

**Alma Mater Studiorum - Università di Bologna**

---

Dipartimento di Fisica e Astronomia  
Corso di Laurea in Astronomia

## **Telescopi ottici, radio, X: principi e differenze**

Tesi di laurea

Presentata da:  
**Calaon Erika**

Relatore:  
**Chiar.ma Prof.ssa  
Brusa Marcella**

---

Appello II  
Anno Accademico 2023-2024

## **Abstract**

*"Astronomy is an observational science, renewed and even revolutionized by new developments in instrumentation" (Rieke, 2009).*

In questo elaborato si vuole descrivere uno dei tanti importanti strumenti che permettono il progresso dell'astronomia: i telescopi. In particolare, poichè la vera natura delle sorgenti è rivelata dalla radiazione elettromagnetica emessa a diverse lunghezze d'onda, ci si concentra su 3 diverse bande e quindi su 3 diversi tipi di telescopi: ottici, radio e X. Ci si sofferma soprattutto sul loro sviluppo nel corso della storia con le relative problematiche incontrate e soluzioni proposte che hanno portato al principio di funzionamento odierno.

# Indice

<b>1</b>	<b>Introduzione</b>	<b>1</b>
1.1	Spettro elettromagnetico . . . . .	1
1.2	Estinzione atmosferica . . . . .	1
<b>2</b>	<b>Telescopi ottici</b>	<b>2</b>
2.1	Telescopi rifrattori . . . . .	2
2.2	Telescopi riflettori . . . . .	4
2.3	Aberrazioni . . . . .	5
2.4	Telescopi catadiottrici . . . . .	6
2.5	Montature . . . . .	6
2.6	Risoluzione dell'immagine e ottica adattiva . . . . .	7
2.7	Ansys Zeemax OpticStudio: disegno e analisi di un telescopio ottico . .	8
<b>3</b>	<b>Telescopi radio</b>	<b>10</b>
3.1	Antenne . . . . .	10
3.2	Ricevitori . . . . .	11
3.3	Interferometria radio . . . . .	12
<b>4</b>	<b>Telescopi X</b>	<b>13</b>
4.1	Rilevatori a ionizzazione gassosa . . . . .	13
4.2	Telescopi a incidenza radente . . . . .	14

# 1 Introduzione

Un telescopio è un insieme di superfici (lenti, specchi, parabole o altro) in grado di raccogliere la radiazione elettromagnetica incidente (in una specifica banda) e convogliarla in una piccola area, detta *fuoco*, in cui la radiazione viene raccolta e analizzata. Il principio di funzionamento di un telescopio è fortemente dipendente dalla lunghezza d'onda di utilizzo. Poichè in astronomia diversi processi producono radiazione a diverse lunghezze d'onda, diversi telescopi sono utilizzati per l'analisi di questi segnali.

## 1.1 Spettro elettromagnetico

Un'onda elettromagnetica è una fluttuazione di un campo magnetico e di uno elettrico variabili che si propaga alla velocità della luce. Queste onde sono caratterizzate dalla loro frequenza  $\nu$ , lunghezza d'onda  $\lambda$  ed energia  $E$ . Queste tre grandezze sono legate dalle relazioni  $\nu\lambda = c$ ,  $E = h\nu$ , quindi un'onda è descrivibile da una qualunque di queste quantità.

L'intero intervallo di frequenze è detto *spettro elettromagnetico* ed esso si divide in diverse *bande*, tra cui, quelle che si considereranno successivamente sono:

- onde radio ( $\nu < 250MHz$ ,  $\lambda > 10cm$ )
- banda visibile ( $400nm < \lambda < 700nm$ )
- raggi X ( $10pm < \lambda < 10nm$ ,  $100eV < E < 150keV$ )

Questi limiti sono puramente indicativi e vengono espressi in termini di  $E$  solo per onde molto energetiche, mentre in termini di  $\nu$  solo per la radioastronomia.

## 1.2 Estinzione atmosferica

L'atmosfera terrestre rappresenta spesso un grande ostacolo per le osservazioni astronomiche a causa dell'effetto combinato di assorbimento e scattering da parte di atomi, molecole, droplets d'acqua, grani di polvere e altre piccole entità presenti nell'atmosfera terrestre. Questo fenomeno è detto *estinzione atmosferica* e il suo effetto netto è un'attenuazione della radiazione osservata sulla superficie terrestre rispetto a quella emessa dalla sorgente. L'entità di questo fenomeno è dipendente dalla lunghezza d'onda considerata, ovvero l'atmosfera è più o meno opaca a diverse  $\lambda$ .

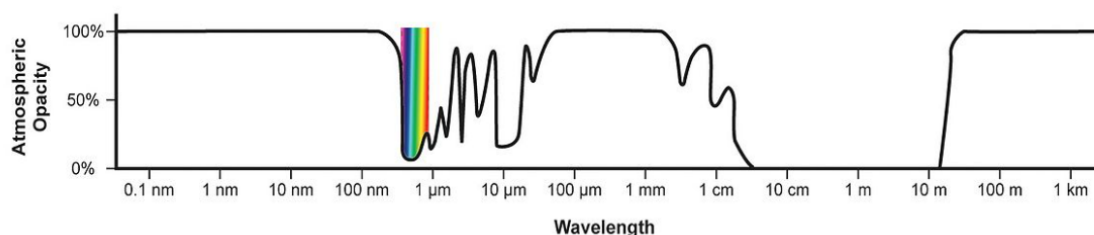


Figura 1: Opacità atmosferica al variare della lunghezza d'onda. [Credit: NASA]

In particolare l'atmosfera terrestre è completamente opaca per gran parte dello spettro e presenta finestre solo nell'ottico, nel vicino infrarosso e nel radio (fino a  $\nu = 10MHz$ ). L'osservazione da Terra è quindi possibile solo all'interno di queste finestre, ed è quindi preclusa ai raggi X.

## 2 Telescopi ottici

I telescopi ottici si occupano di raccogliere quanta più radiazione possibile (nella banda visibile) proveniente da una finestra di cielo e convogliarla in un punto in cui si forma un'immagine quanto più nitida possibile della finestra osservata. Per questo motivo, essi sono caratterizzati dai seguenti parametri:

- *Light Gathering Power*: capacità del telescopio di raccogliere la luce attraverso la sua *clear aperture*, ovvero il diametro dell'elemento primario a cui si sottrae l'eventuale ostruzione data da altri elementi;
- *Rapporto focale* o *f-number*: rapporto tra la lunghezza focale e l'apertura del telescopio, indica quanto è "veloce" lo strumento a raccogliere la luce determinandone quindi il tempo di esposizione necessario;
- *Potere risolutivo*: capacità di risolvere, ovvero distinguere, immagini di oggetti tra loro vicini. Questo potere è limitato dalla diffrazione;
- *Ingrandimento* dell'immagine: ottenuto come rapporto tra la lunghezza focale dell'obiettivo e quella dell'oculare.

