

O1. Caratteristiche generali degli strumenti ottici

Premessa

Lo spettro delle radiazioni elettromagnetiche emesse dai corpi celesti va dalle onde radio (di qui lo sviluppo della radioastronomia) fino al visibile, ai raggi X e ai raggi γ . Anche se gran parte di quello che diremo vale per tutte le radiazioni, eccettuate al più quelle di piccola lunghezza d'onda (raggi X e γ), nel seguito ci riferiremo di regola alla banda visibile.

Lo strumento astronomico fondamentale è il telescopio. Possiamo riassumere le caratteristiche principali di un telescopio in tre concetti: *ingrandimento*, *luminosità*, *risoluzione*. Discuteremo ora ciascuno dei tre.

L'ingrandimento di un telescopio è la caratteristica più considerata dai profani; pure vedremo che ha significato solo in casi particolari, e non è comunque una proprietà intrinseca della parte principale del telescopio, cioè dell'obiettivo: questo si caratterizza meglio con altri parametri, primo di tutti la *distanza focale*.

La luminosità è invece una caratteristica molto importante: essa esprime la capacità dello strumento di raccogliere in maggiore o minor misura la luce emessa dalla sorgente. Come vedremo meglio più avanti, alla luminosità è connessa la possibilità di rivelare sorgenti più o meno deboli o lontane: la motivazione principale per la costruzione di telescopi più grandi è proprio la maggiore luminosità.

La risoluzione, altra caratteristica fondamentale di uno strumento astronomico, indica quanto lo strumento sia in grado di distinguere sorgenti molto vicine tra loro (ad es. una stella doppia) o piccoli particolari di una sorgente estesa (ad es. la superficie di un pianeta, la struttura di una galassia). È inutile sottolineare l'importanza di una buona risoluzione; ma come vedremo questa 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

Per approfondire la discussione dobbiamo ora esaminare più da vicino la costituzione di un telescopio. Cominciamo col considerare che le stelle e tutti i corpi che si osservano in astronomia sono posti a una distanza che dal punto di vista che c'interessa ora può essere considerata infinita: in altri termini la radiazione che giunge a noi ha perso la caratteristica di onda sferica col centro nella

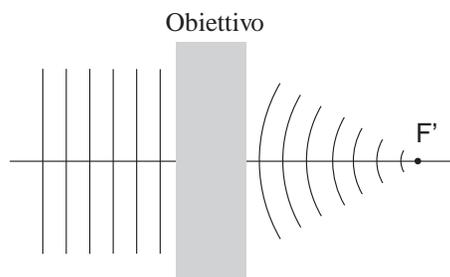


Fig. O1-1

sorgente e si presenta come un'onda piana. In termini di raggi, ciò equivale a dire che i raggi emessi dalla sorgente e accettati dal telescopio sono praticamente paralleli (fig. O1-1).

La parte essenziale di un telescopio è l'*obiettivo*: questo, comunque sia realizzato, è un dispositivo che trasforma le onde piane in onde convergenti "il meglio possibile" in un punto F' detto *fuoco* (più esattamente: *secondo fuoco*). Il motivo della frase "il meglio possibile" è che, come vedremo, nessun obiettivo realizza completamente questo "ideale dell'ottica," per numerose ragioni, sia pratiche, sia di principio. F' va dunque pensato come il punto in cui si realizza la massima concentrazione di luce. Correntemente si esprime questo fatto 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 o più lenti (*rifratte*). Nel seguito ci riferiremo quasi sempre a questo secondo caso, che permette figure più semplici; ma tutto quanto diremo vale anche per gli specchi.

Salvo rare eccezioni, un obiettivo è un *sistema ottico centrato* (v. cap. O3): avrà dunque un *asse ottico*. Inoltre il bordo della lente o specchio è quasi sempre circolare, per cui ha senso parlare del suo diametro. Più esattamente definiamo *diametro* dell'obiettivo il diametro della sezione (circolare) del fascio di luce che da una sorgente posta sull'asse ottico (all'infinito) può entrare nell'obiettivo. Vedremo più avanti che questo non è che il diametro della "pupilla di entrata" del sistema.

Altro parametro geometrico fondamentale di un obiettivo è la *distanza focale*. Ne daremo due definizioni (per ora piuttosto imprecise) che verranno riprese in seguito.

