, **I<sub>MAX</sub>**, è funzione del rapporto tra il potere risolutivo del rivelatore e il potere risolutivo del telescopio. Per osservazioni visuali è circa pari al diametro dell’obiettivo espresso in mm:

$$I_{\text{MAX}} \simeq D \text{ (mm)}$$

Quindi con un telescopio  $D = 40$  cm e rapporto di apertura  $f/8$  avremo  $I_{\text{MAX}} \simeq 400$ , che si otterrà utilizzando un oculare con focale:  $f' = F/I_{\text{MAX}} = 3200 \text{ mm}/400 = 8 \text{ mm}$ . In realtà l’ingrandimento massimo dipende anche dal tipo di telescopio (per i rifrattori può arrivare anche a due volte il diametro espresso in mm) e dall’oggetto osservato. Nella pratica si deve sempre adattare l’oculare alle condizioni atmosferiche ed è molto difficile utilizzare un telescopio al suo massimo ingrandimento. Se il “seeing” (il complesso di effetti dovuti alla “turbolenza” dell’atmosfera terrestre) è elevato, con un ingrandimento minore otterremo immagini di qualità migliore.



Basso ingrandimento



Alto ingrandimento

Inoltre, a parità di telescopio, un oculare con focale più corta fornisce un’immagine con dimensioni lineari maggiori, ma con una luminosità superficiale minore. Infatti, aumentando l’ingrandimento la stessa quantità di luce, quella raccolta dal telescopio è fissata dalla sua apertura, viene dispersa su un’area più grande.

Poiché l’area di un’immagine aumenta con il quadrato del raggio, la luminosità superficiale risulta inversamente proporzionale al quadrato dell’ingrandimento. Ne segue che per osservazioni di sorgenti estese è spesso molto più utile l’utilizzo di bassi ingrandimenti, dato che alti ingrandimenti potrebbero addirittura impedire la visibilità della sorgente.

La **pupilla di uscita** è il diametro **D<sub>PU</sub>** del fascio di raggi paralleli in uscita dall’oculare. Vale la relazione:

$$D_{\text{PU}} = \frac{D}{I}$$

Il **minimo ingrandimento** che è conveniente utilizzare,  $I_{\min}$ , è quello per cui la pupilla di uscita è pari alle dimensioni del rivelatore. Poiché il diametro tipico della pupilla umana in condizioni di osservazioni notturne è di circa 7 mm, per osservazioni visuali si ottiene:

$$I_{\min} \simeq \frac{D \text{ (mm)}}{7}$$

Quindi con un telescopio  $D = 40$  cm e rapporto di apertura  $f/8$  avremo  $I_{\min} \simeq 57$ , che si otterrà utilizzando un oculare con focale:  $f' = F/I_{\min} = 3200 \text{ mm}/57 = 56 \text{ mm}$ . Con questo valore di ingrandimento si ottiene il valore massimo della luminosità superficiale. Infatti diminuendo ancora l'ingrandimento la pupilla di uscita diventa maggiore della pupilla dell'osservatore e quindi parte della luce raccolta dal telescopio viene di fatto perduta e la luminosità superficiale della sorgente non aumenta più.

**Nota:** si può facilmente dimostrare che le focali degli oculari che consentono l'ingrandimento massimo  $f_{\max}'$  e minimo  $f_{\min}'$  dipendono unicamente dal rapporto di apertura del telescopio:

$$f_{\max}' \text{ (riflettore)} \simeq n \text{ (mm)} \quad f_{\max}' \text{ (rifrattore)} \simeq \frac{n}{2} \text{ (mm)} \quad f_{\min}' \simeq 7n \text{ (mm)}$$

con gli ingrandimenti corrispondenti che dipenderanno ovviamente dall'apertura del telescopio.