Lo scopo è quindi costruire un telescopio ottico con il migliore set di parametri così da ottenere l'immagine più nitida possibile. Per realizzare ciò, la storia del telescopio ha subito grandi fasi di evoluzione di seguito illustrate.

### 2.1 Telescopi rifrattori

L'invenzione del telescopio è ancora avvolta nel mistero, ed è probabile che esso sia stato reinventato molte volte nel corso della storia. Infatti, nel XVII secolo le lenti erano diffuse in Europa già da 300 anni e sembra quindi inevitabile che in questo lungo lasso di tempo non siano state scoperte le proprietà di due lenti sovrapposte correttamente. In ogni caso, è molto probabile che un ottico olandese, forse lo stesso Janssen, famoso per il microscopio, costruì per primo un telescopio e ne capì l'effettivo valore.

Tuttavia, la prima prova indiscutibile della scoperta risale al 2 ottobre 1608, quando Lippershey provò a brevettare un dispositivo per "vedere lontano" (che è ciò che *teleskopos* significa in greco). Gli Stati Generali d'Olanda riconobbero subito le possibilità militari di questo strumento e quindi non concessero il brevetto; al contrario il governo ne acquistò i diritti e Lippershey ricevette una commissione per continuare la ricerca. Galileo sentì parlare di questo lavoro, e nel 1609 costruì un telescopio tutto suo, utilizzando due lenti e una canna d'organo come tubo. Grazie all'accesso a vetri di alta qualità provenienti da Murano, Galileo riuscì anche a costruire una serie di strumenti avanzati che gli resero possibili le molte scoperte astronomiche che lo resero famoso.

Il telescopio di Galileo, o meglio il *cannocchiale di Galileo* è costituito da un obiettivo convergente e da un oculare divergente confocali che permettono la formazione di un'immagine dritta. Il problema di questa configurazione è l'assenza di una pupilla d'uscita accessibile per cui l'occhio deve "vagare" per vedere tutto il campo.

Viene introdotta quindi un'altra configurazione detta *telescopio di Keplero* che risolve questo problema utilizzando un oculare convergente. In questo modo è presente una pupilla d'uscita accessibile cioè un punto in cui si forma l'immagine finale. Nonostante il telescopio di Keplero formi immagini ribaltate (da cui "telescopio" e non più "cannocchiale"), esso fu il più usato, con l'aggiunta di una terza lente per raddrizzare l'immagine, proprio grazie alla presenza di un punto accessibile in cui osservare l'immagine.

Questi due tipi di telescopi sono detti **telescopi rifrattori** in quanto sono basati sulle proprietà della rifrazione e quindi sull'utilizzo di lenti. Tuttavia, indipendentemente dalla configurazione, le immagini di questi telescopi risultano poco nitide a causa di una caratteristica delle lenti: l'**aberrazione cromatica**. Questa aberrazione è dovuta alla dipendenza dell'indice di rifrazione  $n$  dalla lunghezza d'onda  $\lambda$ , per cui la lunghezza focale varia al variare di  $\lambda$  rendendo diffuse immagini policromatiche. Questa dispersione è parametrizzata dal *numero di Abbe*  $v_d = \frac{n_D - 1}{n_F - n_C}$ , in particolare per numeri di Abbe alti (vetri *crown*) la dispersione è contenuta, viceversa per numeri di Abbe bassi (vetri *flint*) l'aberrazione cromatica risulta più pronunciata.

In un primo momento, per ridurre questa problematica, venne aumentata di molto la lunghezza focale del telescopio (a parità di apertura) così da diminuire la divergenza dei raggi, ma questo portava a gravi problemi meccanici di stabilità del telescopio.

Solo verso il 1750 si giunse a una svolta decisiva grazie all'adozione del **doppio acromatico**, ovvero un insieme di due elementi ottici con aberrazioni cromatiche opposte in modo che le stesse si riducano il più possibile. In particolare, esso è composto da una lente convergente di vetro crown (con basso indice di rifrazione  $n$ ) e una lente divergente di vetro flint (con alto  $n$ ). In questo modo vengono messe a fuoco sullo stesso piano due lunghezze d'onda differenti (blu-rosso). Questo sistema venne ulteriormente migliorato con l'utilizzo di *sistemi apocromatici* formati da tre lenti e in grado di mettere a fuoco sullo stesso piano tre lunghezze d'onda (blu-verde-rosso).

L'aberrazione cromatica viene così ridotta al minimo ma ciò prevede l'utilizzo di ulteriori elementi ottici che aumentano la difficoltà di costruzione del telescopio. Tuttavia, una soluzione per evitare completamente questo problema è rappresentata dall'utilizzo delle superfici riflettenti.

Inoltre, per costruire telescopi rifrattori capaci di una migliore definizione è necessario aumentare la grandezza delle lenti, così da raccogliere più luce, oppure aumentare la loro lunghezza focale in modo da ottenere un maggiore ingrandimento. Ovviamente entrambi questi metodi portano a problemi meccanici di costruzione e di resistenza di questi strumenti e rendono quindi necessaria l'adozione di configurazioni più compatte (ma con grande focale) rese possibili dall'utilizzo di specchi.

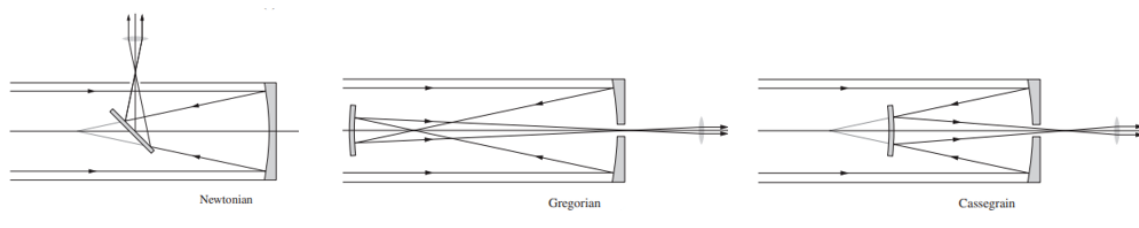
Grazie a queste considerazioni, i telescopi rifrattori vengono totalmente sostituiti in ambito scientifico da quelli riflettori.

## 2.2 Telescopi riflettori

Il telescopio riflettore fu inventato da James Gregory nel 1661, ma fu costruito per la prima volta con successo da Newton nel 1668.

Il *telescopio di Newton* è composto da uno specchio primario concavo e da uno specchio secondario piano e posto a  $45^\circ$  in modo tale da portare il piano focale all'esterno del telescopio. Lo specchio concavo può avere diverse forme, se esso è di forma sferica l'immagine risulta degradata a causa dell'**aberrazione sferica**. Essa è una caratteristica esclusiva degli specchi sferici per cui i raggi vanno a fuoco in punti diversi in base alla loro distanza dall'asse ottico, ovvero è presente un cosiddetto *fuoco parassiale* dove convergono i raggi più vicini all'asse e un *fuoco marginale*. L'effetto netto è far apparire un oggetto puntiforme come una chiazza sfocata con simmetria sferica.

