

ALMA Mater Studiorum  
Università degli Studi di Bologna

---

---

SCUOLA DI SCIENZE

Corso di Laurea Triennale in Astronomia

Dipartimento di Fisica e Astronomia

OTTICHE ADATTIVE  
PER GRANDI TELESCOPI

Elaborato Finale

Candidato:

Elena Valentini

Relatore:

Chiar.mo Prof.:

Bruno Marano

Co-relatore:

Laura Schreiber

---

---

Sessione III  
Anno Accademico 2014-2015



*al mio caro nonno Elio  
e a tutti coloro che mi hanno sostenuto  
e incoraggiato lungo questo percorso*



## INDICE

INTRODUZIONE .....	1
1. LA RISOLUZIONE NEI TELESCOPI A TERRA .....	4
1.1 La diffrazione della luce.....	4
1.2 La turbolenza atmosferica.....	6
1.2.1 Parametro di Fried .....	8
1.2.2 Tempo di coerenza .....	8
1.2.3 Angolo isoplanatico .....	9
1.3 Il seeing.....	10
2. L'OTTICA ATTIVA.....	12
2.1 L'applicazione dell'elettronica ai telescopi .....	12
2.2 Specchi leggeri per i telescopi di nuova generazione .....	14
3. LA RIMOZIONE DEL SEEING: LE OTTICHE ADATTIVE .....	17
3.1 Funzionamento .....	18
3.2 Sensori di fronte d'onda.....	20
3.2.1 Il sensore Shack-Hartmann .....	20
3.2.2 Il sensore a piramide .....	21
3.3 Specchi deformabili.....	23
3.4 Sorgenti di errore .....	26
3.4.1 Errori temporali.....	26
3.4.2 Errore di campionamento .....	27
3.4.3 Errore anisoplanatico .....	27
3.4.4 Errore globale e rapporto di Strehl .....	28
3.5 Problemi di un sistema di ottica adattiva classica.....	28
3.6 Un'applicazione dell'ottica adattiva: FLAO@LBT .....	31
Bibliografia .....	33

## INDICE DELLE FIGURE

Figura 1.1 – Disco di Airy .....	5
Figura 1.2 – Profilo di intensità .....	5
Figura 1.3 – Trasmissione dell'atmosfera dai raggi gamma alle onde radio .....	6
Figura 1.4 – Twinkling di Sirio .....	6
Figura 1.5 – Immagini a lunga (a) e corta (b) posa .....	9
Figura 1.6 – Fenomeni legati alla turbolenza .....	11
Figura 2.1 – Lo specchio a forma di menisco sottile .....	14
Figura 2.2 – Specchio a tasselli di Guido Horn D'Auturo .....	15
Figura 2.3 – Specchio a nido d'ape .....	16
Figura 3.1 – Schema di funzionamento di un sistema di ottica adattiva .....	19
Figura 3.2 – Principio di funzionamento di un sensore Shack-Hartmann .....	20
Figura 3.3 – Schema ottico del sensore a piramide .....	22
Figura 3.4 – Superfici di uno specchio deformabile. ....	23
Figura 3.5 – Schema di funzionamento di uno specchio bimorfo .....	24
Figura 3.6 – Attuatori piezoelettrici singoli (a) e multipli (b) .....	24
Figura 3.7 – Attuatori elettromagnetici.....	25
Figura 3.8 – Foto dello specchio secondario deformabile di LBT.....	25
Figura 3.9 – Raggio laser proiettato dal telescopio Keck .....	29
Figura 3.10 – Raggio laser proiettato dal telescopio VLT .....	29
Figura 3.11 – Elongazione dell'immagine .....	30
Figura 3.12 – Immagine simulata di un campo stellare. ....	31
Figura 3.13 – Immagine dell'ammasso stellare M92 ripresa da Hubble (a) e da LBT (b).....	31

# INTRODUZIONE

Il cielo ha da sempre affascinato l'uomo. La sua rituale ciclicità ed il mistero degli eventi che in esso accadono hanno portato tutte le popolazioni della Terra ad osservarlo, studiarlo e venerarlo fin dai tempi più remoti. È solo con l'avvento del telescopio che, spingendosi oltre i limiti dell'occhio umano, si viene a conoscenza di una moltitudine di oggetti celesti fino ad allora ignoti.

Nel 1609 Galileo Galilei, traendo ispirazione da un'invenzione olandese, mette a punto un sistema di lenti capace di ingrandire un oggetto di 20-30 volte. Si tratta del primo vero e proprio telescopio puntato verso il cielo. E' con questo strumento, il perspicillum, che Galileo scopre i satelliti di Giove, la superficie corrugata della luna e le fasi di Venere; ed è proprio grazie a queste scoperte che può provare l'ipotesi eliocentrica di Copernico. In quegli anni, un altro sostenitore di Copernico fu l'astronomo, matematico Giovanni Keplero. Entusiasmato dalla scoperta del telescopio, intorno agli anni venti, studiò l'ottica dal punto di vista matematico e progettò uno strumento che utilizzava un sistema di lenti convesse.

I primi strumenti ottici in uso erano telescopi rifrattori. Questi presentavano un grosso problema: l'immagine di pianeti e di altri oggetti celesti, che normalmente brillano di luce bianca, risultava sfuocata e contornata da un alone colorato. È la cosiddetta aberrazione cromatica che, oggi sappiamo, può essere parzialmente risolta utilizzando lenti multiple di materiali con diversa dispersione, in modo che le differenze tra gli angoli di rifrazione per la stessa lunghezza d'onda si annullino tra loro; si parla di obiettivi a doppietto o tripletto acromatico (brevettati nel 1758 da Dollond [1]). All'epoca dei primi telescopi, per evitare almeno in parte questo difetto nell'immagine, non si trovò altro metodo che adoperare obiettivi di focale lunghissima rispetto al loro diametro; ciò significava aumentare la lunghezza dei cannocchiali fino ai limiti della maneggevolezza. L'aberrazione cromatica rientrò nella vasta rete di interessi di Isaac Newton, il quale dopo attenti studi, concluse che gli aloni colorati attorno all'immagine dovevano essere causati dalla rifrazione della luce bianca. Per ovviare questo problema, Newton decise di utilizzare un sistema di specchi curvi e nel 1668, costruì il primo telescopio riflettore. L'uso di uno specchio in luogo di

una lente per raccogliere la luce delle stelle rendeva possibile fabbricare strumenti più economici, migliori e di maggiori dimensioni. Bisognerà però attendere il 18° secolo, quando William Herschel porta il livello tecnico della lavorazione degli specchi a traguardi eccezionali, per vedere questi strumenti entrare in maniera decisiva nell'era dei grandi telescopi riflettori. Herschel costruì una serie di grandi telescopi con specchio metallico di speculum (una lega di rame e stagno), il più grande dei quali aveva una superficie ottica di circa 122 cm di diametro e lunghezza focale di 12 m. Tale strumento rimase il più grande telescopio del mondo finché le tecniche metallurgiche ed ingegneristiche, sviluppatesi nel corso della rivoluzione industriale, permisero a William Parsons di costruire nel 1845 un telescopio riflettore di circa 183 cm di apertura e 15 m di lunghezza focale, il *Leviatano*. Verso la fine del 19° secolo i più grandi telescopi furono costruiti da George Hale. Tuttavia, nel creare telescopi di diametro sempre maggiore, ci si imbatte in vari problemi. Uno di questi è che lo specchio primario è sottoposto a sollecitazioni gravitazionali crescenti che ne modificano la struttura e generano delle deformazioni che si riflettono pesantemente sulla qualità ottica dello strumento. La soluzione adottata nella costruzione dei telescopi fino agli anni '80 fu quella di costruire un imponente blocco monolitico come specchio primario il cui grande spessore rendesse minime le deformazioni ed assicurasse la stabilità della superficie riflettente. Un simile specchio è quello costruito per il telescopio riflettore Hale su Mt. Palomar. Si tratta di uno specchio di vetro di 5 m di diametro e 60 cm di spessore. Il contenimento delle aberrazioni richiedeva inoltre una grande rigidità del lungo treno ottico sostenuto da una struttura metallica. Questo portò alla costruzione di enormi e pesanti telescopi che si dovevano muovere con alta precisione. Tutto ciò spinse al limite le capacità progettuali e costruttive dell'epoca. Come vedremo nel secondo capitolo, nacque l'esigenza di trovare un nuovo concetto costruttivo dei telescopi. La soluzione si basa sulla trasformazione del telescopio da uno strumento passivo, le cui prestazioni sono garantite da un'estrema rigidità della struttura, in un sistema attivo, in cui la qualità dell'ottica è ottenuta da un controllo elettronico di strutture deformabili. Un sistema attivo di correzione permette la costruzione di telescopi di diametro sempre più grande. Telescopi di dimensioni sempre maggiori dovrebbero dare immagini non solo più profonde ma anche di risoluzione crescente. In realtà, la risoluzione di grandi telescopi è degradata dalla turbolenza atmosferica. Per evitare il problema, è possibile utilizzare telescopi spaziali, molto costosi e di difficile accessibilità. Con la nascita dell'ottica adattiva è possibile ridurre gli effetti della turbolenza anche nelle osservazioni da terra, con l'ulteriore vantaggio di poter utilizzare specchi molto più grandi di quelli dei telescopi spaziali.

L'ottica adattiva, descritta in modo dettagliato nel terzo capitolo, è una recente tecnica di correzione che si propone di rimuovere le distorsioni del fronte d'onda tramite l'utilizzo di componenti ottiche poste lungo il cammino ottico della luce all'interno del telescopio e in grado di compensare in tempo reale i ritardi di fase del fronte d'onda incidente. Prima di addentrarmi nella descrizione dettagliata di questi sistemi di correzione darò, nel primo capitolo, un rapido sguardo ai limiti della risoluzione di un telescopio a terra descrivendo in particolare la turbolenza atmosferica ed i suoi effetti sulla qualità dell'immagine.

# Capitolo 1

## LA RISOLUZIONE NEI TELESCOPI A TERRA

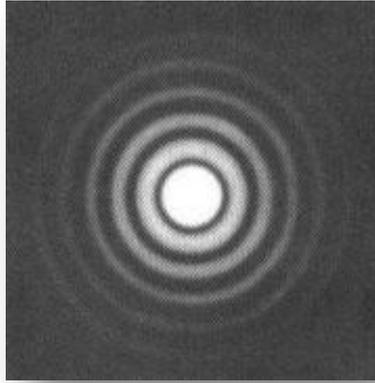
L'immagine di una sorgente puntiforme è descritta tramite una funzione, detta Point Spread Function (PSF), che descrive come la luce della sorgente si distribuisce sui pixel del rivelatore. La forma di questa funzione dipende da quali fattori limitano la qualità dell'immagine. La diffrazione della luce, la qualità delle ottiche del telescopio e la turbolenza atmosferica, sono alcuni dei principali fattori che limitano la qualità dell'immagine. Anche in condizioni ottimali, l'immagine non sarà puntiforme ma limitata dalla diffrazione.