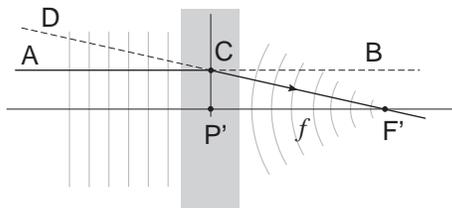


Fig. O1-2

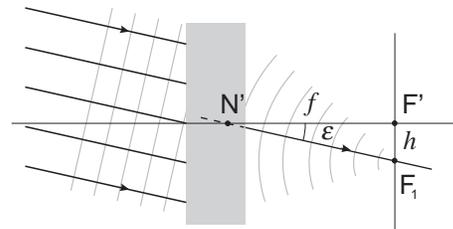


Fig. O1-3

- a) Consideriamo (fig. O1-2) un raggio incidente AB parallelo all'asse ottico, e osserviamo il raggio uscente oltre l'obiettivo, DF' . L'intersezione delle due rette AB e DF' sia C . Abbassata la perpendicolare da C all'asse ottico in P' , si dirà distanza focale la lunghezza del segmento $P'F'$:

$$f = P'F' \quad (P' \text{ si dice } \textit{secondo punto principale}).$$

- b) Si consideri una radiazione incidente con un (piccolo) angolo ε sull'asse ottico (fig. O1-3). L'obiettivo concentra la radiazione nel punto F_1 . Si può dimostrare che F_1 è sulla perpendicolare di F' e che la distanza $\overline{F_1F'} = h$

è proporzionale in prima approssimazione all'angolo ε . Si dirà distanza focale \bar{f} il valore della costante di proporzionalità:

$$h = \bar{f}\varepsilon.$$

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

$$\bar{f} = N'F'.$$

Vedremo più avanti che quando il mezzo prima dell'obiettivo è uguale a quello dopo, $f = \bar{f}$ e $P' \equiv N'$. Le due definizioni sono dunque equivalenti, ma per i nostri scopi la seconda è più espressiva.

Supponiamo infatti di porre in F' una lastra fotografica. Se due stelle hanno una distanza angolare ε , sulla lastra le loro immagini distano di $h = f\varepsilon$: perciò la distanza focale fornisce la *scala* di una fotografia fatta con il nostro obiettivo. È chiaro che una f più grande darà una fotografia più grande della stessa regione di cielo; ma non si può parlare d'ingrandimento, perché è un *angolo* ε che viene tradotto in una *distanza* h .

Limiti di risoluzione

Prima di discutere luminosità e risoluzione, occorre dire che non ha senso affrontare questi argomenti 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, un fotomoltiplicatore, una telecamera, un dispositivo a CCD (charge coupled device), ecc.

Quello che a noi qui interessa è che tutti questi oggetti hanno una struttura discreta: consistono infatti di rivelatori elementari, più o meno grandi e numerosi, ma sempre in numero finito. Nel caso dell'occhio si tratterà dei coni della retina; per la lastra fotografica dei granuli di AgBr nell'emulsione; nella telecamera delle celle fotosensibili che formano il mosaico del fotocatodo, e così via.

Riducendo all'essenziale la schematizzazione supporremo che un elemento del rivelatore sia una piccola superficie (di forma quadrata o circolare o esagonale ...) avente un diametro a caratteristico del rivelatore (fig. O1-4). 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. Ciò vuol dire che 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 (fig. O1-5).

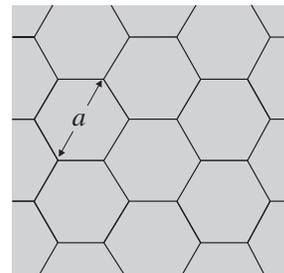


Fig. O1-4

Ciò posto, possiamo dare la definizione di *sorgente* (otticamente) *puntiforme* come segue: una sorgente è puntiforme se la luce che arriva da essa illumina *un solo* elemento del rivelatore.

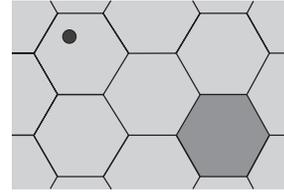


Fig. O1-5

Si vede bene che una sorgente può essere o meno puntiforme:

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

Una sorgente sarà detta *estesa* se illumina *molti* elementi del rivelatore. È necessario dire “molti” perché se gli elementi illuminati sono pochi (ad es. 4 o 5) ci si trova in un caso di transizione, che è di trattazione più difficile.