Poiché questa è una caratteristica intrinseca degli specchi sferici, il problema si può eliminare utilizzando altre geometrie dello specchio. In particolare, per specchi parabolici, iperbolici ed ellittici si ha la certezza che tutti i raggi paralleli all'asse ottico convergano perfettamente al fuoco (che risulta essere il fuoco della conica). Nonostante questi tipi di specchi siano più difficili da produrre di quelli sferici, essi sono comunque quelli maggiormente utilizzati nei telescopi in quanto non presentano aberrazione sferica. Inoltre, poiché essa è l'unica aberrazione presente in asse, queste configurazioni permettono di ottenere immagini perfette in asse.



**Figura 2:** Configurazione Newtoniana, Gregoriana e Cassegrain [Credit: Hecht, Optics]

Il *telescopio gregoriano*, il primo ad essere inventato, ma anche uno di quelli meno utilizzati, è composto da uno specchio primario parabolico e da uno secondario ellittico. Il ben più utilizzato *telescopio Cassegrain* è invece una combinazione di uno specchio primario parabolico e uno secondario iperbolico. Per questo tipo di configurazione, l'aberrazione prevalente è la coma. Dalla configurazione Cassegrain, considerando uno specchio primario iperbolico al posto di quello parabolico, si ottiene il *telescopio Ritchey-Chrétien*, la cui principale aberrazione è l'astigmatismo. Questo tipo di configurazione, detta aplanatica in quanto esente da aberrazione sferica e da coma, ha sostituito quasi completamente quella Cassegrain a partire dal 1970, ed è presente per esempio nell'Hubble Space Telescope o nel VLT.

I telescopi riflettori risultano essere sistemi più leggeri e compatti (per grandi aperture) rispetto a quelli rifrattori e inoltre non sono affetti da aberrazione cromatica. Anche gli specchi non sono però immuni dai problemi, in particolare quelli di costruzione. Come accade per le lenti, gli specchi devono essere spessi in modo da evitare deformazioni e questo condiziona molto la meccanica generale del telescopio. Per esempio, il telescopio Hale di Mt.Palomar ha un'apertura di 5m ma uno spessore di ben 80cm e per questo presentò non pochi problemi di costruzione.

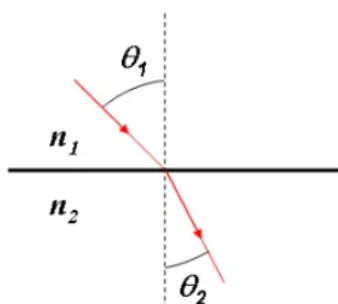
Un primo approccio per alleggerire questi specchi fu quello di costruire specchi sempre monolitici ma a *a nido d'ape*, ovvero con delle zone vuote. In questo modo si ottengono specchi rigidi e leggeri, ma continuano a essere presenti problemi di trasporto a causa della loro dimensione.

Si passa così ad utilizzare *specchi a tasselli*, cioè aree di raccolta costituite da un mosaico di specchi più piccoli. Con le parole del suo inventore, "si finisce per ricorrere allo specchio a tasselli che con il piccolo spessore di ciascun tassello permette di ottenere grandi superfici riflettenti relativamente poco pesanti" (Guido Horn d'Arturo, Coelum). Il primo prototipo, costruito da Guido Horn d'Arturo nel 1952 nella torre della Specola (Bologna) presentava 61 tasselli per un diametro di 180cm. Questa tecnica è ad oggi una di quelle più utilizzate ed è presente, per esempio, nel Keck, nell'ELT e anche in telescopi spaziali come JWST.

Questo portò all' utilizzo dell'**ottica attiva** che assicura, attraverso attuatori posti posteriormente allo specchio (o ai tasselli), una superficie riflettente di forma praticamente perfetta e allineata. Queste correzioni avvengono in tempo reale compensando le forze che tendono a deformare lo specchio. In questo modo si possono utilizzare anche specchi monolitici a menisco sottile, e quindi molto leggeri.

## 2.3 Aberrazioni

Le aberrazioni sono le deviazioni dal comportamento ideale di un sistema ottico.



**Figura 3:** Rifrazione della luce  
[Credit: Chimicamo]

Oltre alla già discussa aberrazione cromatica, esistono diverse aberrazioni geometriche che si ottengono dalla legge di Snell  $n_1 \sin \theta_1 = n_2 \sin \theta_2$  espandendo in serie di Taylor il  $\sin \theta$ . Se questa espansione è troncata al prim'ordine  $\sin \theta \approx \theta$  si ottengono informazioni solamente sulla posizione dell'immagine e si è in *approssimazione Gaussiana*. Se invece il troncamento è al terz'ordine si ottengono informazioni anche sulla qualità dell'immagine, come dimostrato da Seidel nel 1850.

Le aberrazioni geometriche così ottenute sono:

- *aberrazione sferica*: variazione del fuoco in base alla distanza dei raggi dall'asse ottico per superfici sferiche. È l'unica aberrazione presente anche in asse;
- *coma*: l'ingrandimento è funzione della posizione quindi un oggetto puntiforme emette raggi divergenti che incidono sulla pupilla in modo diverso e vanno quindi a fuoco in punti diversi. L'immagine assume così una caratteristica forma a cometa, da cui il nome coma;
- *astigmatismo*: i raggi vanno a fuoco prima lungo una direzione (fuoco meridionale o tangenziale) e poi nell'altra (fuoco sagittale). L'effetto netto è far apparire oggetti puntiformi (fuori asse) come ellissi;



- *distorsione*: può essere a cuscino o a barile e il suo effetto è quello di variare la grandezza dell'immagine, ma senza degradarne la qualità;
- *curvatura di campo*: il piano focale è formato da una superficie curva detta superficie di Petzval, ma poichè generalmente i rilevatori sono piani, essi non possono mettere a fuoco tutti i raggi e in genere i bordi dell'immagine risultano fuori fuoco.

## 2.4 Telescopi catadiottrici

Oltre ai già discussi telescopi rifrattori e riflettori, un telescopio ottico può essere formato da una combinazione di elementi riflettenti (catottrici) e rifrangenti (diottrici). Questo insieme è detto sistema catadiottrico e il più noto di questi, sebbene non il primo, è il *sistema ottico Schmidt*. Esso risale al 1929 e consiste in uno specchio sferico e una lente correttrice toroidale atta a rimuovere l'aberrazione sferica senza introdurre eccessivamente altre aberrazioni. Da questa prima idea che permette di utilizzare gli specchi sferici (molto più semplici da produrre di quelli parabolici e iperbolici) senza un'importante degradazione data dall'aberrazione sferica, si sono fatti grandi progressi portando a telescopi basati su questo principio, come i telescopi di Maksutov.