### 1.1 La diffrazione della luce

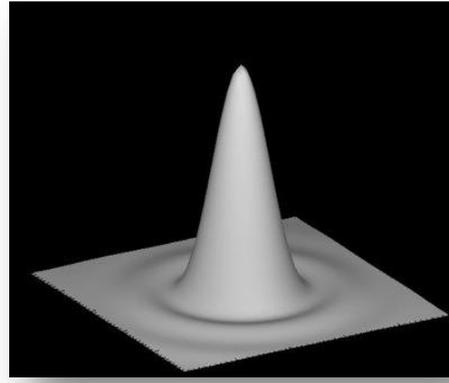
La diffrazione, limite ultimo della risoluzione ottenibile con un sistema ottico, è un fenomeno fisico associato alla propagazione delle onde. In accordo col principio di Huygens-Fresnel, dopo che la luce attraversa una fenditura, ogni punto della fenditura si comporta come se fosse a sua volta una sorgente di onde circolari. Queste onde, interagendo tra di loro, producono sul rivelatore una figura di diffrazione caratterizzata da una serie di massimi di intensità luminosa alternati ad una serie di minimi. Dal momento che il fenomeno della diffrazione viene originato dall'incontro tra un fascio luminoso ed un ostacolo, la forma di quest'ultimo influenzerà la figura formata dalle frange su uno schermo lontano. La diffrazione da fenditura circolare si presenta quando si osserva con un telescopio una sorgente di luce puntiforme, come ad esempio una stella molto distante. Il fascio luminoso, passando attraverso l'apertura circolare del telescopio, viene diffratto e l'immagine che si forma sul rivelatore non è puntiforme ma si distribuisce come mostrato in figura 1.1. Il caso di apertura circolare fu risolto dal noto astronomo inglese G. B. Airy [2], il quale descrisse l'irradianza sul piano focale in funzione della dimensione dell'apertura ( $a$ ) e della Funzione di Bessel ( $J_1$ ) del primo tipo di ordine 1 (eq. 1.1).

$$I(\theta) = I_0 \left( \frac{2J_1(ka \sin(\theta))}{ka \sin(\theta)} \right)^2 \quad (1.1)$$

Dove  $I_0$  è l'intensità al centro,  $\theta$  è la distanza angolare dal centro e  $k = 2\pi/\lambda$  è il numero d'onda.



**Figura 1.1** – Disco di Airy



**Figura 1.2** – Profilo di intensità

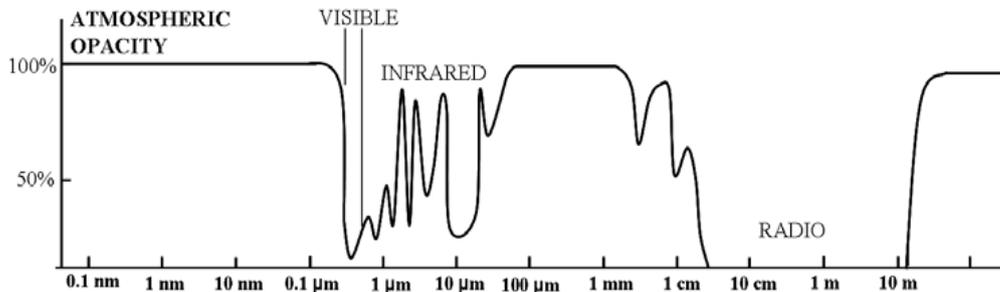
L'immagine che si ottiene, chiamata figura di diffrazione circolare, consiste quindi, in un disco centrale molto brillante, noto come disco di Airy, circondato da una serie di anelli più deboli separati da fasce scure. Il disco centrale contiene circa l'85% della luce totale ed il suo profilo, rappresentato in figura 1.2, descrive l'andamento dell'intensità con la distanza dal centro. Dall'equazione 1.1 si deduce che l'intensità è massima al centro, dove l'interferenza è puramente costruttiva (onde in fase) e diminuisce al crescere della distanza dal centro, fino ad arrivare ad un punto in cui la luce risultante è zero e l'interferenza è completamente distruttiva (onde fuori fase). La dimensione del disco di Airy dipende dalla lunghezza d'onda del raggio incidente ( $\lambda$ ) e dall'apertura dell'obiettivo del telescopio ( $D$ ) secondo la relazione:

$$\theta \sim \frac{\lambda}{D} \quad (1.2)$$

Il disco di Airy pone un limite alla risoluzione dei telescopi. La risoluzione (o potere risolutivo) è in generale la capacità di qualsiasi strumento ottico, compreso il nostro occhio, di mostrare separati due dettagli posti l'uno vicino all'altro. Due stelle molto vicine saranno viste come punti luminosi distinti solamente se la loro distanza angolare è superiore ad un certo limite. Per il criterio di Rayleigh due sorgenti puntiformi risultano risolte se la loro distanza angolare ( $\alpha$ ) è maggiore o uguale del raggio del disco di Airy ( $\theta$ ):  $\alpha \geq \theta$ , cioè due immagini puntiformi si possono considerare distinguibili se il massimo di una giace almeno sul minimo dell'altra. L'immagine migliore che siamo in grado di ottenere è quella al limite della diffrazione con dimensioni dell'ordine del disco di Airy. A causa della turbolenza atmosferica, il potere risolutivo dei grandi telescopi a terra è notevolmente ridotto.

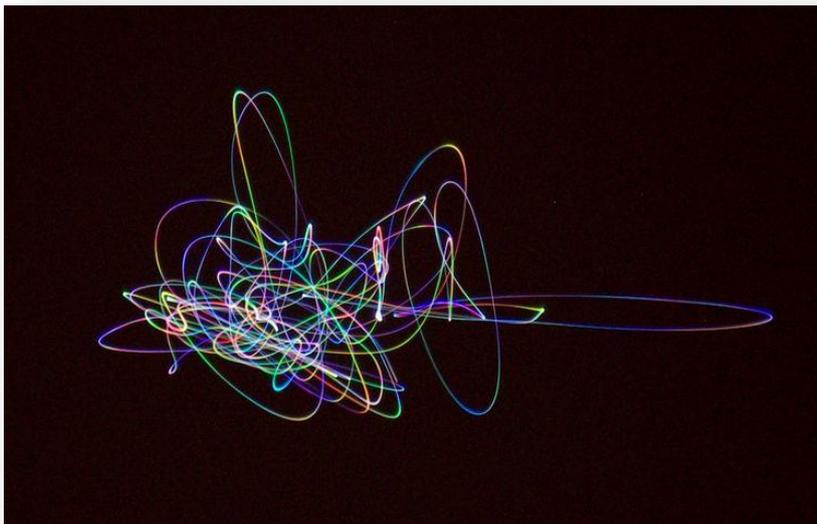
## 1.2 La turbolenza atmosferica

L'atmosfera terrestre blocca la maggior parte dell'energia elettromagnetica proveniente dallo spazio. Solo due regioni dello spettro elettromagnetico riescono a raggiungere la terra attraverso lo spesso strato di atmosfera. Come si può vedere dalla figura 1.3, queste sono la regione del visibile con il vicino infrarosso e la regione delle onde radio. Le osservazioni da terra sono limitate a queste due bande.



**Figura 1.3** – Trasmissione dell'atmosfera dai raggi gamma alle onde radio. Eccetto la luce visibile, il vicino infrarosso e le onde radio, tutte le altre forme di radiazione elettromagnetica sono bloccate dall'atmosfera

Nonostante l'atmosfera sia completamente trasparente alle lunghezze d'onda del visibile, quando osserviamo una sorgente di luce puntiforme, come una stella distante, l'immagine ottenuta sul rivelatore sarà “tremolante” anche nelle migliori condizioni. Questo “tremolio”, meglio definito come twinkling, è dovuto al moto turbolento dell'atmosfera. Nella figura 1.4 è mostrato il twinkling di Sirio.



**Figura 1.4** – Twinkling di Sirio. Tempo di esposizione 5 secondi. Il twinkling è definito come la variazione di intensità luminosa e di colore di una stella

Dal momento che l'atmosfera si comporta come un fluido, per studiare il suo moto possiamo utilizzare le leggi della dinamica dei fluidi. Il moto di un fluido può essere laminare o turbolento. In regime laminare i punti del fluido che presentano la stessa velocità sono distribuiti su una superficie che scorre tra quelle adiacenti senza mescolarsi a loro. Siamo in grado di distinguere un moto laminare da uno turbolento, cioè caratterizzato da strutture vorticosi di grandezza e velocità differenti, tramite il numero di Reynolds.

Il numero di Reynolds ( $Re$ ), che descrive il bilanciamento tra le forze inerziali e viscosi, è definito dalla relazione seguente:

$$Re = VL/\nu \quad (1.3)$$

dove  $L$  è la dimensione caratteristica del sistema,  $V$  è la velocità del fluido e  $\nu$  è il coefficiente di viscosità. L'insacco del moto turbolento avviene quando il numero di Reynolds supera il valore critico  $Re \sim 2000$ . Per l'atmosfera  $Re \approx 10^6$ , valore molto al di sopra del valore critico. Il fluido costituito dai gas che formano l'atmosfera terrestre è quindi da considerarsi soggetto a moti altamente turbolenti. Di conseguenza va studiato tramite l'utilizzo di modelli statistici. Kolmogorov [3], studiando la struttura ed il moto dei vortici d'acqua nelle cascate, elaborò nel 1941 la prima teoria statistica della turbolenza.

Come può il moto turbolento dell'atmosfera influenzare la propagazione della luce? Il fronte d'onda proveniente da una sorgente luminosa posta all'infinito giunge fino al limite dell'atmosfera terrestre inalterato, cioè di forma piana. A causa della disomogeneità della temperatura all'interno dell'involucro atmosferico che circonda il nostro pianeta, le strutture vorticosi, dette celle d'aria, che caratterizzano il moto turbolento dell'atmosfera, presentano densità ed indice di rifrazione differenti. Le variazioni locali dell'indice di rifrazione fanno sì che alcune parti del fronte d'onda viaggino a velocità maggiori di altre. Questo fenomeno porta ad un ritardo di fase tra le diverse parti del fronte d'onda causando una perdita di coerenza tra di esse. Per descrivere e studiare le fluttuazioni di una data grandezza all'interno dello spazio si utilizzano le funzioni di struttura. La funzione di struttura dell'indice di rifrazione è data dalla seguente relazione [4]:

$$D_n(r) = \langle |n(r_1) - n(r_2)|^2 \rangle = C_n^2 r^{2/3} \quad (1.4)$$

che mostra come varia l'indice di rifrazione  $n$  tra due punti separati da una distanza  $r = r_1 - r_2$  in un certo istante  $t$ . La quantità  $C_n^2$ , detta costante di struttura dell'indice di rifrazione, dà un'indicazione sulla forza della turbolenza. Il suo integrale lungo il percorso di propagazione della luce dà una misura della degradazione totale del fronte d'onda. Il suo valore, determinato indirettamente da misure in sito dei profili altimetrici della

temperatura, può spaziare da  $10^{-14}m^{-2/3}$  vicino alla terra fino a  $10^{-18}m^{-2/3}$  attorno a 10 km. Quindi, contrariamente a quanto sembra indicare il suo nome, non è costante ma funzione dell'altezza  $h$  a cui si trova lo strato turbolento. Per uno studio completo della turbolenza è necessario introdurre delle quantità fondamentali.