Consideriamo allora una sorgente puntiforme (stella) e discutiamo da che cosa dipende la risoluzione. In tutti i casi 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:

esaminiamole una per una.

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.

Il fattore a1) verrà discusso meglio più avanti. Per ora accontentiamoci di dire che la sua origine è 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 formerà una macchiolina luminosa, il cui raggio è all'incirca

$$\varrho = \frac{f\lambda}{d} = n\lambda \quad (\text{avendo posto } n = f/d)$$

dove λ è la lunghezza d'onda della luce. Più avanti (Cap. O10) una definizione più precisa di ϱ ci porterà alla formula

$$\varrho = 1.22 n\lambda.$$

Per la luce visibile λ va da $0.7 \mu\text{m}$ a $0.4 \mu\text{m}$: prendendo una media di $0.55 \mu\text{m}$ si ottiene

$$\varrho = 0.67 \mu\text{m} \cdot n.$$

È importante vedere questa relazione in termini angolari. Alla separazione ϱ corrisponde un angolo ε dato da

$$\varepsilon = \frac{\varrho}{f} = \frac{0.67 \mu\text{m}}{d} \quad (\text{in radianti})$$

oppure anche

$$\varepsilon \simeq \frac{140 \text{ mm}}{d} \cdot 1'' \quad (\text{O1.1})$$

Adotteremo questo come limite di risoluzione dovuto alla diffrazione, ma è bene averne chiaro il significato e i limiti di applicabilità.

Il limite di risoluzione dato dalla (O1.1) significa che due stelle saranno risolte se le macchie (figure di diffrazione) da esse prodotte hanno i centri a distanza $\delta > \varrho$, cioè se il centro dell'una è fuori dall'altra; non saranno risolte in caso contrario (fig. O1-6). Si tratta di un criterio arbitrario, che può funzionare più o meno bene in pratica a seconda di altre condizioni che non sono entrate finora nel discorso.

Vediamo per esempio: con $d = 60 \text{ mm}$ la (O1.1) darebbe $\varepsilon = 2.3''$. 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.

Altro esempio: il telescopio dell'osservatorio del Caucaso ha $d = 6 \text{ m}$, $f = 24 \text{ m}$, da cui $\varepsilon = 0.023''$. Sarebbe una risoluzione elevatissima, che però è inutilizzabile perché intervengono gli altri limiti che vedremo. In pratica, sebbene la risoluzione per diffrazione migliori col crescere del diametro dell'obiettivo, non è questo il motivo per cui si costruiscono telescopi molto grandi.

Quanto ad *a2*), si sono riassunti in questo gruppo 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

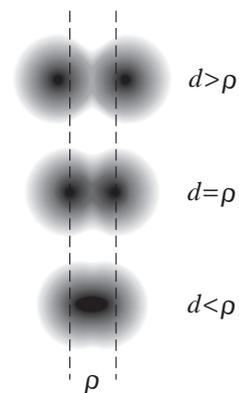


Fig. O1-6

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*: ne riparleremo più avanti (Cap. O6 e O7). Qui aggiungiamo solo che 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.

Il fattore *a3*) è stato introdotto per ricordare che 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. Di nuovo 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.

L'atmosfera e il seeing

La presenza dell'atmosfera limita la risoluzione per il seguente motivo. 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, accade di vederla "brillare," cioè cambiare 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.

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

Per i nostri esempi assumeremo un seeing di $1''$, solo per indicare l'ordine di grandezza.

Oggi giorno è possibile compensare almeno in parte l'effetto della turbolenza, ricorrendo a tecniche consentite dalla moderna elettronica. Se lo strumento è piccolo (≤ 30 cm) si possono prendere molte pose brevi — che come abbiamo accennato sopra non risentono sensibile perdita di risoluzione, ma più che altro spostamenti dell'immagine — e poi comporle con adeguato software. Per strumenti grandi si possono usare invece le *ottiche attive*, che consistono di specchi deformabili, controllati dalle misure eseguite durante la presa, sulle condizioni istantanee della turbolenza.

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 in primo luogo da a , che è una caratteristica del rivelatore, e poi da f che è una caratteristica dell'obiettivo. Quanto ai valori, vanno discussi caso per caso.