## 2.5 Montature

Le funzioni di una montatura per telescopio sono semplici: supportare i componenti ottici, preservare le loro corrette relazioni spaziali, acquisire e mantenere l'oggetto di interesse nel campo visivo. Tuttavia realizzare entro la precisione richiesta questi obiettivi presenta una tale difficoltà che il costo della montatura può rappresentare la voce principale nel finanziamento di un telescopio.

La prima montatura possibile è la **montatura equatoriale** in cui l'asse polare del telescopio (ovvero quello parallelo al tubo) punta il Polo Nord Celeste. Poiché l'asse polare è allineato parallelamente all'asse di rotazione terrestre, è possibile seguire il moto apparente delle stelle, dato dalla rotazione terrestre, con un solo movimento. Questa montatura è difficile da costruire e da bilanciare ma permette un facile inseguimento delle stelle e per questo è stata largamente utilizzata.

La **montatura altazimutale** è invece di costruzione molto più semplice e prevede un asse verticale e uno orizzontale. Tuttavia per l'inseguimento dell'oggetto è necessario attuare due movimenti distinti e a diverse velocità e ciò rende la montatura difficile da gestire. Ad ogni modo, grazie ai progressi dell'elettronica degli ultimi decenni, questa montatura risulta la favorita per i telescopi ottici.

## 2.6 Risoluzione dell'immagine e ottica adattiva

La *risoluzione dell'immagine* è limitata da diffrazione, aberrazioni ottiche, variazione dell'indice di rifrazione, difetti delle ottiche e campionamento scorretto. La migliore immagine ottenibile è quella limitata solamente dalla diffrazione, ovvero **diffraction limited**, e avrà una risoluzione angolare data dal *disco di Airy* pari a  $\theta = 1.22 \frac{\lambda}{D}$ , dove  $D$  è il diametro dello strumento.

Trascurando gli eventuali problemi dati dalle ottiche (introduzione di aberrazioni, irregolarità delle superfici<sup>1</sup>) e considerando un corretto campionamento<sup>2</sup>, l'unico fattore che riduce la risoluzione dell'immagine è la variazione dell'indice di rifrazione. Questo fenomeno è detto **seeing** quando si considerano i telescopi terrestri, e in genere è la principale limitazione alla risoluzione.

La banda di osservazione dei telescopi ottici permette il loro utilizzo anche sulla superficie terrestre data la bassa opacità atmosferica in questa banda. Tuttavia l'atmosfera continua ad avere un ruolo rilevante nel deterioramento dell'immagine, e per risolvere questo problema è possibile utilizzare telescopi spaziali (come Hubble, Kepler, Gaia). Se invece si considerano telescopi terrestri, è necessario attuare una correzione al seeing, di cui se ne possono individuare i seguenti due tipi.

Il *seeing naturale* è dovuto alla presenza di zone con diversi indici di rifrazione all'interno dell'atmosfera. Il fronte d'onda piano proveniente dalla sorgente, attraversando questi diversi indici di rifrazione, viene distorto e arriva in questo modo sulla superficie primaria del telescopio. Questo effetto può essere molto importante, ma si può correggere grazie all'**ottica adattiva**. Questo processo deve avvenire in tempo reale e consiste nell'analizzare il fronte d'onda distorto dall'atmosfera e comandare in seguito degli attuatori che deformano lo specchio in modo da compensare la distorsione del fronte d'onda. Per avere un'ottica adattiva efficiente è necessario avere un gran numero di attuatori; per diminuire quest'ultimo e quindi diminuire il tempo di comando, si può utilizzare il secondario come specchio adattivo. Inoltre, l'analisi del fronte d'onda richiede la presenza di una stella guida brillante nelle vicinanze dell'oggetto di interesse. Quando questo non è possibile, cioè nella maggioranza dei casi, si utilizzano delle stelle artificiali prodotte proiettando un laser al sodio sulla ionosfera; la macchia di luce che si crea consente l'analisi del fronte d'onda. Nei telescopi più moderni, come il VLT (Very Large Telescope), si utilizzano 4 laser che circondano l'oggetto e permettono di ottenere quindi una risoluzione molto alta, ma con un processo abbastanza complicato. Il *dome seeing* è dovuto al calore prodotto dal telescopio (principalmente da elettronica e motori) che induce turbolenze locali all'interno della cupola che peggiorano la qualità dell'immagine. Questo seeing ha un'importanza di molto inferiore rispetto a quello naturale, ma può essere necessario ridurlo quando il seeing naturale è molto basso. Questo è attuato per esempio nel NTT (New Technology Telescope) e nel VLT, utilizzando montature altazimutali, riducendo al minimo le sorgenti di calore e indirizzando il calore prodotto lontano dal telescopio.

---

<sup>1</sup>Per il principio di Rayleigh, le irregolarità tra la superficie reale e quella ideale devono essere inferiori a  $\lambda/4$  al fine di preservare la forma dell'onda.

<sup>2</sup>Per il teorema di Nyquist la frequenza minima di campionamento per ricostruire il segnale correttamente deve essere maggiore del doppio della frequenza massima del segnale stesso.

## 2.7 Ansys Zeemax OpticStudio: disegno e analisi di un telescopio ottico

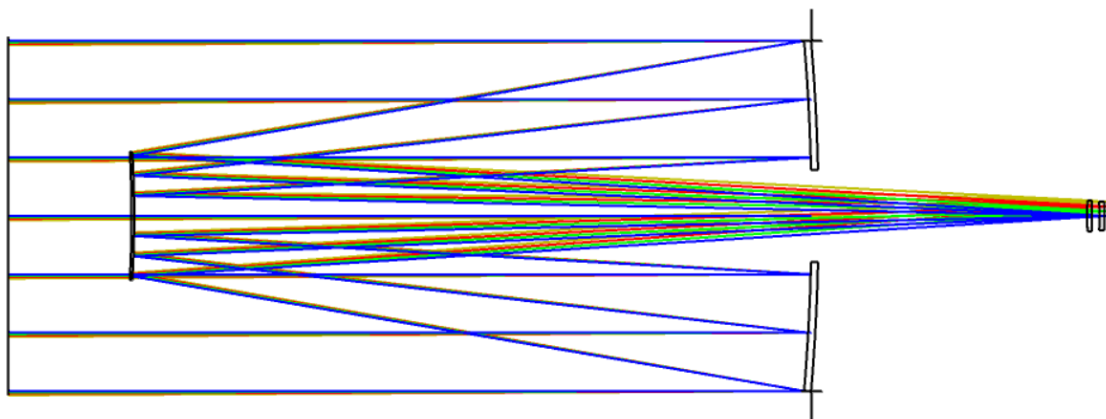
Ansys Zeemax OpticStudio è un software che permette la progettazione e l'analisi di sistemi ottici di tutti i tipi, tra cui anche telescopi. Il processo di progettazione viene reso più facile dalla presenza di diverse modalità di lavoro (sequenziale e non sequenziale), da funzioni di ottimizzazione, di tolleranza e da cataloghi da cui selezionare componenti ottiche presenti sul mercato. L'analisi del sistema ottico avviene prendendo in esame gli spot diagram, le aberrazioni, la forma del fronte d'onda, la PSF e altri numerosi test.