### 1.2.1 Parametro di Fried

Una quantità molto importante, in grado di mettere in relazione gli effetti della turbolenza al variare della lunghezza d'onda considerata, è il parametro di Fried [5] ( $r_0$ ), definito come segue:

$$r_0(\lambda, z) = 0.185\lambda^{6/5}\cos^{3/5}z(\int C_n^2 dh)^{-3/5} \quad (1.5)$$

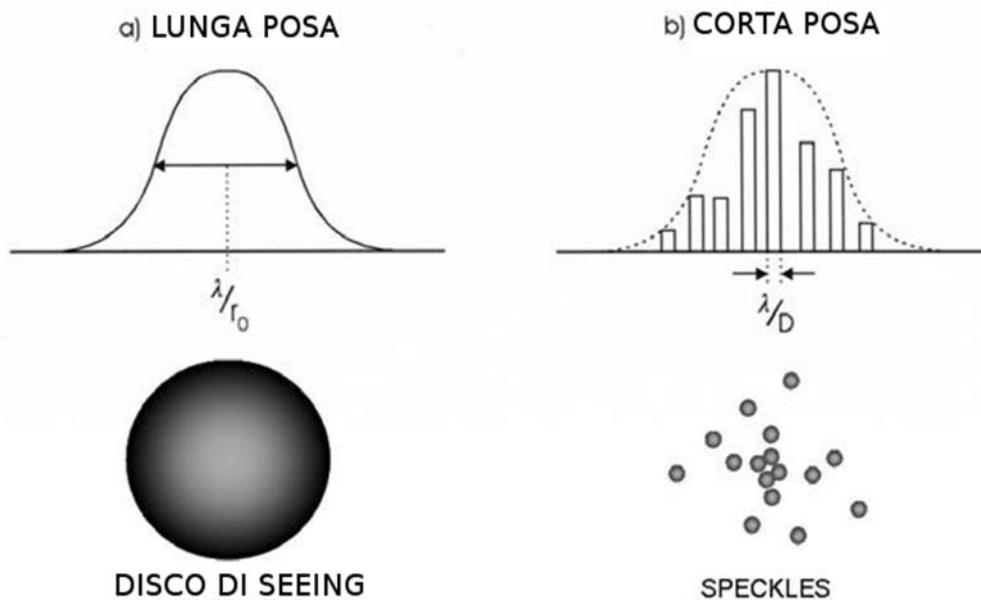
dove  $\lambda$  è la lunghezza d'onda,  $z$  è la distanza zenitale della stella,  $h$  è l'altezza a cui si trova lo strato turbolento e  $C_n^2$  è la costante di struttura dell'indice di rifrazione. Il parametro di Fried caratterizza la dimensione di una cella d'aria turbolenta all'interno della quale la deformazione del fronte d'onda si può considerare praticamente costante. Dal punto di vista fisico, esso rappresenta il massimo diametro  $D$  che un telescopio deve avere per poter produrre immagini al limite della diffrazione. Quindi se  $D \leq r_0$  il potere risolutivo sarà limitato dalla sola diffrazione e l'immagine prodotta (disco di Airy) avrà dimensioni dell'ordine di  $\lambda/D$ . Per  $D \gg r_0$  la risoluzione è limitata dalla turbolenza atmosferica e l'immagine prodotta (disco di seeing) avrà dimensioni dell'ordine di  $\lambda/r_0$ . Il parametro di Fried è un ottimo strumento per la valutazione del seeing. Poiché  $r_0$  cresce quasi linearmente al crescere della lunghezza d'onda, come si può notare dall'equazione 1.5, esso sarà maggiore nell'infrarosso. Di conseguenza il disco di seeing sarà minore e l'immagine qualitativamente migliore. Valori tipici di  $r_0$  sono elencati nella tabella 1.1. Una volta definito il parametro di coerenza spaziale è utile definire anche il corrispondente parametro di coerenza temporale.

### 1.2.2 Tempo di coerenza

Un altro parametro fondamentale è il tempo di coerenza. Con questo termine intendiamo il tempo entro il quale possiamo considerare la deformazione provocata dalla turbolenza come costante. Il tempo di coerenza ( $\tau_0$ ) è definito dalla seguente relazione:

$$\tau_0 \sim 0.3 \frac{r_0}{v} \quad (1.6)$$

dove  $v$  è la velocità media degli strati turbolenti. Se considero  $r_0 \sim 10 \text{ cm}$ , nella banda del visibile, e valori tipici della velocità del vento  $v \sim 10 \text{ m/s}$ , il tempo di coerenza assume un valore che oscilla attorno a  $5 \text{ ms}$ . A seconda che il tempo di posa per l'acquisizione di un'immagine sia molto minore o maggiore del tempo di coerenza, possiamo distinguere immagini a corta o a lunga posa. Un'immagine a corta posa presenta una serie di piccole macchioline luminose (speckles – Fig. 1.5-b) aventi dimensioni dell'ordine del potere risolutivo al limite della diffrazione  $\lambda/D$ . Queste macchioline si muovono in modo disordinato sul piano focale ad ogni posa successiva. In un'immagine a lunga posa invece, la luce risulta sparpagliata su una superficie circolare (il disco di seeing – Fig. 1.5-a) avente dimensioni angolari dell'ordine di  $\lambda/r_0$  indipendentemente dal diametro del telescopio.



**Figura 1.5** – Immagini a lunga (a) e corta (b) posa

### 1.2.3 Angolo isoplanatico

Altra quantità di fondamentale importanza per descrivere la turbolenza è l'angolo isoplanatico. Consideriamo fronti d'onda provenienti da due sorgenti distinte. Essi attraversano strati turbolenti differenti e di conseguenza gli effetti di ritardo sulle loro fasi saranno diversi. Se però entrambe le sorgenti si trovano all'interno di una regione di dimensioni ridotte (pochi secondi d'arco), detta campo isoplanatico, possiamo considerare gli effetti di ritardo essenzialmente identici. La dimensione angolare di questa regione è l'angolo isoplanatico definito dalla relazione 1.7.

$$\theta_0 \sim 0.3 \cos(z) \frac{r_0}{h} \quad (1.7)$$

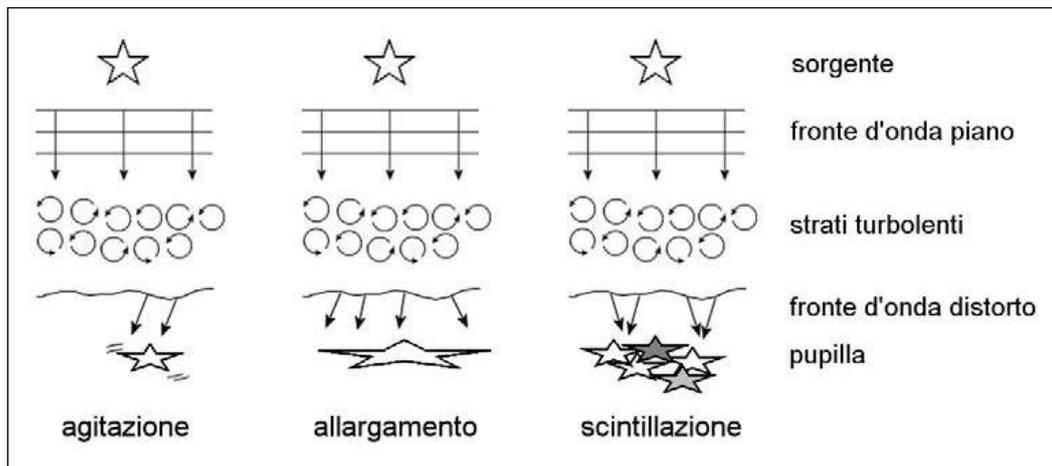
dove  $r_0$  è il parametro di Fried,  $z$  è la distanza zenitale della stella e  $h$  è l'altitudine media degli strati turbolenti pesata con la potenza della turbolenza nei rispettivi strati. Valori tipici per  $\theta_0$  nel visibile sono dell'ordine di 1-2 secondi d'arco (tabella 1.1).

<b>Banda</b>	<b><math>\lambda</math> nm</b>	<b><math>r_0</math> cm</b>	<b><math>\tau_0</math> sec</b>	<b><math>\theta_0</math> arcsec</b>
<b>U</b>	365	9.0	0.027	1.2
<b>B</b>	445	11.4	0.033	1.5
<b>V</b>	550	14.9	0.045	1.9
<b>R</b>	700	20.0	0.060	2.6
<b>I</b>	900	27.0	0.081	3.5
<b>J</b>	1220	40.0	0.120	5.1
<b>H</b>	1630	55.0	0.165	7.0

**Tabella 1.1** – Parametri fondamentali della turbolenza atmosferica. Velocità media ( $v$ ) del vento di 10  $m/s$

### 1.3 Il seeing

Con il termine seeing ci si riferisce all'insieme di tutti gli effetti provocati dalla turbolenza atmosferica che degradano la qualità dell'immagine, modificandone l'aspetto diffraction-limited. Il seeing si manifesta con scintillazione, deviazione erratica della posizione apparente degli astri e allargamento della PSF (Fig. 1.6). Questi fenomeni sono dovuti alle variazioni di ampiezza e di fase che presenta il fronte d'onda all'ingresso del telescopio dopo aver attraversato l'atmosfera terrestre. In particolare, le variazioni di ampiezza causano la scintillazione, cioè la variazione casuale nel tempo dell'intensità luminosa. Le variazioni di fase invece, provocano un moto casuale dell'immagine attorno ad una posizione media, nel caso di corta posa (circa 10  $ms$ ), ed un allargamento e conseguente perdita di intensità dell'immagine nel caso di lunga posa. In altre parole, il seeing è ciò che “si vede” quando si osserva una stella con un grande telescopio a terra. Dal punto di vista tecnico, con il termine seeing si indica la larghezza a metà altezza (Full Width Half Maximum o FWHM) della PSF di una sorgente puntiforme. Il seeing si misura in secondi d'arco e in un sito astronomico il suo valore varia da poco più dell'unità a frazioni di essa.



**Figura 1.6** – Fenomeni legati alla turbolenza

Si possono distinguere diverse zone dell'atmosfera dove si generano le turbolenze che contribuiscono al seeing:

- seeing di specchio: è dovuto alle turbolenze che si generano in prossimità dello specchio primario a causa della differenza di temperatura tra questo e l'ambiente immediatamente circostante;
- seeing di cupola: è dovuto alle turbolenze che si generano all'interno della cupola a causa della differenza di temperatura tra questa e l'esterno;
- seeing dovuto alle turbolenze che si generano nello strato di inversione superficiale, adiacente al suolo;
- seeing dovuto alle turbolenze che si generano nello strato di inversione planetario, presente ad altezze dell'ordine del migliaio di metri.

La tecnica per la correzione del seeing sarà trattata nel terzo capitolo. Nel prossimo capitolo vedremo come l'evoluzione tecnologica ha portato sempre maggiori vantaggi all'astronomia fino ad arrivare all'ottica adattiva.

## Capitolo 2

### L'OTTICA ATTIVA

L'ottica attiva è una tecnologia relativamente recente utilizzata nei moderni telescopi astronomici per ottenere superfici ottiche (in genere specchi) di grande precisione. Essa lavora aggiustando attivamente la forma degli specchi dei telescopi. Gli specchi primari dei moderni telescopi riflettori, non sono in grado di reggere il proprio peso senza deformarsi. Tuttavia, un sistema di attuatori a controllo computerizzato posti sotto lo specchio, può mantenerlo costantemente nella forma ideale, compensando quindi gli effetti della gravità e del vento. Ciò assicura una qualità migliore delle immagini astronomiche. Questa tecnica è utilizzata, come vedremo nei paragrafi successivi, dal New Technology Telescope (NTT)<sup>1</sup>, dal Telescopio Nazionale Galileo e dal telescopio Keck<sup>2</sup>, così come da tutti i grandi telescopi costruiti negli ultimi decenni.