**Risoluzione su un'immagine.** Si consideri l'immagine prodotta da un telescopio con un ingrandimento  $I$  su un rivelatore con potere risolutivo  $\beta$  ("'). La risoluzione  $R$  che si ottiene sull'immagine è data da:

$$R = \frac{\beta}{I}$$

Per le osservazioni visuali  $\beta = 120''$  e quindi l'ingrandimento  $I_R$  necessario per risolvere due sorgenti puntiformi a distanza angolare  $R$  è:

$$I_R = \frac{120''}{R}$$

È possibile aumentare l'ingrandimento fino al valore  $I_{\max}$  per produrre un'immagine che eguaglia il potere risolutivo  $\alpha$  ("') del telescopio:

$$I_{\max} = \frac{\beta}{\alpha} = \frac{\beta D}{1.22 \lambda \cdot 206265}$$

Nel caso di osservazioni visuali si ha:

$$I_{\max} = \frac{120'' \cdot D}{1.22 \cdot 5500 \cdot 10^{-10} \text{ m}} \simeq D \text{ (mm)}$$

Ovviamente anche in queste relazioni occorre tener presente che in assenza di un sistema di ottica adattiva la risoluzione effettiva di un telescopio è limitata dal seeing.

### Campo Visivo (FoV = Field of View)



La distanza tra i bordi opposti dell'immagine fornita da un telescopio è il suo "Campo Visivo" (FoV).

Il FoV dipende dall'oculare utilizzato e dal corrispondente ingrandimento e quindi non è una caratteristica del telescopio.

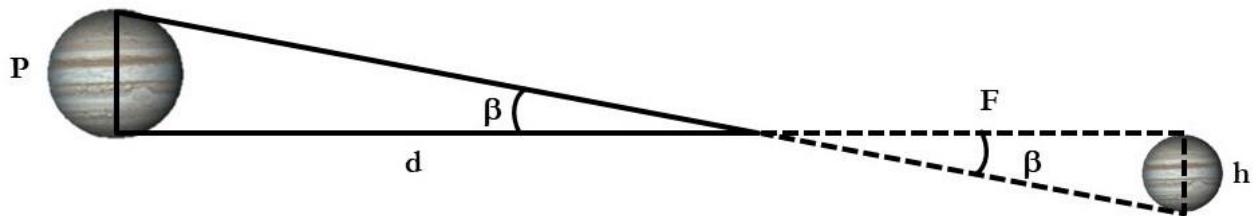
Detto  $FoV_O$  il campo di vista di un oculare di focale  $f'$  che produce un ingrandimento  $I$ , il campo di vista  $FoV_{TEL}$  di un telescopio con focale  $F$  vale:

$$FoV_{TEL} = \frac{FoV_O}{I} = \frac{f' \cdot FoV_O}{F}$$

I moderni oculari hanno campi di vista fino a 100°. Utilizzando un simile oculare con focale di 16mm su un telescopio  $f/8$  con apertura di 40 cm si ottiene:

$$FoV_{TEL} = \frac{16 \text{ mm } 100^\circ}{3200 \text{ mm}} = \frac{100^\circ}{200} = 0^\circ.5$$

## Dimensioni di una sorgente estesa sul piano focale



Consideriamo un oggetto esteso, assunto per semplicità sferico, con diametro  $P$  e dimensione angolare  $\beta$  osservato con un telescopio di focale  $F$ .

Se è nota la sua distanza  $d$  e se  $d \gg P$ , vale la relazione:

$$P = d \cdot \tan \beta$$

Sul piano focale del telescopio, che non è mostrato nella figura, si formerà un'immagine con diametro  $h$  pari a:

$$h = F \cdot \tan \beta$$

## Magnitudine limite

Con il termine **magnitudine limite** si intende il valore della magnitudine apparente dell'oggetto meno luminoso che uno strumento riesce a distinguere. La moderna scala delle magnitudini astronomiche pone pari a zero la magnitudine apparente della stella Vega. La scala delle magnitudini è inversa, quindi le stelle più luminose di Vega hanno una magnitudine negativa. Comunemente si assume pari a circa 6 la magnitudine della stella più debole osservabile a occhio nudo a livello del mare e nelle condizioni più favorevoli (ovvero assenza della Luna e di inquinamento luminoso). Ovviamente questo limite è soggettivo ed è basato sull'assunzione che la pupilla umana in condizione di osservazioni notturne abbia un diametro di 7 mm. Esistono varie relazioni che permettono di calcolare la magnitudine limite  $m_{\text{lim}}$  di un telescopio con apertura  $D$ ; le più usate sono:

$$m_{\text{lim}} = 6.8 + 5 \log D \text{ (cm)} \quad (1)$$

$$m_{\text{lim}} = 2.0 + 5 \log D \text{ (mm)} \quad (2)$$

che forniscono i seguenti valori per strumenti di varia apertura:

Strumento	$D$ (cm)	$m_{\text{lim}}$ (1)	$D$ (mm)	$m_{\text{lim}}$ (2)
Occhio umano	0.7	6.0	7	6.2
Telescopio amatoriale	20	13.3	200	13.5
TNG	358	19.6	3580	19.8
VLT	820	21.4	8200	21.6
ELT	3930	24.8	39300	25.0

**Nota:** ulteriori approfondimenti sulle caratteristiche dei telescopi e sulle relazioni presentate in questa dispensa si trovano al sito [http://www.rocketmime.com/astronomy/Telescope/telescope\\_eqn.html](http://www.rocketmime.com/astronomy/Telescope/telescope_eqn.html)

## Appendice 1 - Le aberrazioni

Tutte le superfici delle lenti o degli specchi per uso astronomico devono essere lavorate con una precisione tale che, detta  $\lambda$  la lunghezza d'onda a cui si effettuano le osservazioni, la differenza massima  $\Delta P$  tra la forma teorica prevista e quella reale sia al massimo dell'ordine di  $\lambda/8$ . Nel caso di osservazioni visuali si ha:

$$\Delta P = \frac{5500 \text{ \AA}}{8} \approx 1 \cdot 10^{-7} \text{ m} = 0.1 \mu\text{m}$$

Ovviamente all'aumentare della lunghezza d'onda la precisione richiesta sarà minore; ad esempio per un radiotelescopio che osserva alla lunghezza d'onda di 1m si ha  $\Delta P \approx 13 \text{ cm}$ .

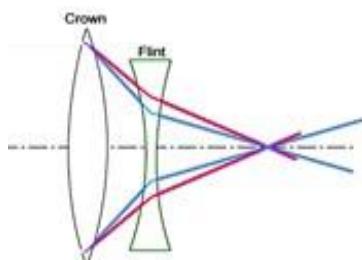
Anche se le superfici sono perfettamente lavorate sono comunque presenti delle "aberrazioni" che degradano la qualità delle immagini ottenute da un telescopio. Le due aberrazioni più importanti sono:

**Aberrazione Cromatica** (principale aberrazione nei rifrattori)

**Coma** (principale aberrazione nei riflettori)

Altre aberrazioni importanti sono: Aberrazione Sferica, Astigmatismo, Curvatura di campo, Distorsione di campo.

**L'Aberrazione Cromatica** è dovuta al diverso valore dell'indice di rifrazione di una lente per le diverse lunghezze d'onda che compongono la luce. Questo fa sì che il fuoco di una lente non è un punto, ma un segmento perpendicolare all'asse ottico della lente. Da un punto di vista osservativo l'effetto è la presenza di fastidiosi aloni colorati ai bordi degli oggetti.



Nei rifrattori l'aberrazione cromatica viene in buona parte corretta costruendo i "doppietti astronomici", ovvero degli obiettivi costituiti da due lenti realizzate con vetri con indice di rifrazione diverso (Crown e Flint), incollate tra loro. Questi obiettivi consentono di ottenere un fuoco comune per le lunghezze d'onda di 4860 Å e 6560 Å.

Portando a tre il numero di lenti si realizza un obiettivo "apocromatico", che fa convergere nello stesso punto tre lunghezze d'onda. Per grandi aperture questi obiettivi risultano però estremamente pesanti e costosi.

Il **Coma** è un'aberrazione che deve il suo nome al caratteristico aspetto "a cometa" che assumono le immagini delle stelle fuori dall'asse ottico dello specchio. Il Coma può essere in gran parte corretto sostituendo i tradizionali specchi parabolici utilizzati per il primario e il secondario con specchi iperbolici. Questa nuova configurazione prende il nome di Ritchey-Chrétien. Nella figura in basso è mostrato il miglioramento della qualità delle immagini di una stella per due telescopi di pari apertura e rapporto focale. In entrambi i casi il seeing è di 1".