In questo esempio si vuole disegnare il telescopio Cassini di Loiano (BO) e analizzare la qualità dell'immagine prodotta. Questo telescopio è un Ritchey-Chrétien composto da uno specchio primario di 1524mm di diametro e uno specchio secondario di 580mm posti ad una distanza di circa 3m, per una lunghezza focale equivalente di 12m. Si raggiunge un campo di vista di  $70'$ , ma solo grazie all'utilizzo di una *lente spianatrice di campo* atta ad eliminare la curvatura di campo.

È importante notare che i parametri principali, come la focale o l'apertura, sono quelli reali del telescopio Cassini, mentre i parametri degli specchi e delle lenti utilizzati e le relative distanze potrebbero essere leggermente diversi. Questo perché non ci si è limitati a riprodurre il telescopio ma si è progettato e ottimizzato un telescopio con gli stessi parametri principali ma che ovviamente avrà parametri di specchi e lenti leggermente diversi da quelli reali in quanto si sono considerati solo gli aspetti ottici, trascurando completamente quelli di costruzione, di montaggio e di costo.

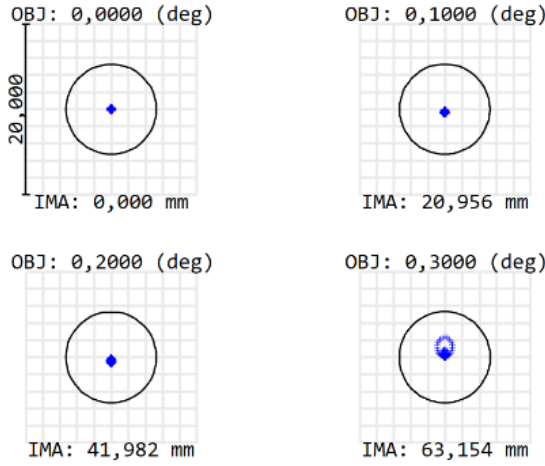
Per questo motivo la successiva analisi del sistema ottico non indica la reale qualità del telescopio Cassini, ma quella del telescopio simile qui progettato.

Come spesso si fa, per ridurre la curvatura di campo si sono utilizzate due lenti correttive (una piano-convessa e una piano-concava) poste poco prima del punto focale. Considerando diversi campi (nei diversi colori), il sistema ottico risulta quindi essere:



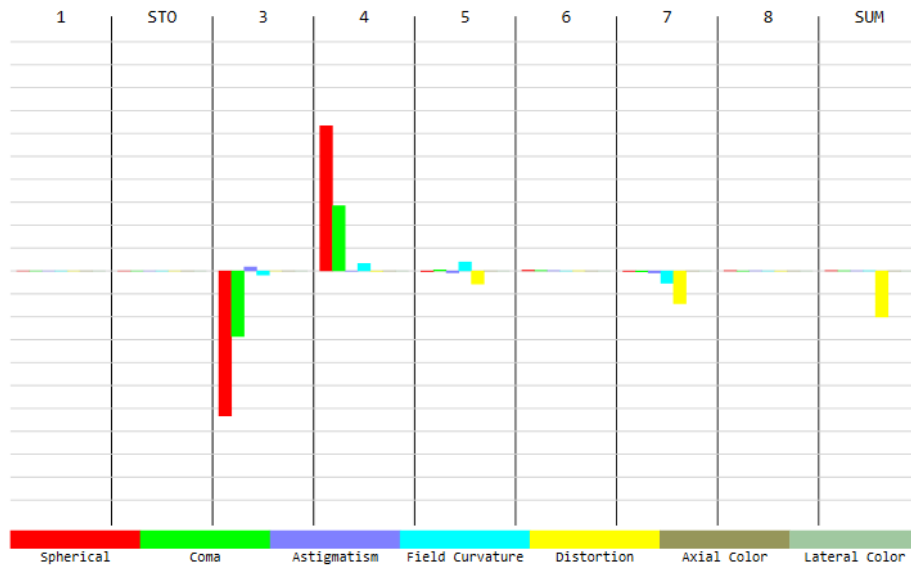
**Figura 4:** Layout del sistema ottico (lunghezza totale circa 4,8m)

L'analisi della qualità dell'immagine è basata sull'esame dello spot diagram e del diagramma di Seidel seguenti.



**Figura 5:** Spot diagram del sistema ottico (raggio del disco di Airy circa  $5,3\mu m$ )

L'immagine ottenuta è, in questo caso, diffraction limited in quanto lo spot diagram (in blu) è tutto contenuto all'interno del disco di Airy (in nero). Teoricamente l'immagine in asse dovrebbe essere perfetta, in quanto non sono presenti elementi sferici e quindi non sono presenti aberrazioni in asse. Questo però non succede in quanto, tramite l'ottimizzazione, si attua un compromesso che porta ad avere un'immagine peggiore in asse, ma migliore fuori. Ciò tuttavia è trascurabile, in quanto l'immagine è sempre limitata dalla diffrazione per i piccoli campi considerati.



**Figura 6:** Diagramma di Seidel del sistema ottico (spaziatura della griglia 0,02mm)

Il diagramma di Seidel evidenzia i contributi delle singole aberrazioni. Si nota che la curvatura di campo è completamente compensata dalle due lenti correttive (superfici 5 e 7), ma è stata introdotta un po' di distorsione. Questa aberrazione, tuttavia, è l'unica che non peggiora la qualità dell'immagine, e può essere quindi facilmente corretta.

## 3 Telescopi radio

Nel 1933 Karl Jansky nota dei "disturbi elettrici extragalattici", misurando così la prima radiosorgente e dando la prima spinta alla radioastronomia. Questa scienza si espande per 6 ordini di grandezza lungo lo spettro elettromagnetico: dalle onde radio fino alla banda millimetrica e sub-millimetrica, quindi praticamente per lunghezze d'onda comprese tra i 30m e i 0,3mm.

La radioastronomia nasce più di tre secoli dopo l'invenzione del cannocchiale di Galileo, ma è comunque la più antica tra le "nuove" astronomie (tra cui quella X) ed è quindi dotata di tecniche e strumenti piuttosto consolidati. La radioastronomia si è sviluppata relativamente presto grazie alla quasi completa trasparenza dell'atmosfera in questa banda. Il contributo atmosferico diventa infatti significativo solo nella banda sub-millimetrica a causa dell'assorbimento dovuto all'ossigeno e al vapore acqueo. L'osservazione da altitudini elevate riduce considerevolmente questo fenomeno e permette quindi lo sviluppo della radioastronomia fino a  $\lambda = 0,3\text{mm}$  (per esempio grazie al radiointerferometro ALMA che si trova a 5000m s.l.m.).