#### 2.1 L'applicazione dell'elettronica ai telescopi

Fino agli anni '80, i concetti costruttivi del telescopio di Mt. Palomar guidarono la costruzione di telescopi più piccoli (di classe 4 metri), tra cui troviamo il 3,6 metri dell'European Southern Observatory (ESO) in Cile. Negli anni '60 l'introduzione ed il successivo sviluppo di rivelatori elettronici come i CCD, permisero di catturare immagini digitali a livelli più profondi rispetto alla lastra fotografica, unico sensore in uso fino agli anni '50. Tutto ciò offriva ampio spazio di progresso all'osservazione astronomica senza obbligare alla costosa e complessa strada della realizzazione di telescopi ancora più grandi. I primi rivelatori CCD disponibili avevano un'efficienza quantica del 40%. Quando l'efficienza dei CCD giunse vicino al 90%, per migliorare le osservazioni astronomiche ed osservare oggetti celesti più deboli o lontani, occorreva raccogliere più luce. Per fare ciò era necessario aumentare le dimensioni dello specchio primario. Questa operazione fu limitata dalle difficoltà tecniche che le officine incontrarono nel tentativo di forgiare specchi di grandi dimensioni e di edificare montature in grado di reggere i pesanti specchi durante i movimenti. Altra difficoltà era data dalla diversa reazione ai cambiamenti di

---

<sup>1</sup> <http://www.eso.org/public/italy/teles-instr/lasilla/ntt/>

<sup>2</sup> <http://www.keckobservatory.org>

temperatura delle diverse parti dei grandi specchi, che dunque tendevano a deformarsi. Sembrava pertanto che i telescopi in uso negli anni '30 avessero le dimensioni massime raggiungibili e non fossero possibili ulteriori miglioramenti nelle osservazioni. Si temeva che in mancanza di osservazioni migliori l'astronomia perdesse il suo fondamento, la sua connessione con i dati raccolti e quindi il suo stesso legame con la natura e sconfinasse nell'astrattezza. Bisognava trovare un nuovo concetto costruttivo per i telescopi in modo da poter:

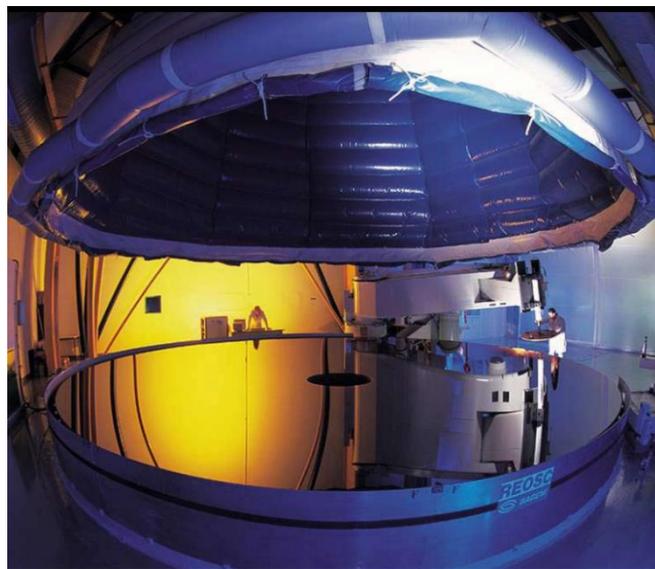
1. realizzare specchi primari più grandi;
2. realizzare strutture in grado di sostenere tali specchi, riducendo i costi di costruzione;
3. ridurre gli effetti che degradavano la qualità dell'immagine.

Furono diversi gli sforzi atti a soddisfare queste esigenze di primaria importanza. La soluzione nacque con l'idea di costruire grandi specchi leggeri ed utilizzare proprio la loro leggerezza e deformabilità, prima considerati difetti, per migliorare la qualità dell'ottica. Grazie al rapido sviluppo tecnologico di quegli anni, la forma degli specchi poteva essere controllata attivamente da un complesso sistema elettronico, che comandava in tempo reale una schiera di attuatori posti sul retro dello specchio. Grazie a questo sistema di correzione, l'ottica attiva, fu possibile diminuire la lunghezza focale dello specchio primario. Nei telescopi a specchio monolitico rigido era richiesta una lunga focale per contenere le aberrazioni dovute a disallineamenti e deformazioni. Con un sistema di ottica attiva si poteva accorciare la focale riducendo in tal modo le dimensioni dell'intero edificio ed i costi di costruzione. Nei telescopi classici il contributo al seeing del telescopio, dell'edificio, del calore sviluppato dai motori e impianti era molto significativo. Quindi ridurre la massa del telescopio a parità di apertura dello specchio primario, oltre che ridurre i costi di produzione, poteva dare vantaggi significativi sulla qualità dell'immagine; perlomeno nei siti di maggior pregio. Tutte queste innovazioni furono applicate con successo per la prima volta al telescopio NTT dell'ESO. Grazie al complesso sistema di attuatori che controllano le ottiche attivamente, nelle prime osservazioni NTT ottenne immagini con risoluzione di 0,35 secondi d'arco, dimostrando l'efficacia dell'ottica attiva. Nella stessa direzione di ridurre gli ingombri, le masse ed i costi dei telescopi di grandi dimensioni è stata la scelta di passare dalle montature equatoriali, che richiedono un unico movimento costante di rotazione attorno all'asse polare per compensare il moto apparente della volta celeste, a quelle alto-azimutali che richiedono il controllo di tre movimenti complessi. La montatura alto-azimutale si presenta assai più robusta e rigida della

montatura equatoriale in quanto il centro di gravità corrisponde con il centro dell'asse di rotazione (azimut).

## 2.2 Specchi leggeri per i telescopi di nuova generazione

La realizzazione e capacità di utilizzare grandi specchi leggeri controllati attivamente, è alla base della nuova generazione di telescopi ottenuta seguendo strade e tecnologie differenti, basate sulla tecnica di costruzione e di supporto degli specchi. Possiamo distinguere tre categorie di specchi leggeri: specchi a menisco sottile, specchi a elementi multipli e specchi a nido d'ape.



**Figura 2.1** – Lo specchio a forma di menisco sottile di uno dei telescopi di 8,2 m del Very Large Telescope durante le fasi finali di lavorazione

Gli specchi a menisco sono costituiti da un unico blocco di vetro di spessore così sottile da essere relativamente deformabile. Per tale motivo, specchi di questo tipo devono essere controllati attivamente da un sistema elettronico che consente, tramite diversi attuatori, di mantenere la forma richiesta durante le osservazioni e di assicurare il corretto allineamento delle ottiche. Questa tecnica è la soluzione adottata da ESO prima per il telescopio NTT e successivamente per i quattro specchi da 8,2 metri ciascuno del Very Large Telescope (VLT)<sup>3</sup>, evoluzione del NTT (Fig. 2.1).

Negli specchi a elementi multipli la grande area di raccolta della radiazione è costituita da un mosaico di piccoli specchi riflettenti, di più facile lavorazione rispetto ad un unico

---

<sup>3</sup> [www.eso.org/public/italy/teles-instr/vlt/](http://www.eso.org/public/italy/teles-instr/vlt/)

specchio monolitico. Ogni piccolo elemento viene controllato attivamente da un sistema di attuatori che consentono di correggere le aberrazioni. Uno dei precursori di questa tecnica fu Guido Horn D'Arturo [6], direttore dell'Osservatorio astronomico di Bologna dal 1920 al 1954. La sua idea fu quella di costruire uno specchio composto da tanti piccoli specchi esagonali con i fuochi convergenti nello stesso piano focale, in modo da ottenere un'immagine sommando i contributi di ciascuno specchio. Lo specchio segmentato realizzato secondo il progetto di Horn, tuttora visibile nella Torre della Specola dell'Università di Bologna, era costituito da 80 tasselli, sotto i quali giaceva una lastra di marmo traforata che fungeva da sostegno. Ciascun tassello poggiava su tre pioli a vite che passavano attraverso i fori della lastra. In assenza di elettronica, per variare la posizione dei tasselli bisognava agire manualmente sui pioli a vite al di sotto del marmo (Fig. 2.2).



**Figura 2.2** – Specchio a tasselli di Guido Horn D'Auturo

La vera svolta di questi specchi a elementi multipli si ebbe grazie al notevole sviluppo tecnologico che consentì l'utilizzo di sistemi di controllo elettronici per variare le posizioni dei tasselli.

L'utilizzo di uno specchio a elementi multipli per costruire grandi telescopi fu la scelta per la realizzazione del telescopio Keck operante sulla cima del Mauna Kea, nelle isole delle Hawaii. I suoi tasselli esagonali formano un mosaico equivalente ad uno specchio monolitico di 10 m di diametro.

Il concetto di uno specchio a nido d'ape (Fig. 2.3) è quello di costruire un unico specchio spesso e rigido ma comunque leggero grazie alla sua forma a nido d'ape. Nella faccia posteriore dello specchio, vengono infatti aperte delle cavità come le celle di un alveare, attraverso le quali si può ventilare il vetro ed assicurare di conseguenza l'equilibrio termico con l'aria circostante. Per ottenere la superficie anteriore di forma parabolica è necessario usare un forno rotante. La rotazione produce in modo naturale la superficie desiderata, ma deve essere prolungata per settimane così che lo specchio abbia il tempo necessario per raffreddarsi, senza indurre tensioni e rischi di rottura. La maggior rigidità non elimina la necessità di un sistema di controllo attivo, fondamentale per assicurare la qualità dell'immagine. La tecnica degli specchi a nido d'ape è stata sviluppata dall'università dell'Arizona, ed è stata applicata per costruire quelli che sono i più grandi specchi monolitici mai realizzati: i due specchi da 8,4 m del Large Binocular Telescope (LBT)<sup>4</sup> sito su Monte Graham, in Arizona.



**Figura 2.3** – Specchio a nido d'ape

Produrre grandi specchi leggeri che si deformano velocemente è solo il primo passo, infatti questi richiedono nuovi metodi di rivelazione per realizzare l'immagine finale.

La tecnologia delle ottiche attive si è sviluppata per compensare le cause di disturbo che agiscono sull'immagine in tempi lunghi ( $\approx 0.1$  Hz). Per correggere i disturbi che agiscono sull'immagine in tempi più brevi (dell'ordine del millesimo di secondo), è necessario l'utilizzo di un complesso sistema di ottica adattiva.

---

<sup>4</sup> <http://lbt.inaf.it/>

## Capitolo 3

### **LA RIMOZIONE DEL SEEING: LE OTTICHE ADATTIVE**

La tecnica che consente la mitigazione di gran parte degli effetti della turbolenza atmosferica sull'immagine di un oggetto celeste prende il nome di ottica adattiva. L'ottica adattiva è una tecnica che consiste nel misurare le distorsioni subite dalla luce di una sorgente di riferimento ad opera della turbolenza atmosferica e di produrre, in tempo reale, una distorsione uguale e contraria. Un sistema di ottica adattiva accoppiato ad un grande telescopio permette di aumentarne il potere risolutivo portandolo al limite della diffrazione ed ottenere così delle immagini astronomiche maggiormente dettagliate. Con le ottiche adattive inoltre, migliora la sensibilità e quindi la capacità di vedere sorgenti molto deboli che prima non potevano essere rilevate, aprendo così la strada verso nuove scoperte nel campo dell'astrofisica. L'ottica adattiva viene utilizzata per risolvere campi stellari densi, stelle binarie vicine e sistemi planetari extrasolari. Uno dei maggiori successi nell'utilizzo dell'ottica adattiva è stato lo studio del buco nero al centro della nostra galassia [7].

L'era dell'ottica adattiva ebbe inizio negli anni '50 quando Horace Babcock [8], direttore dell'osservatorio di Monte Wilson, suggerì nella sua pubblicazione del 1953, un ingegnoso modo per misurare e compensare le distorsioni del fronte d'onda incidente. Egli, ispirato da un dispositivo già esistente, l'Eidophor, propose il primo modello di specchio deformabile, che consisteva in un semplice specchio ricoperto da un sottile strato di olio reso elettrostatico da un tubo catodico. Tramite l'applicazione di un campo elettrico, questo strato veniva attratto o respinto. Dal momento che un raggio di luce riflesso dallo specchio era costretto ad attraversare l'olio avente spessore differente a seconda del campo elettrico localmente applicato, veniva rifratto in modo differente al variare del punto di incidenza. L'idea ingegnosa di Babcock richiedeva un'impegnativa messa a punto e mancava di un modello matematico in grado di descrivere la fenomenologia della turbolenza atmosferica. Dal momento che il problema interessava solo un manipolo di astronomi, non trovò seguito. Nei successivi 10 anni infatti, non si trova alcuna nota che prenda in considerazione o critichi questo lavoro.