Il caso fotografico, che è ancor oggi importante per l'astronomia, è complicato dal fatto che l'elemento da considerare non coincide in realtà col singolo granulo di AgBr: vediamo perché.

Un'emulsione fotografica non esposta consiste di un mezzo trasparente (gelatina) in cui sono sospesi i granuli fotosensibili; il tutto è disteso su un supporto (vetro, acetato di cellulosa, poliestere). A causa dei granuli (che hanno dimensione di qualche μm)

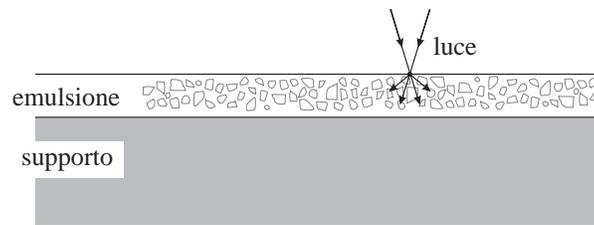


Fig. O1-7

l'emulsione si presenta *torbida* alla luce, e perciò questa viene diffusa in tutte le direzioni (fig. O1-7); ne segue che anche se l'immagine ottica è puntiforme, la lastra risulterà impressionata su un'area finita, molto più grande del singolo granulo. È il diametro di quest'area che va assunto come a nei nostri ragionamenti. La sua definizione non è facile, perché l'area illuminata non ha un bordo netto; essa dipende inoltre dall'emulsione usata, ma anche dalle condizioni di esposizione. A titolo di orientamento diciamo che in genere varia da 20 a 50 μm , a meno di non considerare emulsioni speciali.

Il caso delle telecamere e in generale dei rivelatori a CCD è più semplice, perché qui gli elementi sono veramente discreti (sebbene con forti illuminazioni

vi siano interazioni tra elementi adiacenti); l'ordine di grandezza è ancora quello delle decine di μm .

Un discorso a parte va fatto per l'osservazione visuale, poiché l'occhio è già un sistema ottico completo di obiettivo e di rivelatore. Il suo limite di risoluzione (ovviamente indicativo, perché varia col soggetto, con le condizioni di illuminazione, ecc.) è intorno a $1'$. L'uso di un telescopio lo modifica in relazione all'ingrandimento angolare di questo: ma va tenuto presente che l'interazione tra l'occhio e gli strumenti è complicata da molti fattori e non si lascia schematizzare in una formula semplice. Così ad esempio non è sempre vantaggioso aumentare l'ingrandimento: esiste un ottimo, che dipende dall'oggetto che si osserva e dalle condizioni di osservazione. Non è possibile qui dire di più.

Discussione complessiva sulla risoluzione

Riepilogando quello che si è visto finora sulla risoluzione, abbiamo 3 limiti distinti (non si dimentichi che si suppone l'obiettivo privo di aberrazioni e difetti di lavorazione):

$$\begin{array}{ll} a) & \text{diffrazione} \quad \varepsilon_d = \frac{140 \text{ mm}}{d} \cdot 1'' \\ b) & \text{seeing} \quad \varepsilon_s \sim 1'' \\ c) & \text{rivelatore} \quad \varepsilon_r = a/f \text{ (radianti)}. \end{array}$$

A seconda che l'uno o l'altro dei limiti sia dominante potremo avere tre casi diversi e il limite effettivo sarà $\max(\varepsilon_d, \varepsilon_s, \varepsilon_r)$. I parametri indipendenti sono in realtà 4: f , d , a , ε_s ; ma per discutere la situazione conviene un grafico in cui due di questi sono tenuti costanti: ad esempio a ed ε_s . La fig. O1-8 si riferisce ad $a = 20 \mu\text{m}$, e mostra tre regioni, in cui dominano rispettivamente la diffrazione, il seeing e il rivelatore. Si può anche fare lo stesso grafico usando come variabili sugli assi f ed n anziché f e d : questo si vede in fig. O1-9 (si è posto ancora $n = f/d$).

Poiché in un caso reale può accadere di avere valori di a ed ε_s diversi da quelli dei grafici, è utile sapere come questi si modificano al variare di a e di ε_s . Questo è indicato dalle frecce che mostrano come si sposta il punto "triplo" al crescere di a e di ε_s .