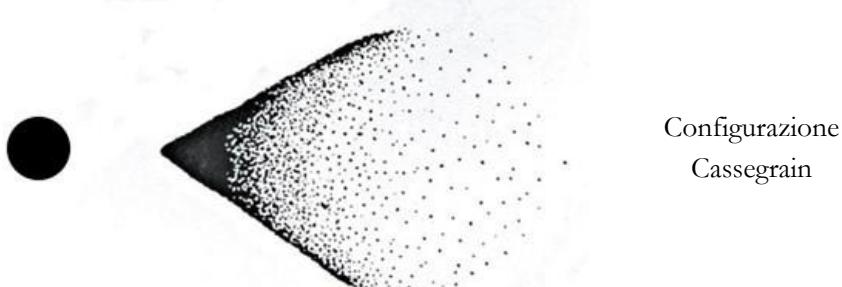


Immagine al centro  
del campo

Immagine a 0.5°  
dal centro del campo

## Appendice 2 - Le montature

In un telescopio con il termine “montatura” viene indicata la parte meccanica che assolve ai seguenti scopi:

- mantenere l'allineamento delle ottiche;
- dirigere il telescopio verso l'oggetto da osservare;
- mantenete il puntamento dell'oggetto per tutta la durata di un'osservazione, che nel caso di telescopi posti sulla Terra equivale a compensare istante per istante la rotazione siderale del nostro pianeta (“tracking”).

Le montature più usate sono l'equatoriale e l'azimutale; in entrambi i casi il telescopio si muove attorno a due assi tra loro perpendicolari.

### Montatura equatoriale

È realizzata in molte varianti, ed è stata per molto tempo quella più usata. I due assi sono:

**Asse polare:** è parallelo all'asse terrestre, quindi forma con suolo un angolo pari alla latitudine della località dove è posizionato il telescopio e punta nella direzione del polo celeste.

**Asse di declinazione:** è perpendicolare all'asse polare e parallelo al suolo.

Note le coordinate equatoriali di un oggetto, il puntamento viene effettuato con una rotazione attorno all'asse polare (per l'ascensione retta) e con una attorno all'asse di declinazione (per la declinazione).

Una volta puntato un oggetto, il grande vantaggio della montatura equatoriale è che per garantire il tracking è sufficiente un solo movimento a velocità costante attorno all'asse polare, con periodo pari al periodo siderale della Terra. Solo per oggetti del sistema solare sono necessari ulteriori movimenti attorno ai due assi per compensare il loro moto proprio rispetto alla Terra.

Una montatura equatoriale non è trasportabile a meno di variare l'inclinazione dell'asse polare, operazione facilmente realizzabile solo per telescopi di piccole dimensioni.

### Montatura altazimutale

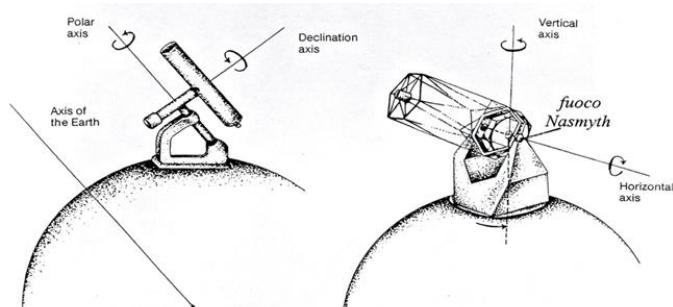
È oggi la montatura di più largo uso, in particolare nella configurazione “a forcella”. I due assi sono:

**Asse verticale (o di azimut):** è perpendicolare al suolo; la rotazione attorno a quest'asse fa variale l'azimut verso cui è puntato il telescopio.

**Asse orizzontale:** è perpendicolare all'asse verticale ed è quindi parallelo al suolo; la rotazione attorno a quest'asse fa variale l'altezza della direzione di puntamento.

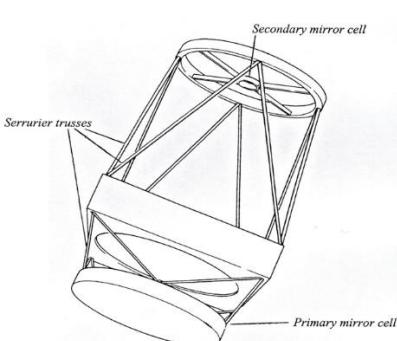
Una volta puntato un oggetto, per il tracking occorre che entrambi gli assi si muovano, con una velocità che risulta variabile istante per istante in funzione dalla posizione dell'oggetto. Inoltre, l'immagine ruota, con una velocità che varia in funzione della posizione. Questi problemi, che hanno in passato limitato l'uso della montatura altazimutale, sono oggi facilmente superati dai moderni software di gestione dei motori e con l'installazione di sistemi ottici di “derotazione” del campo.