Sebbene già negli anni '60 si sviluppa una conoscenza dettagliata e quantitativa della fenomenologia della turbolenza atmosferica, una correzione dei suoi effetti sull'immagine rimane un obiettivo irraggiungibile fino agli anni '70, quando scesero in campo le forze armate statunitensi. Il loro principale obiettivo in quegli anni, era quello di identificare e controllare i satelliti militari lanciati in orbita dall'Unione Sovietica. Le fotografie ottenute dai telescopi installati a terra erano troppo confuse a causa della turbolenza atmosferica e bisognava trovare un modo migliore di affrontare il problema. Ecco che nei laboratori delle forze armate statunitensi si realizzano telescopi dotati di segretissimi sistemi di ottica adattiva. Dopo più di vent'anni di sviluppi prevalentemente a fini militari viene tolto il vincolo di segretezza a molta della tecnologia sviluppata dall'esercito americano e l'ottica adattiva può trovare largo impiego anche in campo scientifico. L'astronomia comincia un lento ma inarrestabile progresso. A partire dagli anni '90 vengono progettati e realizzati un susseguirsi di telescopi di diametro sempre maggiore dotati di sistemi di ottica adattiva. I più grandi telescopi costruiti negli anni '90 furono i telescopi Keck di 10 metri ciascuno, il primo reso operativo nel 1993 ed il secondo nel 1996. Altri esempi significativi sono i telescopi VLT e LBT che coinvolge nella sua realizzazione anche la comunità astronomica italiana. Oggi sono in fase di disegno e di progettazione telescopi astronomici di 30 - 40 metri, come il telescopio European Extremely Large Telescope (E-ELT)<sup>5</sup>, per i quali è prevista l'installazione di sistemi di ottica adattiva integrati nel telescopio stesso.

### **3.1 Funzionamento**

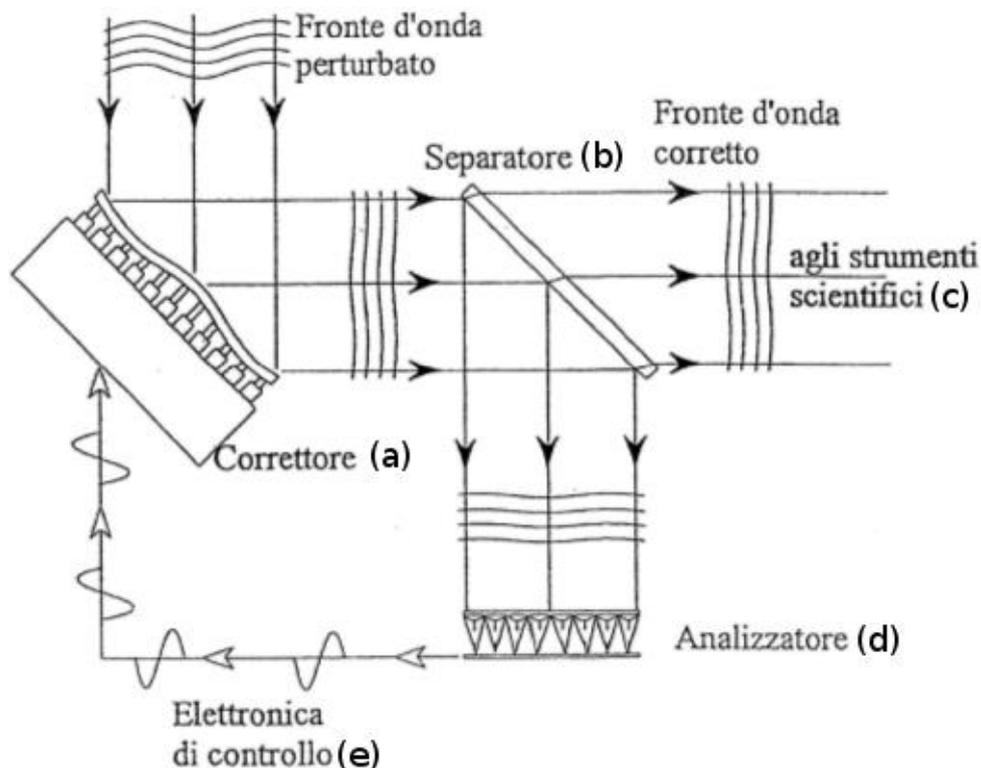
Un sistema di ottica adattiva è in generale, un'apparecchiatura molto complicata che deve funzionare a pieno ritmo per tutta la durata della posa, misurando centinaia di volte al secondo gli effetti della turbolenza atmosferica sull'immagine di una sorgente di riferimento e comandando centinaia di attuatori di uno specchio deformabile alla stessa velocità. Un sistema di ottica adattiva consiste di tre componenti principali che operano all'interno di una configurazione ad anello chiuso (closed-loop): un correttore di fronte d'onda, un sensore di fronte d'onda e un sistema di controllo.

Come schematizzato in figura 3.1, il fronte d'onda perturbato proveniente dal telescopio, incide su un correttore di fronte d'onda (a), solitamente uno specchio in grado di deformarsi in maniera tale da compensare al meglio le distorsioni. La luce passa quindi attraverso un separatore di fascio (b) che raccoglie il fronte d'onda corretto dallo specchio

---

<sup>5</sup> <http://www.eso.org/sci/facilities/eelt/>

deformabile e lo divide in due parti. Una parte della luce viene inviata agli strumenti scientifici (c) e una parte viene deviata verso un sensore di fronte d'onda (d) per stimare le aberrazioni residue. Il sensore rileva la forma del fronte d'onda ed invia le informazioni ad un sistema di controllo elettronico (e) che le confronta con un'opportuna funzione di merito e le traduce in comandi da inviare agli attuatori dello specchio deformabile. Le deformazioni del successivo fronte d'onda verranno in tal modo compensate. Stiamo parlando di un complesso sistema di strumenti che, lavorando in sequenza ciclica, permettono di ottenere una notevole riduzione del seeing. Solitamente sono sufficienti una decina di cicli per giungere alle prestazioni ottimali. La frequenza di correzione e la densità degli attuatori dello specchio deformabile dipendono dalle proprietà statistiche della turbolenza atmosferica.



**Figura 3.1** – Schema di funzionamento di un sistema di ottica adattiva

Per poter comprendere al meglio il funzionamento di un tale sistema sono utili le quantità fondamentali introdotte nel primo capitolo: il parametro di Fried, il tempo di coerenza e l'angolo isoplanatico. Di seguito verranno descritti in modo più dettagliato gli elementi fondamentali di un sistema di ottica adattiva.

## 3.2 Sensori di fronte d'onda

Il primo passo nella compensazione adattiva è quello dell'analisi e della determinazione del fronte d'onda aberrato. A tal fine è indispensabile l'impiego di particolari sensori che riescono a misurare la forma del fronte d'onda incidente. Normalmente ai sensori di fronte d'onda sono accostati rivelatori con alta efficienza quantica e basso rumore (Charge-Coupled Device, CCD). Vi sono diverse tipologie di sensori di fronte d'onda. I più diffusi basano il proprio funzionamento sulla divisione dell'immagine della pupilla in sotto-aperture per poter misurare la fase locale del fronte d'onda. A questa famiglia appartengono i sensori di fronte d'onda più noti in letteratura, come il sensore Shack-Hartmann (SH) e il sensore a piramide. Questi sensori, misurando i gradienti locali del fronte d'onda, ne forniscono una misura della derivata prima.

### 3.2.1 Il sensore Shack-Hartmann

Il sensore SH [9] è costituito da una matrice di minuscole lenti identiche e contigue posta su di un piano coniugato allo specchio primario del telescopio. Il numero delle lenti deve essere scelto in modo da evitare il sovra-campionamento che porterebbe ad un inutile perdita di luce. Dal momento che il parametro di Fried definisce la lunghezza al disotto della quale la perturbazione del fronte d'onda è trascurabile, il numero di sotto-aperture sufficienti per il campionamento può essere stimato dividendo il diametro del telescopio per  $r_0$ .

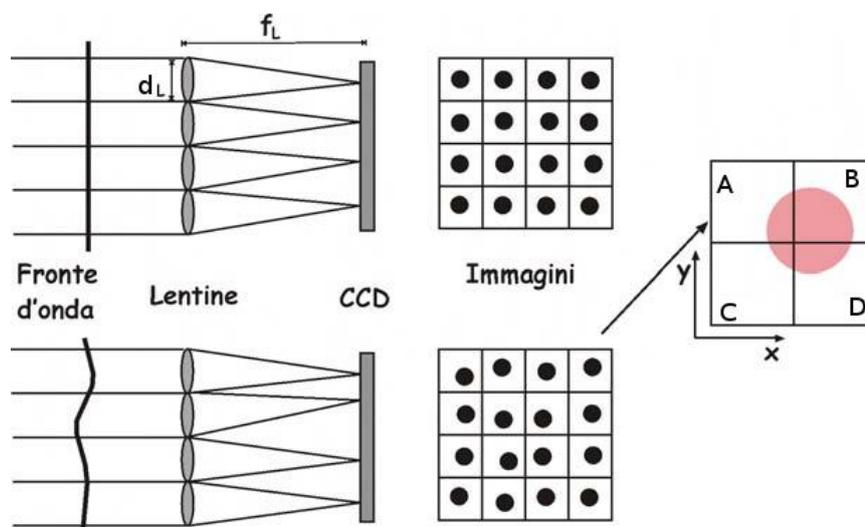


Figura 3.2 – Principio di funzionamento di un sensore Shack-Hartmann

La luce di una singola sorgente di riferimento viene quindi spaccata in più parti che vengono messe a fuoco separatamente da ogni singola lente, producendo una serie di immagini della sorgente di riferimento sul piano focale, dove è posto un rivelatore (CCD). In assenza di aberrazioni, cioè per un fronte d'onda piano, il baricentro delle immagini prodotte dai singoli elementi di matrice, cade al centro di una distinta regione del CCD. Al contrario, se il fronte d'onda è distorto, il baricentro risulterà spostato rispetto alla posizione ideale di una certa quantità che è proporzionale all'inclinazione locale del fronte d'onda. Per spiegare il concetto, consideriamo il caso molto semplice rappresentato in figura 3.2, nel quale sono stati dedicati  $2 \times 2$  pixel del CCD per ciascuna sotto-apertura. Se la dimensione lineare ( $d$ ) dell'immagine prodotta da ogni singola lente è data dalla relazione:

$$d = f_l \lambda / d_l \quad (3.1)$$

dove  $f_l$  e  $d_l$  sono rispettivamente la focale e la dimensione delle singole lenti e  $\lambda$  è la lunghezza d'onda di correzione, gli spostamenti  $\Delta x$  e  $\Delta y$  della posizione del baricentro rispetto alla posizione che si otterrebbe in presenza di un'onda piana, sono dati da:

$$\Delta x \sim \frac{d (n_A + n_C) - (n_B + n_D)}{2 (n_A + n_C + n_B + n_D)} \quad (3.2)$$