Anche le radiazioni con lunghezze d'onda superiori a 30m non riescono a penetrare fino al livello del suolo, ma questa volta la causa è la riflessione da parte della ionosfera. Infatti, anche se le onde radio non sono influenzate dalla presenza di polvere lungo la linea di vista (in quanto le dimensioni di questa sono molto inferiori rispetto alle lunghezze d'onda radio), esse sono fortemente influenzate dalla presenza di plasmi (come la ionosfera).

Nonostante il cielo radio sia molto diverso da quello ottico, in linea di principio un telescopio radio non è differente da uno ottico. Infatti, esso è composto da una superficie detta *antenna* che raccoglie e indirizza la radiazione incidente verso un *ricevitore* che rileva il segnale. Al contrario dei telescopi ottici però, il ricevitore non può essere una semplice lastra fotografica o un CCD su cui si forma l'immagine, ma deve essere un dispositivo che rileva, filtra e amplifica il segnale, che poi verrà analizzato.

Inoltre, il design dei telescopi radio, al contrario di quelli ottici, può essere molto differente al variare di  $\lambda$  a causa della vasta banda su cui si sviluppa la radioastronomia. Infatti l'antenna può essere costituita da uno specchio pieno (in genere un paraboloide) oppure da una maglia di fili. Questo è dovuto al già citato principio di Rayleigh secondo cui le irregolarità tra le superfici devono essere inferiori a  $\lambda/4$ , ma nel caso della radioastronomia la lunghezza d'onda può essere anche molto grande.

### 3.1 Antenne

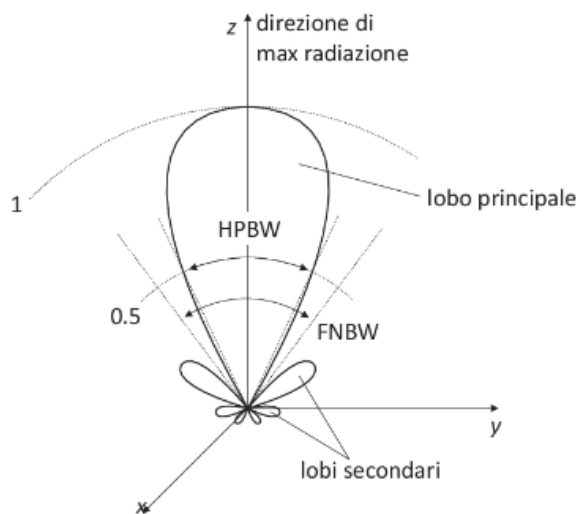
Un'antenna è un dispositivo passivo che può essere utilizzato in trasmissione (per convertire corrente elettrica in radiazione elettromagnetica) o viceversa in ricezione (come per i radiotelescopi). L'antenna più semplice è quella a *dipolo*, ovvero formata da due barre conduttrici connesse al ricevitore. Il campo elettrico oscillante dell'onda incidente sposta gli elettroni nel conduttore, inducendo così una corrente che fluisce attraverso il ricevitore. Nella maggior parte dei radiotelescopi le antenne sono *dipoli a mezz'onda*, cioè possiedono una lunghezza  $l = \lambda/2$ . Per le antenne composte da paraboloidi, questi

dipoli sono posti o nel primo fuoco del paraboloide, oppure nel fuoco Cassegrain in una configurazione simile a quella ottica resa possibile dai sub-riflettori.

Le *prestazioni di un'antenna* dipendono principalmente da due parametri: l'efficienza d'apertura e la forma del power pattern. L'**efficienza di apertura**  $\eta$  è definita come  $\eta = \frac{A_e}{A_g}$  dove  $A_g$  è l'*area geometrica* dell'antenna, ed è quindi proporzionale al quadrato del suo diametro, mentre  $A_e$  è l'*area effettiva* dell'antenna che indica la superficie su cui l'antenna è realmente capace di ricevere.

Questo rapporto è sempre  $\leq 1$  (=1 nel caso ideale) ed è dipendente dalla frequenza dell'onda incidente, in particolare più la frequenza è alta più basso sarà il rendimento. Il motivo di questo comportamento è da ricercare nei parametri che influiscono sull'efficienza di apertura: la qualità della superficie e il bloccaggio. Per *bloccaggio* si intende la presenza di sostegni, ricevitori e sub-riflettori che oscurano parte dell'antenna e ne diminuiscono l'area effettiva. La *qualità della superficie* è invece la deviazione di questa dalla forma teorica e, secondo il principio di Rayleigh, questa qualità deve variare in base alla lunghezza d'onda incidente.

Il **power pattern** (o *beam*) è la distribuzione angolare della potenza ricevuta o irradiata dall'antenna e, secondo il teorema di reciprocità, esso è uguale sia in trasmissione che in ricezione.



**Figura 7:** Forma del power pattern [Credit: Cidrolani A., Colantonio P., Lucci L., Antenne Integrate Attive]

Questo beam è in genere formato da un lobo principale e da una serie di lobi secondari. La forma del power pattern è parametrizzata dalla larghezza del beam principale a metà potenza (Half Power Beam Width, HPBW) o dalla larghezza ai primi nulli (First Nulls Beam Width, FNBW). Entrambe queste quantità sono proporzionali al rapporto  $\lambda/D$ . Per ottenere un buon rendimento, l'antenna deve essere realizzata in modo tale da intercettare solo il lobo principale della risposta del telescopio (vale a dire il disco di Airy in termini ottici). Gli effetti dei lobi secondari vengono quindi ridotti o eliminati.

## 3.2 Ricevitori

Il segnale proveniente dall'antenna (dipolo) viene trasmesso al ricevitore che converte le correnti elettriche ad alta frequenza in una grandezza più conveniente e utilizzabile per l'analisi.

Il comportamento del ricevitore è parametrizzato dalla sua sensibilità, amplificazione, larghezza di banda, livello di rumore e tempo di integrazione.

In particolare, il **rumore del ricevitore** è dato principalmente dal rumore termico dei componenti elettrici presenti ed è detto anche *rumore di Johnson* o *di Nyquist*. Questo tipo di rumore è di natura casuale ed è dipendente dalla temperatura, quindi per ridurlo alcune parti del ricevitore sono mantenute a temperature molto basse. Altre significative fonti di rumore sono dovute all'emissione casuale di elettroni (cosiddetto *shot noise*) e allo *spill-over* ovvero l'arrivo al ricevitore di radiazione non riflessa dallo specchio o non proveniente dalla sorgente astrofisica.

Un ricevitore è un apparato molto complesso e può avere varie forme. Il più semplice ed utilizzato è di tipo (*super-*)*eterodina*. Esso è composto innanzitutto da una matrice di *feed horn* conici che raccolgono e convogliano il segnale. Successivamente sono presenti uno o, più frequentemente, una serie di *amplificatori*, spesso raffreddati per contribuire il meno possibile al noise. Gli amplificatori più ampiamente utilizzati sono basati su transistor a effetto di campo eterostrutturali (HFET), noti anche come transistor ad alta mobilità elettronica (HEMT), in cui gli elettroni che trasportano corrente sono fisicamente separati dagli atomi donori e sono limitati a uno strato sottile ( $10nm$ ) di materiale non drogato il che permette di ottenere un dispositivo veloce e con basso rumore. Successivamente sono presenti anche detector e integratori che forniscono la grandezza finale (e l'errore relativo).