Una montatura altazimutale è più rigida, facilmente bilanciabile e compatta di una equatoriale. Inoltre, nella configurazione “a forcella” è possibile utilizzare i cosiddetti “fuochi Nasmyth”, che consentono di collegare al telescopio strumentazione di grandi dimensioni e peso senza gravare sulla sua struttura meccanica.



Confronto tra una montatura equatoriale (a sinistra), e una altazimutale (a destra).

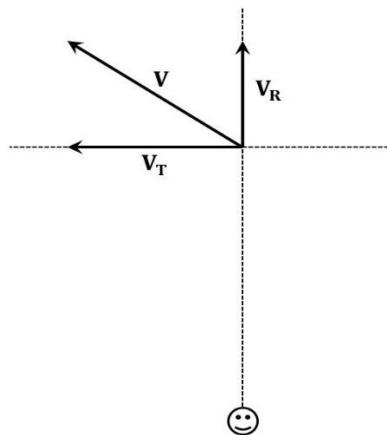
Oltre alla maggiore semplicità, notare per la configurazione altazimutale la possibilità di utilizzare i “fuochi Nasmyth”



Nei telescopi di grandi dimensioni il tradizionale “tubo” per la protezione degli specchi è oggi sostituito da una struttura a tubi (serrier trusses), che fornisce una rigidità maggiore con un peso minore. Nell'immagine a destra uno dei telescopi da 8m che costituiscono il VLT dell'ESO; sono ben visibili la montatura “a forcella” e la struttura a tubi che sostiene il primario e il secondario.



### Appendice 3 - Velocità radiale



Il vettore velocità **V** di un corpo celeste rispetto a un osservatore può essere scomposto in una componente **V<sub>T</sub>** perpendicolare alla direzione di osservazione detta **Velocità Tangenziale** e in una componente **V<sub>R</sub>** lungo la direzione di osservazione detta **Velocità Radiale**.

La velocità radiale si misura sfruttando l'effetto Doppler, in quanto la lunghezza d'onda della radiazione emessa da un corpo in allontanamento aumenta (spostamento verso il rosso), mentre la lunghezza d'onda della radiazione emessa da un corpo in avvicinamento diminuisce (spostamento verso il blu).

La velocità radiale viene ricavata da spettri ad alta risoluzione confrontando la lunghezza d'onda di righe spettrali conosciute misurata nello spettro  $\lambda_{\text{oss}}$  con la lunghezza d'onda (detta "a riposo")  $\lambda_0$  delle stesse righe misurata in laboratorio.

Detta **v<sub>r</sub>** la velocità radiale di un corpo celeste, per velocità piccole rispetto alla velocità della luce **c** valgono le relazioni:

$$v_r = c \frac{\lambda_{\text{oss}} - \lambda_0}{\lambda_0} \quad \lambda_{\text{oss}} = \frac{v_r}{c} \lambda_0 + \lambda_0$$

Per velocità radiali più elevate occorre usare l'approssimazione relativistica e valgono le relazioni:

$$v_r = c \frac{\lambda_{\text{oss}}^2 - \lambda_0^2}{\lambda_{\text{oss}}^2 + \lambda_0^2} \quad \lambda_{\text{oss}} = \lambda_0 \sqrt{\frac{1 + \frac{v_r}{c}}{1 - \frac{v_r}{c}}}$$

Una velocità radiale positiva indica che la distanza da un corpo sta aumentando, una velocità radiale negativa indica che la distanza sta diminuendo. Attualmente le migliori misure di velocità radiale consentono di apprezzare spostamenti minori di 1 m/s.

Nel caso di un osservatore posto sulla Terra occorre considerare che i valori ottenuti sono alterati dagli effetti dovuti ai moti della Terra. In particolare il movimento intorno al Sole introduce una componente di velocità radiale con un periodo di un anno, la cui ampiezza può arrivare (in funzione della posizione della stella rispetto all'eclittica) fino a circa  $\pm 30$  km/s. Una volta sottratti gli effetti dovuti ai moti della Terra si ottengono le velocità radiali riferite al Sole, dette eliocentriche.