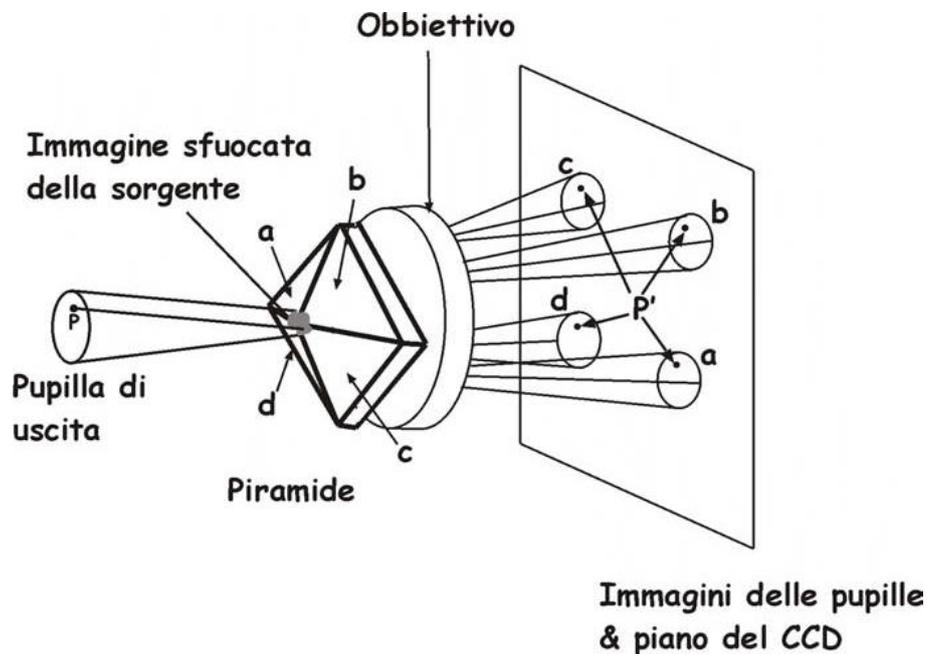
$$\Delta y \sim \frac{d (n_A + n_B) - (n_C + n_D)}{2 (n_A + n_C + n_B + n_D)} \quad (3.3)$$

dove  $n$  si riferisce al numero di fotoni incidenti su ognuno dei 4 quadranti (A,B,C,D) in cui è divisa ogni sotto-apertura del rivelatore. Dividendo  $\Delta x$  e  $\Delta y$  per la focale  $f_l$  delle lenti, troviamo le derivate prime del fronte d'onda che forniscono la sua inclinazione locale. Questa operazione è possibile fino a che lo spostamento del baricentro dell'immagine rimane piccolo rispetto alla sua dimensione  $d$ . Se questa condizione non è rispettata, la linearità tra la derivata del fronte d'onda e lo spostamento del baricentro degli spot viene a mancare. Il ragionamento può essere esteso a sotto-aperture con un campo di vista più grande, solitamente 6X6, 8X8 pixel per sotto-apertura.

### 3.2.2 Il sensore a piramide

Il concetto di sensore di fronte d'onda a piramide fu descritto per la prima volta nel 1995 da Roberto Ragazzoni [10]. Come si può vedere in figura 3.3, questo sensore è costituito essenzialmente da un prisma a forma piramidale il cui vertice giace sul piano focale del

telescopio. Le quattro facce del prisma deflettono la luce in quattro direzioni diverse in modo tale da creare quattro immagini della pupilla di uscita del telescopio su un detector.



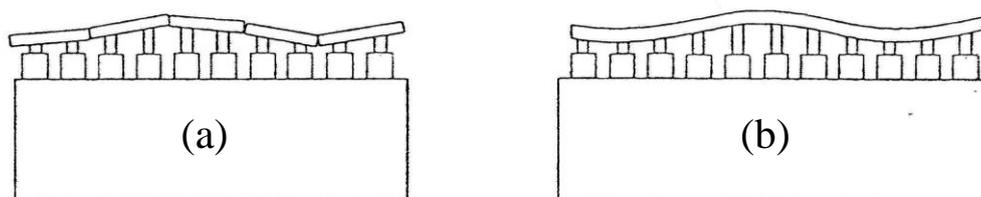
**Figura 3.3** – Schema ottico del sensore a piramide

È possibile calcolare la forma del fronte d'onda semplicemente sommando e sottraendo in maniera opportuna il segnale che cade in pixel corrispondenti delle quattro immagini della pupilla. Un caso semplice è quello dell'inclinazione media di tutto il fronte d'onda che può essere calcolato considerando tutto il segnale contenuto in ciascuna delle quattro pupille.

Il ragionamento può essere esteso ai gradienti locali del fronte d'onda come nel caso dello SH. Un interessante vantaggio offerto da questo sensore è dato dal fatto che il detector si trova sul piano della pupilla rendendo il campionamento variabile a seconda del grado di correzione che ci interessa raggiungere e a seconda della quantità di luce a disposizione, semplicemente scegliendo quanti pixel del rivelatore considerare pari ad una sotto-apertura. Un altro vantaggio dello SH è che ha una sensibilità che aumenta con la correzione apportata dal sistema di ottica adattiva sul fronte d'onda incidente. Questa caratteristica permette un miglioramento delle prestazioni ad ogni ciclo del sistema di ottica adattiva. Ciò che avviene è una diminuzione della dimensione dell'immagine della stella; in questo modo il sensore diventa sensibile anche agli spostamenti più piccoli. Condizione necessaria affinché il sensore a piramide funzioni, è che l'immagine della sorgente cada sul vertice e quindi, che tutte e quattro le sue facce vengano investite da una porzione di luce.

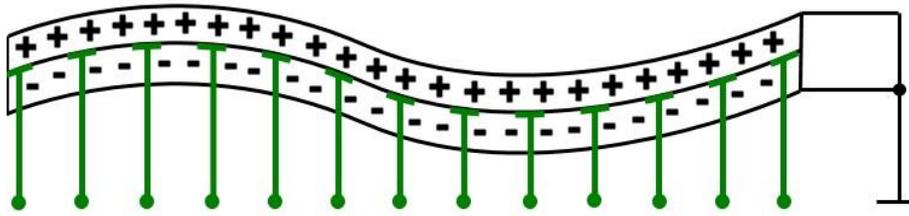
### 3.3 Specchi deformabili

Gli strumenti più utilizzati in ottica adattiva per la correzione del fronte d'onda sono i cosiddetti specchi deformabili la cui superficie riflettente, assai sottile, è mossa e controllata attivamente per mezzo di attuatori. Esistono vari tipi di specchi deformabili che si differenziano l'uno dall'altro per la superficie e per gli attuatori che la muovono. La superficie di uno specchio deformabile può essere segmentata (Fig. 3.4-a) o continua (Fig. 3.4-b).



**Figura 3.4** – Superfici di uno specchio deformabile. Nella figura (a) è mostrato uno specchio deformabile a superficie segmentata, mentre nella figura (b) è mostrato uno specchio deformabile a superficie continua.

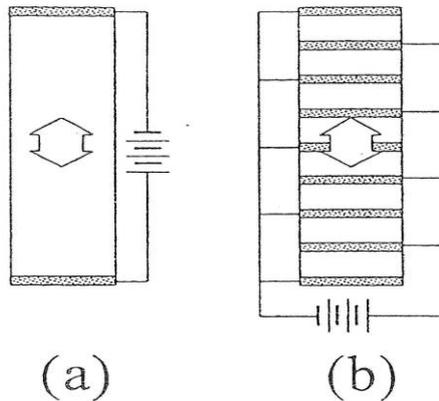
Gli specchi segmentati sono costituiti da un insieme di segmenti indipendenti uno dall'altro, ciascuno delle dimensioni dipendenti dal parametro di Fried e ciascuno con tre gradi di libertà per la correzione del tilt nelle due direzioni e del pistone. Tuttavia gli spazi tra i segmenti, seppur minimi, sono la causa di perdite di luce incidente e di passaggio di radiazione termica dalla base dello specchio che si sovrappone al segnale e disturba le osservazioni soprattutto nella banda dell'infrarosso. Inoltre, siccome i segmenti sono liberi di muoversi indipendentemente, necessitano una frequente calibrazione per mantenere i singoli elementi allineati. D'altro canto l'autonomia di ciascun elemento da quelli vicini fa sì che sia dotato di un ampio range dinamico, limitato solo dalla capacità degli attuatori. Gli specchi a superficie continua sono costituiti da un'unica lastra sottile, riflettente e molto flessibile supportata da una matrice di attuatori in numero inferiore a quelli utilizzati per uno specchio segmentato. In tal caso il range dinamico dello specchio, e quindi la massima corsa differenziale tra attuatori vicini, è limitata dalla tensione indotta sulla superficie dello specchio dal movimento dell'attuatore. Un esempio di specchio deformabile a superficie continua è lo specchio bimorfo mostrato in figura 3.5.



**Figura 3.5** – Schema di funzionamento di uno specchio bimorfo. I segni opposti in figura rappresentano l'opposta polarizzazione.

Questo tipo di specchio è costituito da due strati piezoelettrici incollati assieme e polarizzati in maniera opposta. Gli elettrodi sono posti tra i due strati e la superficie superiore (che funge da specchio) e quella inferiore sono connesse a terra. Applicando una differenza di potenziale (ddp) ad un elettrodo, uno strato si contrae mentre quello opposto si espande, il che produce una deformazione locale la cui curvatura è proporzionale alla ddp applicata.

Gli attuatori per specchi deformabili possono essere di vario tipo.



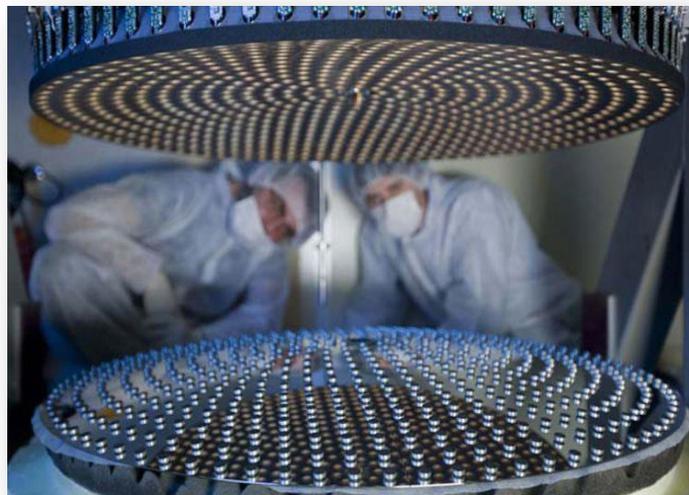
**Figura 3.6** – Attuatori piezoelettrici singoli (a) e multipli (b)

Un tipo di attuatori utilizzati sono quelli costituiti da materiale piezoelettrico (Fig. 3.6) in grado di espandersi o contrarsi in funzione della polarità della corrente che li attraversa. Questo tipo di materiale fornisce una risposta lineare e diretta in funzione della tensione applicata. Per esempio, per una tensione applicata di 1 kV, l'escursione dell'attuatore è dell'ordine di 1  $\mu\text{m}$ . Per aumentare la risposta, si utilizza una serie di attuatori piezoelettrici di dimensioni minori posti uno sopra l'altro (Fig. 3.6-b). Ciò permette di avere un'escursione maggiore applicando tensioni inferiori.



**Figura 3.7** – Attuatori elettromagnetici

La figura 3.7 mostra un altro tipo di attuatori: gli attuatori elettromagnetici. Solitamente gli specchi deformabili hanno un diametro di pochi centimetri, ma con quest'ultima generazione di attuatori è stato possibile costruire specchi deformabili di dimensioni di gran lunga maggiori, come il secondario adattivo di LBT (Fig. 3.8) e quello di VLT.