### 3.3 Interferometria radio

Gli obiettivi principali di costruzione di un telescopio radio non sono diversi da quelli di un telescopio ottico: si aspira ad ottenere un'alta risoluzione angolare e un'ampia copertura in frequenza. Questi sono raggiunti tramite l'utilizzo di superfici riflettenti accurate e grande aree di raccolta, in quanto  $\theta = 1,22 \frac{\lambda}{D}$ .

Inoltre, entrambi i parametri di prestazione delle antenne migliorano per diametri maggiori, quindi si aspira alla costruzione di radiotelescopi con diametro sempre maggiore. Come accade però per i telescopi ottici, la costruzione di radiotelescopi single-dish sempre più grandi presenta gravi difficoltà tecniche.

Il più grande single-dish mai costruito è il radiotelescopio FAST con diametro  $D = 500m$ , ma esso utilizza una depressione naturale e non è quindi orientabile. Il più grande single-dish orientabile è il radiotelescopio di Green Bank (GBT) con un diametro  $D = 100m$  che permette una risoluzione a  $1,4GHz$  di  $\theta = 7'$ .

Si aspira ad ottenere radiotelescopi diffraction limited, ovvero con una risoluzione inferiore all'arcsec. Tuttavia, per ottenere una risoluzione di  $1''$  a  $21cm$  ( $1,4GHz$ ) è necessario un diametro di  $42km$  del radiotelescopio, e questo è ovviamente impossibile. Per ovviare a questo problema si utilizza la tecnica dell'*interferometria* attraverso cui i segnali provenienti da due o più telescopi vengono correlati. L'interconnessione di queste antenne permetta la creazione di un telescopio virtuale di dimensione pari alla distanza tra le antenne, detta *baseline*  $b$ . La risoluzione angolare di un interferometro è proporzionale a  $\lambda/b$  ed è quindi facile ottenere risoluzioni pari o inferiori al secondo d'arco aumentando semplicemente la distanza tra le antenne.

L'interferometro radio più semplice è composto da una coppia di radiotelescopi il cui output è correlato da un supercomputer detto *correlatore*. Tuttavia, per essere correlati, i due segnali devono far parte dello stesso fronte d'onda, che colpirà le due antenne in momenti diversi. È quindi necessario attuare una correzione per la diversa distanza percorsa dal fronte d'onda, prima di amplificare, moltiplicare e integrare i segnali. Si ottiene così una *figura di interferenza a frange* che permette la ricostruzione della sorgente astronomica grazie alla rotazione terrestre che varia l'orientazione della baseline. In generale, l'interferometria è una tecnica molto complessa, ma che permette di ottenere ottimi risultati. Per esempio i singoli radiotelescopi che formano l'array VLA (Very Large Array) hanno una risoluzione a  $1,4\text{GHz}$  di  $30'$ , mentre come interferometro esso permette di ottenere una risoluzione di  $1''$  alla stessa frequenza.

Questo metodo è largamente utilizzato nella radioastronomia, ma può essere utilizzato anche in altre bande, in particolare in quella ottica. Per esempio, si ottiene un interferometro ottico detto VLTI (Very Large Telescope Interferometer) combinando i segnali raccolti dai telescopi principali o ausiliari del VLT, aumentando anche in questo caso la risoluzione.

## 4 Telescopi X

I raggi X furono scoperti da Rontgen nel 1895 e nei primi anni il loro studio fu confinato a sorgenti terrestri. Questo in quanto l'atmosfera è completamente opaca a queste alte energie e quindi lo studio di sorgenti astronomiche di raggi X obbliga l'utilizzo di palloni aerostatici o razzi per portare i detector negli strati superiori dell'atmosfera o in orbita.

Inoltre, solo nel 1923 Compton dimostrò che i raggi X possono essere riflessi da una superficie lucida, ma solo se l'angolo di incidenza (rispetto alla superficie) è molto piccolo. Per questo motivo nacque il termine *riflessione a incidenza radente*. La costruzione di telescopi basati su questo principio e il loro viaggio al di fuori dell'atmosfera presentò molti ostacoli e perciò l'astronomia a raggi X fu l'ultima a svilupparsi tra quelle qui trattate. Solo nel 1949 si svolse la prima osservazione astronomica a raggi X, nei confronti del Sole. Questa osservazione non fu però basata sui telescopi a incidenza radente ma su un altro tipo di detector. L'osservazione astronomica di raggi X può quindi avvenire attraverso due metodi.

### 4.1 Rilevatori a ionizzazione gassosa

Le prime rilevazioni astronomiche di radiazione ad alta energia, tra cui quella del 1949, avvennero attraverso contatori Geiger di grande area posti su palloni sonda. I contatori Geiger e i connessi contatori proporzionali, noti collettivamente come rilevatori a ionizzazione gassosa (*gas-filled ionization detectors*), sono ancora tra i rilevatori più frequentemente utilizzati per le radiazioni ad alta energia.

I **contatori Geiger** sono in genere costituiti da un contenitore cilindrico riempito da argon a bassa pressione con una piccola aggiunta di un gas organico, come il vapore



di alcol. All'interno di questo contenitore, due elettrodi (e un cavo coassiale) sono posti a una differenza di potenziale tale che l'ingresso di una radiazione ionizzante innesca una scarica e quindi una corrente elettrica tra gli elettrodi. Questa corrente può essere amplificata e così rilevata. In particolare, gli elettroni prodotti nella ionizzazione iniziale vengono accelerati dal potenziale applicato, acquistano così energia fino a causare un'ulteriore ionizzazione, producendo più elettroni. Questi elettroni vengono a loro volta accelerati e così via. Questo fenomeno è detto *moltiplicazione a valanga* e il fattore di amplificazione può raggiungere  $10^8$  elettroni che arrivano all'elettrodo per ognuno nella scia di ionizzazione iniziale. La valanga di elettroni si satura rapidamente, in modo che l'impulso rilevato sia indipendente dall'energia originale del fotone. Questo è uno svantaggio importante se il dispositivo viene utilizzato come rivelatore primario e quindi i contatori Geiger sono stati sostituiti da contatori proporzionali. Un altro svantaggio dei contatori Geiger, che si applica anche a molti altri rivelatori, è che una risposta a un evento lascia il rivelatore inoperativo per un breve intervallo, noto come *tempo morto*. Nel contatore Geiger la causa del tempo morto deriva dal fatto che una scarica abbassa il potenziale tra gli elettrodi fino a renderlo momentaneamente insufficiente per causare una seconda valanga di elettroni nel caso in cui un altro raggio X entri nel dispositivo. La lunghezza del tempo morto è in genere  $200ms$ .