Vediamo ora qualche esempio:

1. Sia $f = 1 \text{ m}$, $d = 100 \text{ mm}$ (punto A in fig. O1-9): questo corrisponde a un tipico strumento da dilettante alle prime armi. Si vede che domina il rivelatore: volendo aumentare la risoluzione, se non si può disporre di un rivelatore ad altissima risoluzione l'unica soluzione è di aumentare f (questo è possibile con accessori del tipo "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.
2. Sia ora $f = 16.5 \text{ m}$, $d = 5 \text{ m}$ (Telescopio Hale di M. Palomar, punto B in fig. O1-9). In questo caso domina il seeing e non c'è niente da fare: si vede

O1-8

però che si può usare senza danno un rivelatore con a più grande (nel caso fotografico, in questo modo si ottiene un'emulsione più sensibile, che abbrevia la posa richiesta).

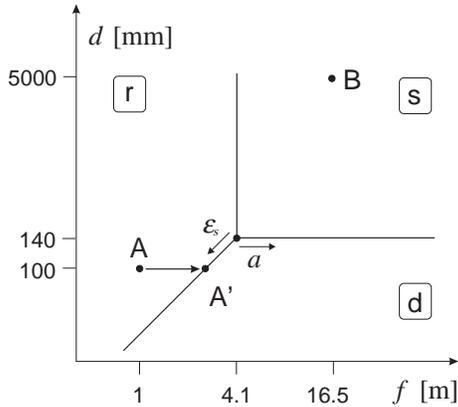


Fig. O1-8

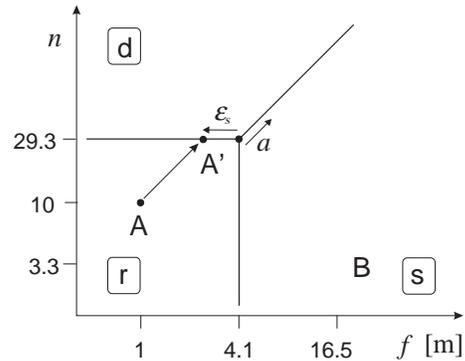


Fig. O1-9

Luminosità di un 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 . Ne segue che nell'osservazione di oggetti puntiformi la luminosità del telescopio varia con d^2 .

Supponiamo invece di osservare una sorgente estesa, ad es. 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 . Per questo motivo il rapporto d/f è un parametro importante di un obiettivo e prende il nome di *apertura relativa*. Come abbiamo già visto, si usa definire n l'inverso di questo rapporto: $d/f = 1/n$.

Si vede dunque che uno strumento può essere più luminoso di un altro per le stelle, e meno luminoso per le nebulose. Esempio: $d_1 = 1$ m, $f_1 = 10$ m; $d_2 = 0.5$ m, $f_2 = 2.5$ m. Il primo strumento è 4 volte più luminoso del secondo per sorgenti puntiformi, ma 4 volte meno luminoso per sorgenti estese.

Questo spiega anche perché con un telescopio si possono vedere le stelle di giorno. L'occhio adattato alla luce diurna ha $d \simeq 2$ mm, $f \simeq 20$ mm (apertura relativa $1/10$). In queste condizioni la luminosità estesa del cielo è grande rispetto a quella delle singole stelle, anche brillanti. Ma se facciamo $d = 50$ mm, $f = 1$ 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.

Dobbiamo ancora osservare che il ragionamento fatto all'inizio, dal quale risultava, per sorgenti otticamente puntiformi, una luminosità proporzionale a d , è di utilità pratica solo quando la risoluzione è dominata dal rivelatore. Se invece domina il seeing tutte le sorgenti sono estese, e quindi la luminosità va come d^2/f^2 . Sembra dunque che a parità di apertura relativa non ci sia alcun vantaggio, neppure di luminosità, a far crescere d oltre il limite in cui domina il seeing. Da questo punto di vista il telescopio Hale sarebbe dunque "sprecato."

C'è però un altro vantaggio al quale possiamo qui soltanto accennare: al crescere di d e di f in proporzione, aumenta il numero di elementi di rivelatore illuminati da una stella. Ciò è vantaggioso per più motivi: in primo luogo riduce le fluttuazioni statistiche, cioè il *rumore* delle misure; inoltre nel caso di rivelatori CCD protegge dalla possibile presenza di singoli elementi difettosi, o di segnali spuri prodotti da raggi cosmici e simili.