**Figura 3.8** – Foto dello specchio secondario deformabile di LBT. L'immagine mostra i 672 piccoli magneti sparsi sul dorso dello specchio. La parte riflettente dello specchio è a faccia in giù. La porzione superiore contiene i dispositivi elettromeccanici che controllano i magneti. (Foto di R. Cerisola)

Il funzionamento di questi attuatori si basa sulla presenza di un campo magnetico generato da corrente attraverso un solenoide. Un attuttore elettromagnetico è costituito infatti da una bobina fissa montata su un bastoncino di alluminio, la quale applica una forza ad un magnete mobile incollato al retro dello specchio. Le dimensioni del magnete sono

dell'ordine di 12 *mm* ciò porta ad avere uno spazio minimo tra un attuatore e l'altro di circa 28 *mm*. Ridurre queste dimensioni porterebbe alla diminuzione del range dinamico degli attuatori. La risposta spaziale dello specchio deformabile dipende dal numero dei suoi attuatori e dalla loro disposizione lungo la superficie. Il numero di attuatori varia da specchio a specchio, a seconda della sua utilizzazione. Gli specchi che devono compensare la turbolenza atmosferica contano centinaia di attuatori. Maggiore è il numero di attuatori, maggiore è il numero di variazioni del fronte d'onda che lo specchio può correggere. Attualmente è in progetto, per E-ELT, uno specchio deformabile di 2,5 *m* di diametro. Più di cinquemila attuatori elettromagnetici fletteranno la forma della superficie riflettente di questo specchio fino a mille volte per secondo, eliminando con precisione gli effetti di distorsione dell'atmosfera.

### 3.4 Sorgenti di errore

Un sistema di ottica adattiva viene dimensionato in modo da minimizzare, nei limiti della tecnologia, l'errore di fronte d'onda che è principalmente dovuto alla discretizzazione, nel tempo e nello spazio, di quantità caratterizzate da una variazione continua.

#### 3.4.1 Errori temporali

Un sistema di ottica adattiva deve poter correggere il fronte d'onda in tempo reale, cioè deve lavorare con una frequenza maggiore di una certa soglia. La frequenza di soglia è la frequenza di Greenwood definita dalla relazione seguente:

$$f_G \sim 0.135 \left( \frac{1}{\tau_0} \right) \quad (3.4)$$

dove  $\tau_0$  è il tempo di coerenza.

Se il sistema opera ad una frequenza superiore alla frequenza di Greenwood, il tempo che intercorre tra la misura del fronte d'onda e la correzione è accettabile. Se invece il sistema opera ad una frequenza inferiore a quella di Greenwood, il ritardo temporale tra la misura e la correzione è tale che la deformazione apportata allo specchio si riferisce ad una perturbazione non più attuale. Il ritardo temporale provoca un errore che è dato da:

$$\sigma_{time}^2(\tau) \sim \left( \frac{\tau}{\tau_0} \right)^{\frac{5}{3}} \quad (3.5)$$

### 3.4.2 Errore di campionamento

Lo specchio deformabile non è in grado di correggere tutti i modi della turbolenza. Ciò deriva dal fatto che la turbolenza investe un intervallo di frequenze spaziali ben più ampio di quello che può essere accessibile allo specchio deformabile e al sensore di fronte d'onda. L'errore introdotto da queste limitazioni prende il nome di errore di campionamento (fitting error) ed è dovuto al numero finito di gradi di libertà del sistema che è necessario controllare. L'errore ha una varianza pari a:

$$\sigma_{fit}^2(N) \sim 0.3 \frac{1}{N^{5/6}} \left( \frac{D}{r_0} \right)^{5/3} \quad (3.6)$$

dove  $N$  è il numero di sotto-aperture considerate,  $D$  è il diametro della pupilla e  $r_0$  è il parametro di Fried.

### 3.4.3 Errore anisoplanatico

Il corretto funzionamento di un sistema di ottica adattiva dipende dalla possibilità di utilizzare, per quantificare le distorsioni del fronte d'onda, la radiazione di una sorgente di riferimento. Una sorgente di riferimento deve essere particolarmente brillante (per esempio stelle di magnitudine 12 nella banda del visibile), puntiforme e vicino all'oggetto scientifico (pochi secondi d'arco). Generalmente però, l'oggetto di interesse scientifico è poco brillante e di dimensioni estese, perciò non può essere utilizzato come sorgente di riferimento. È quindi necessario utilizzare una stella vicina. La correzione tra il fronte d'onda della sorgente di riferimento e quello proveniente dall'oggetto di interesse scientifico decresce all'aumentare dell'angolo tra la sorgente di riferimento e la direzione del target scientifico. Questo effetto è denominato anisoplanatismo angolare e dà origine all'errore anisoplanatico:

$$\sigma_{aniso}^2(\theta) \sim \left( \frac{\theta}{\theta_0} \right)^{5/3} \quad (3.7)$$

dove  $\theta_0$  è l'angolo isoplanatico e  $\theta$  è l'angolo tra l'oggetto di interesse scientifico e la sorgente di riferimento.

### 3.4.4 Errore globale e rapporto di Strehl

Gli errori descritti sono di natura casuale e non mostrano alcuna correlazione tra loro. In questo tipo di ipotesi, possiamo ottenere l'errore totale cui è soggetta la misura della perturbazione semplicemente sommando i singoli contributi:

$$\sigma_{tot}^2 = \sigma_{time}^2 + \sigma_{fit}^2 + \sigma_{aniso}^2 + \sigma_{res}^2 = \sum_i \sigma_i^2 \quad (3.8)$$

dove  $\sigma_{res}^2$  è il termine che raccoglie tutte le restanti sorgenti di errore (errore del sensore di fronte d'onda). Il parametro che fa da ponte tra l'errore di fronte d'onda e la qualità dell'immagine è il rapporto di Strehl (SR), definito come il rapporto tra il massimo della PSF (funzione di risposta del sistema ad una sorgente puntiforme) e il massimo della figura di diffrazione (che rappresenta la risposta teorica di un sistema perfetto):

$$SR = \frac{I}{I_0} \quad (3.9)$$

dove  $I_0$  è l'intensità massima della figura di diffrazione e  $I$  è l'intensità massima della PSF. Correggendo il fronte d'onda aberrato, parte della luce si viene a trovare nel centro dell'immagine e di conseguenza il picco della PSF si avvicina al picco dell'immagine al limite della diffrazione. La restante parte della luce si distribuisce in un alone delle dimensioni del seeing. Migliori sono le correzioni più il rapporto di Strehl si avvicina all'unità. Il rapporto di Strehl per sistemi ottici privi di aberrazioni, cioè in condizioni ideali, è uguale all'unità. Nei casi in cui  $SR \geq 0.3$  è possibile utilizzare l'approssimazione di Marechal, per cui il rapporto di Strehl vale:

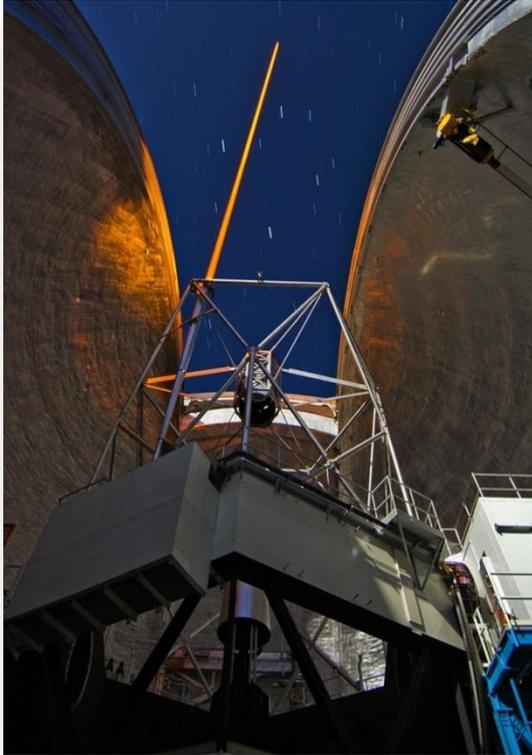
$$SR \sim \exp(-\sigma^2) \quad (3.10)$$

Dal rapporto di Strehl si nota che per lunghezze d'onda più lunghe si avrà una correzione migliore, ed infatti gli strumenti scientifici che beneficiano dell'ottica adattiva osservano solitamente nel vicino infrarosso.

## 3.5 Problemi di un sistema di ottica adattiva classica

Ricapitolando, per correggere il fronte d'onda di un oggetto di interesse scientifico con l'ottica adattiva, occorre una stella di riferimento abbastanza brillante e abbastanza vicina. Queste due richieste limitano la percentuale di cielo effettivamente osservabile (sky coverage), che in banda R raggiunge appena poche unità percentuali. Una possibile soluzione consiste nell'utilizzare stelle artificiali proiettate da un raggio laser [11] posizionato in prossimità del telescopio. La luce laser viene diffusa dalle molecole

dell'atmosfera in tutte le direzioni, e parte di questa luce torna verso il telescopio ripercorrendo una seconda volta l'atmosfera. Questa viene usata come riferimento dal sistema di ottica adattiva.



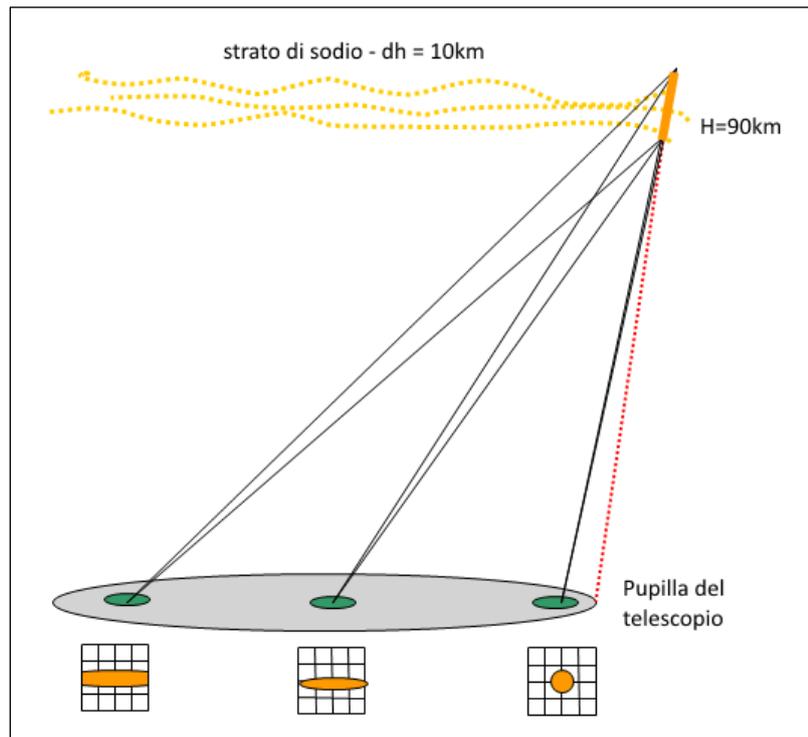
**Figura 3.9** – Raggio laser proiettato dal telescopio Keck



**Figura 3.10** – Raggio laser proiettato dal telescopio VLT

Fondamentalmente esistono due tipi di laser: il laser al sodio e il laser Rayleigh. Nel primo tipo, la luce viene riemessa dalle molecole di sodio presenti nella mesosfera a circa 90 km di altitudine. Gli atomi di sodio, eccitati dal laser regolato alla loro frequenza di transizione ( $\lambda = 589 \text{ nm}$ ), ricadono nel loro stato fondamentale emettendo luce. Nel secondo tipo si sfrutta la diffusione Rayleigh delle molecole di ossigeno e azoto presenti negli strati più bassi dell'atmosfera (circa i primi 20 km). Attualmente diversi telescopi utilizzano stelle laser, come ad esempio il Keck e VLT (Fig. 3.9 – 3.10).