I **contatori proporzionali** sono a tutti gli effetti contatori Geiger, ma essi lavorano a una tensione inferiore così da evitare la saturazione dell'impulso. In questo modo l'intensità dell'impulso stesso è proporzionale all'energia della ionizzazione iniziale e quindi proporzionale all'energia del fotone incidente.

Ipotizzando che tutta l'energia della radiazione incidente sia assorbita dal contatore (il che porta spesso alla costruzione di contatori molto grandi), l'energia originale è ottenibile dall'intensità dell'impulso, e per questo il contatore è detto *proporzionale*. Le efficienze quantiche di questi contatori si avvicinano al 100% per energie fino a  $50keV$ .

## 4.2 Telescopi a incidenza radente

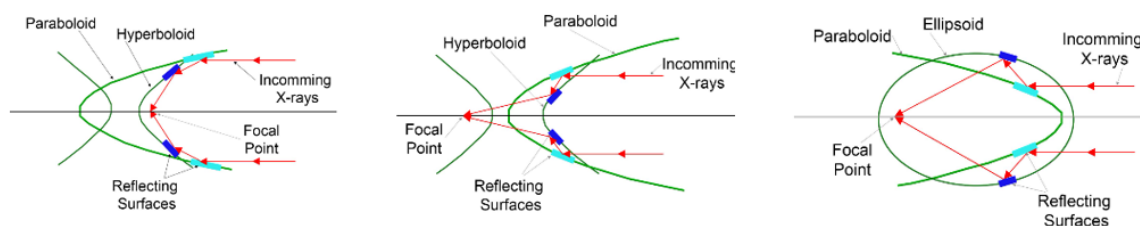
Il già citato fenomeno della riflessione a incidenza radente si basa sulla *riflessione totale* che avviene quando l'angolo di incidenza (rispetto alla normale alla superficie) supera l'*angolo critico*, che dipende dall'indice di rifrazione del materiale riflettente. Per incidenze perpendicolari alla superficie, come accade solitamente nei telescopi ottici e radio, la radiazione attraversa indisturbata la superficie in quanto la lunghezza d'onda dei raggi X è inferiore alla distanza tra gli atomi della superficie stessa.

Dalla scoperta di Compton del 1923, lo sviluppo di superfici atte alla riflessione radente presentò numerosi ostacoli. All'epoca l'applicazione più interessante fu la costruzione di un microscopio a raggi X che portò Jentsch a condurre una serie di studi sulla costruzione e sulla geometria di questi specchi. Nel 1929 egli concluse che era impossibile formare buone immagini mediante l'utilizzo di un singolo specchio sferico a causa dell'estremo astigmatismo proveniente dalla condizione di incidenza radente (come si avrebbe nella banda ottica). Tuttavia, questo problema poteva essere superato attraverso l'utilizzo di una singola superficie riflettente con due raggi di curvatura molto diversi; egli propose quindi l'utilizzo di specchi toroidali o cilindrici e mise in evidenza i benefici dati dall'utilizzo successivo di due specchi.

Le idee di base per l'imaging a raggi X furono stabilite in questo lavoro ma furono sviluppate solo nel 1948 quando Kirkpatrick e Baez ottennero la prima immagine a raggi X utilizzando due specchi cilindrici incrociati ortogonalmente. Questa configurazione presentava però molte carenze, in particolare possedeva una piccola apertura, bassa risoluzione e un grande contributo di aberrazioni.

Inoltre Ehrenberg dimostrò che le superfici degli specchi utilizzati devono avere un livello estremamente basso di rugosità per non contaminare l'immagine. Per esempio, a un angolo di incidenza di  $2^\circ$ , una rugosità superficiale con un'altezza pari a circa la lunghezza d'onda dei raggi X utilizzati disperde il 20% dei raggi X riflessi totali dal fuoco dell'immagine. All'inizio degli anni '50 erano quindi presenti queste due grandi difficoltà ed era necessario sviluppare configurazioni più prestanti e tecnologie appropriate per modellare gli specchi con la precisione richiesta.

Dopo una serie di analisi su specchi paraboloidi, iperboloidi ed ellissoidi, Wolter dimostrò nel 1951 che per ottenere immagini su un campo esteso, i raggi X devono subire due riflessioni successive in una combinazione paraboloido-iperboloido o paraboloido-ellissoide coassiali e confocali. Propose quindi 3 configurazioni, dette configurazioni di Wolter, che risolsero il problema del posizionamento degli specchi.



**Figura 8:** Configurazioni di Wolter tipo I, II e III (da sinistra a destra) [Credit: X-ray telescopes, NASA]

Queste configurazioni furono però proposte nell'ambito di costruzione di microscopi e non vennero quindi prese in considerazione per la realizzazione di telescopi X. Questo fino al 1960 quando Giacconi e Rossi evidenziarono che l'utilizzo di ottiche di focalizzazione avrebbe permesso un grande sviluppo nell'astronomia X, permettendo maggiore area di raccolta e quindi migliore risoluzione angolare. Solo nel 1961 fu completato il primo telescopio a raggi X basato sulle configurazioni di Wolter, con un'area di raccolta di circa  $1\text{cm}^2$  che permise una risoluzione inferiore a  $1\text{arcmin}$  (Giacconi et al. 1981). In particolare, il design oggi più comunemente utilizzato è il Tipo I, in quanto presenta la configurazione meccanica più semplice e la possibilità di annidare più telescopi aumentando quindi l'area di riflessione utile. Questo metodo è sviluppato per esempio nel Chandra X-Ray Observatory composto da 4 specchi spessi annidati e rivestiti in iridio. Similmente per l'osservatorio giapponese Sazaku che presenta specchi sottili rivestiti d'oro così da permettere un annidamento più denso (sono infatti presenti 700 specchi annidati).

Il vantaggio principale del Tipo II rispetto al Tipo I è ottenere ingrandimenti maggiori in quanto la seconda riflessione è esterna alla superficie il che consente lunghezze focali maggiori. Tuttavia questa configurazione è affetta da maggiori aberrazioni e quindi il Wolter Tipo II è utile solo come imager a campo stretto o come ottica per uno spettrometro. Al contrario, il Wolter Tipo III non è mai stato impiegato per l'astronomia a raggi X.

# Bibliografia e sitografia

Rieke G. & Manning S., 2009, *Measuring the Universe: A Multiwavelength Perspective*.

Lardo C., 2023, dispense del corso di *Ottica astronomica*.

Marano B., 2023, dispense del corso di *Ottica astronomica*, modulo 2.

Hecht E., 2015, *Optics*.

Kitchin C.R., 2003, *Astrophysical Techniques*.

Gitti M., 2023, dispense del corso di *Esperimentazioni di fisica 2*.

De Gasperini F., 2024, lezione del corso di *Tecniche di analisi dati astronomici*.

Aschenbach B., 1985, *X-ray telescope*.

*X-ray Telescopes*, NASA,

[https://imagine.gsfc.nasa.gov/observatories/technology/xray\\_telescopes2.html](https://imagine.gsfc.nasa.gov/observatories/technology/xray_telescopes2.html)