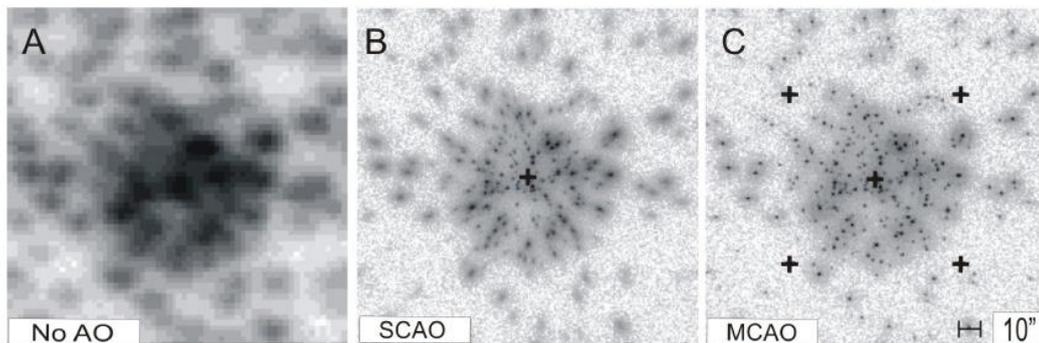
L'utilizzo di stelle laser risolve il problema della mancanza di sorgenti di riferimento, ma porta con se una serie di problemi di più o meno facile soluzione. La maggior parte delle complicazioni dipende dal fatto che la stella artificiale è prodotta ad una quota finita. La turbolenza degli strati atmosferici più alti non può essere misurata e di conseguenza corretta. Inoltre il fronte d'onda della stella laser può essere considerato sferico e la regione atmosferica attraversata per raggiungere il telescopio sarà quindi conica.



**Figura 3.11** – Elongazione dell'immagine

Questo causa un errore detto anisoplanatismo di cono, molto più evidente se si utilizzano stelle laser Rayleigh. Il problema può essere risolto se si utilizzano contemporaneamente più stelle laser. Un altro inconveniente è l'impossibilità di correggere il tilt del fronte d'onda con una stella laser. Tale problema, detto indeterminazione di tilt, è dovuto al fatto che la stella laser attraversando l'atmosfera in salita subisce uno spostamento attorno al proprio baricentro. Per misurare il tilt occorre una stella guida naturale. Nel caso di laser al sodio subentra un ulteriore problema, detto elongazione dell'immagine (Fig. 3.11). Questo è dovuto al fatto che le stelle al sodio non sono puntiformi e la loro proiezione sul sensore, vista dalle diverse sotto-aperture del telescopio, risulta allungata. L'utilizzo delle stelle laser tuttavia non risolve un altro grande problema dell'ottica adattiva classica: anche nelle immediate vicinanze della sorgente di riferimento, che sia naturale o artificiale, la prestazione dell'ottica adattiva non è uniforme ma causa una variazione della PSF sul campo di vista (Fig. 3.12-b). La PSF presenta una elongazione crescente all'aumentare della distanza dalla sorgente di riferimento. L'ottica adattiva multi-coniugata (MCAO) descritta da Beckers [12] è in grado, grazie all'utilizzo di più specchi deformabili che correggono la turbolenza a differenti altezze e più sorgenti di riferimento per fare una misura tomografica dell'atmosfera, di produrre una correzione più uniforme e su un campo di vista più grande, dell'ordine degli arco-minuti (Fig. 3.12-c).

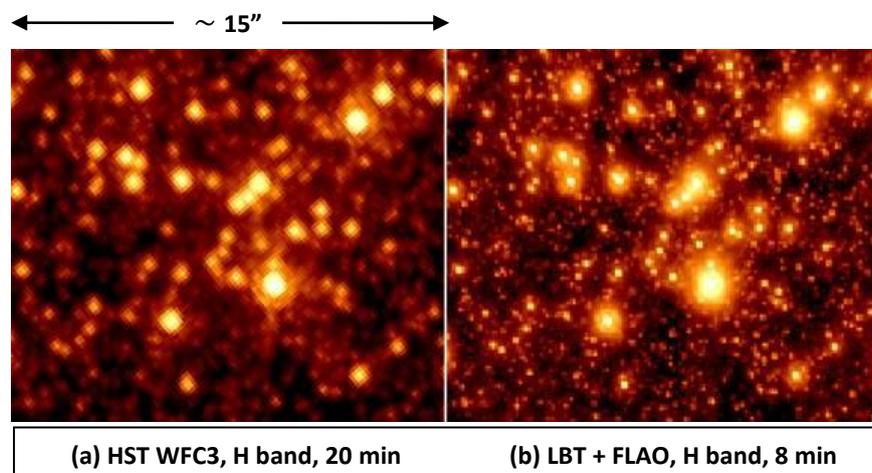
L'ottica adattiva multi-coniugata è stata dimostrata in cielo con MAD (Multi-conjugate Adaptive Optics Demonstrator) al VLT [13].



**Figura 3.12** – Immagine simulata di un campo stellare senza l'utilizzo di ottica adattiva (a), con l'ottica adattiva classica (b) e con l'ottica adattiva multi-coniugata (c). Il simbolo + in (b) e (c) sta ad indicare la posizione delle stelle di riferimento.

### 3.6 Un'applicazione dell'ottica adattiva: FLAO@LBT

Frutto di una collaborazione fra alcune istituzioni statunitensi, tedesche e la comunità astronomica italiana (INAF) il Large Binocular Telescope è il più grande telescopio al mondo. Situato a 3200 metri su Monte Graham, in Arizona, scruta il cielo dal 2005, anno in cui è stato reso operativo. Il telescopio è dotato di due grandi specchi di 8,4 metri di diametro montati su un'unica struttura; questo si traduce in una grande sensibilità e consente, combinando fra loro i due fasci luminosi, di ottenere immagini di nitidezza pari a quella di un telescopio di 23 metri di diametro. Uno dei "punti di forza" di LBT è il sistema di ottica adattiva di cui dispone, in grado di restituire immagini scientifiche che eguagliano e addirittura superano, in alcune bande di radiazione, quelle ottenute dal telescopio spaziale Hubble.



**Figura 3.13** – Immagine dell'ammasso stellare M92 ripresa da Hubble (a) e da LBT (b)

I due sistemi di ottica adattiva di prima luce attualmente in uso, chiamati FLAO#1 e FLAO#2 (First Light Adaptive Optics), uno per ciascun canale del telescopio, sono stati sviluppati da un team di scienziati dell'INAF sotto la guida di Simone Esposito, dell'Osservatorio Astrofisico di Arcetri. FLAO utilizza come sorgenti di riferimento stelle naturali. I due elementi chiave dell'ottica adattiva, disegnati e realizzati completamente in Italia, sono il sensore di fronte d'onda a piramide e lo specchio secondario adattivo. Il rivelatore utilizzato è un CCD ad alta sensibilità ed alta velocità, mantenuto a bassa temperatura per diminuire il rumore elettronico e migliorarne quindi le prestazioni. La componente fondamentale è lo specchio secondario adattivo, uno degli elementi più innovativi di LBT. Utilizzando lo specchio secondario come correttore anziché uno specchio post-focale, si diminuisce il numero di componenti ottici da utilizzare, migliorando la qualità dell'immagine. Il secondario adattivo è costituito da uno specchio sottile (1.6 mm) del diametro di 91 cm a cui sono incollati 672 magneti. I corrispondenti 672 attuatori elettromagnetici sono alloggiati in un disco di vetro forato, assai più spesso dello specchio per garantire la necessaria rigidità. Gli attuatori modificano la superficie dello specchio circa 1000 volte al secondo. Tutta l'apparecchiatura è supportata da una struttura composta da sei bracci controllati elettronicamente. L'elettronica di controllo è costituita da 168 micro-computer ciascuno dei quali pilota quattro attuatori. Lo strumento scientifico accoppiato a FLAO#1 è PISCES, una camera che opera nel vicino infrarosso.

LBT, con il suo sistema adattivo, ha compiuto osservazioni del noto ammasso stellare M92 rivelando tre o quattro volte più sorgenti di quelle individuate dal telescopio spaziale Hubble in un terzo del tempo di esposizione (Fig. 3.13). Immagini di nebulose planetarie mostrano una qualità e una risoluzione angolare superiore a quelle ottenute da Hubble nello spazio. Infine, nel caso della scoperta di pianeti extrasolari, LBT ha prodotto le immagini a più alta correzione e risoluzione angolare mai ottenuta da telescopi a Terra. In queste osservazioni iniziali LBT ha rivelato per la prima volta in banda H il più interno dei 4 pianeti del sistema HR8799 [14]. Per LBT è in fase di costruzione anche un doppio sistema di ottica adattiva multi-coniugata, chiamato LN-MCAO, la cui prima luce è prevista per l'anno prossimo.

L'utilizzo dell'ottica adattiva applicata a grandi telescopi a terra rappresenta un fondamentale passo in avanti dell'astronomia ad alta risoluzione angolare.

# Bibliografia

- [1] J. Dollond, «Account of some experiments concerning the different refrangibility of light,» *Philosophical Transactions*, 1758.
- [2] G. B. Airy, «On the Diffraction of an Object-glass with Circular Aperture,» *Transactions of the Cambridge Philosophical Society*, pp. 283-291, 1834.
- [3] A. Kolmogorov, «The local structure of turbulence in incompressible viscous fluid for very large Reynolds numbers,» *Dokl. Akad. Nauk SSSR*, vol. 30, pp. 301-305, 1941.
- [4] F. Roddier, «Imaging through the atmosphere,» in *Adaptive Optics in Astronomy*, F. Roddier, 1999, p. 10.
- [5] D. L. Fried, «Statistic of a geometrical representation of wave-front distortion,» *J. OPT. Soc. Am.*, vol. 55, pp. 1427-35, 1965.
- [6] G. H. D'Arturo, «Telescopi dell'avvenire e specchi a tasselli,» *Coelum*, n. 6, pp. 121-125, 1932.
- [7] A. M. Ghez e Al, «The First Laser Guide Star Adaptive Optics Observations of the Galactic Center: Sgr A\*'s Infrared Color and the Extended Red Emission in its Vicinity,» *ApJ*, vol. 635, pp. 1087-1094, 2005.
- [8] H. W. Babcock, «The possibility of compensating astronomical seeing,» *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, vol. 65, n. 386, p. 229, ottobre 1953.
- [9] R. V. Shack, «Production and use of a lenticular Hartmann screen,» *J. Opt. Soc. Am.*, vol. 61, p. 656, 1971.
- [10] R. Ragazzoni, «Pupil plane wavefront sensing with an oscillating prism,» *Journal of Modern Optics*, vol. 43, n. 2, pp. 289-293, 1996.
- [11] R. Foy e A. Labeyrie, «Feasibility of adaptive telescope with laser probe,» *A&A*, vol. 152, p. 129, 1985.
- [12] J. M. Beckers, «Progress in High-Resolution Astronomical Imaging Including Active and Adaptive Optics,» *SPIE Proc.*, p. 186, 1993.
- [13] G. Bono e Al, «Science with the VLT in the ELT Era,» *Astrophysics and Space Science Proceedings*, p. 67, 2009.
- [14] S. Esposito e Al, «Natural guide star adaptive optics systems at LBT: FLAO commissioning and science operations status,» *SPIE Proc.*, vol. 8447, 2012.