

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:  
**Valerio Oss**

Relatore:  
**Chiar.mo Prof.  
Daniele Dallacasa**

---

Anno accademico 2020-2021

Mi piace pensare che la Luna  
sia lì anche quando non la sto osservando

*Albert Einstein*

---

## **Abstract**

In questo elaborato si vuole descrivere il funzionamento generale di telescopi, in banda ottica, radio e X, con un approfondimento sui principi di funzionamento e sulle relative differenze. In generale si può definire un telescopio come uno strumento capace di raccogliere la radiazione elettromagnetica per concentrarla grazie a lenti, specchi o antenne paraboliche, in un'area ristretta, un punto focale in cui si trova un rivelatore, che può essere l'occhio umano, un CCD, un illuminatore ecc. Questi, grazie anche a software dedicati, elaborano la radiazione raccolta fornendo un'immagine della sorgente celeste.

---

## Indice

<b>1. Introduzione: vedere oltre</b> .....	<b>1</b>
<b>2. Telescopi ottici</b> .....	<b>2</b>
2.1 Telescopi rifrattori .....	2
2.2 Telescopi riflettori .....	4
2.2.1 Newtoniani .....	4
2.2.2 Cassegrain .....	4
2.2.3 Gregoriani .....	5
2.2.4 Catadiottrici .....	5
2.3 Differenze tra lenti e specchi .....	6
2.4 Montature equatoriali e azimutali .....	7
2.5 Ottiche adattive .....	7
<b>3. Radiotelescopi</b> .....	<b>8</b>
3.1 Antenne .....	9
3.1.1 Parametri di rendimento dell'antenna .....	10
3.2 Ricevitori .....	10
3.3 Interferometria .....	11
<b>4. Telescopi X</b> .....	<b>12</b>
4.1 Contatori proporzionali .....	12
4.2 Telescopi a incidenza radente .....	13
<b>5. Presente e futuro: JWSS e E-ELT</b> .....	<b>15</b>
Bibliografia .....	16
Ringraziamenti .....	17

## 1. Introduzione: vedere oltre

Fin dall'inizio delle osservazioni astronomiche nell'antichità, l'uomo cercò un modo per aumentare le capacità di raccolta della luce del nostro occhio. Inizialmente si limitò allo spettro visibile: sembra che già nei primi anni del 1600 circolassero in Olanda i primi cannocchiali, anche se non per uso scientifico-astronomico. Fu solo nel 1609 che Galileo Galilei costruì e perfezionò il primo semplice modello di cannocchiale rifrattore: fu probabilmente il primo a studiarne metodicamente il funzionamento e certamente fu il primo a comprenderne le potenzialità: anche se era solo una lente piano-convessa (convergente) utilizzata come obiettivo e una piano-concava (divergente) come oculare e ingrandiva solo nove volte, gli permise di vedere i satelliti di Giove e i crateri lunari.

Da quel momento in poi, l'astronomia conobbe una nuova genesi.

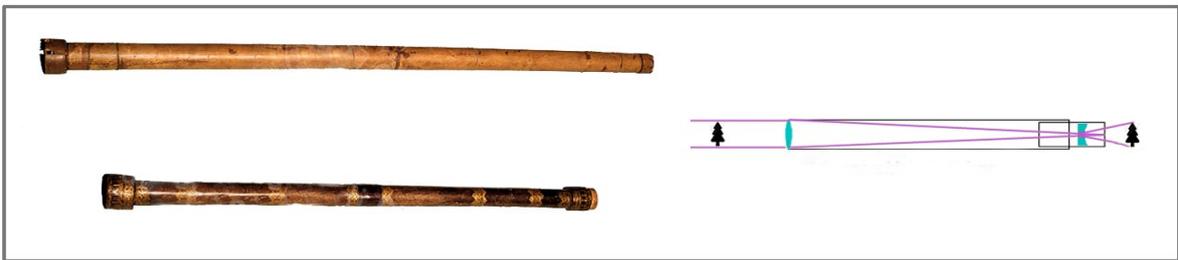


Fig.1: I primi cannocchiali di Galileo (Museo di Storia della Scienza, Firenze) e il loro schema ottico

Purtroppo il grande problema del modello galileiano (e poi kepleriano) dei telescopi erano le lenti stesse, affette, anche a causa di una costruzione ancora approssimativa, da aberrazioni cromatiche e sferiche. Ci voleva un'altra innovazione: fu proprio Isaac Newton che nel 1668 progettò un nuovo tipo di telescopio che si basava su specchi anziché lenti. Il fascio dello specchio curvo (parabolico) veniva fatto convergere su uno specchietto secondario e poi inviato a un oculare: nasceva il telescopio riflettore.

L'evoluzione tecnica degli strumenti astronomici progredì a passo veloce, sia in ambito ottico sia, a partire dagli anni trenta del 900 in ambito radioastronomico. Fu una scoperta casuale che permise a Karl Guthe Jansky di trovare una radiazione costante con un picco di intensità verso il centro della nostra galassia. Il primo radiotelescopio fu realizzato da Grote Reber nel 1937, un paraboloide di 9,4 metri di diametro che permise al suo creatore di confermare le prime misure di Jansky, creando successivamente una mappa completa della nostra galassia. Solo dagli anni '50 in poi la radioastronomia prese piede e iniziò il suo grande sviluppo.

Vedere oltre però significa innanzitutto superare un grande ostacolo: la nostra atmosfera. Questa è opaca solo ad alcune lunghezze d'onda. Come illustra la figura 2

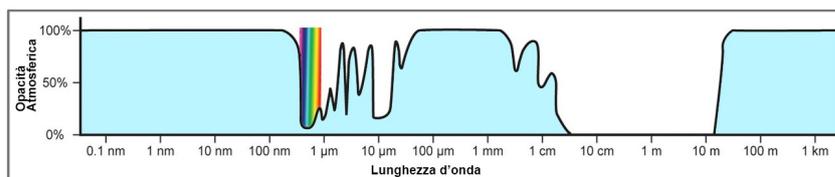


Fig.2: Opacità dell'atmosfera a varie lunghezze d'onda

l'atmosfera è trasparente solo in alcune aree dette "finestre": la finestra ottica (tra i 300 nm e gli 800 nm) che coincide con la regione di sensibilità dell'occhio umano, la

finestra infrarossa (dai 700 nm a 1.3 μm) e la finestra più grande, quella radio, che comprende anche le microonde (da 1 mm a circa 20 m). Per questo motivo l'osservazione

da terra è limitata all'uso dei telescopi ottici e dei radiotelescopi. Le rimanenti bande, in particolare l'infrarosso, l'ultravioletto e le bande altamente energetiche come i raggi X e gamma, possono essere osservate quasi esclusivamente tramite telescopi orbitali o collocati su palloni aerostatici ad alta quota.

## 2. Telescopi ottici

Il nome telescopio deriva dal greco τηλε (tēle) che significa «lontano» e σκοπεῖν (skopein) ovvero «guardare, vedere», ed è una parola conosciuta dal matematico greco Giovanni Demisiani (Ἰωάννης Δημησιάνος) nel 1611, in occasione di un incontro per l'elezione di Galileo Galilei nell'Accademia dei Lincei.

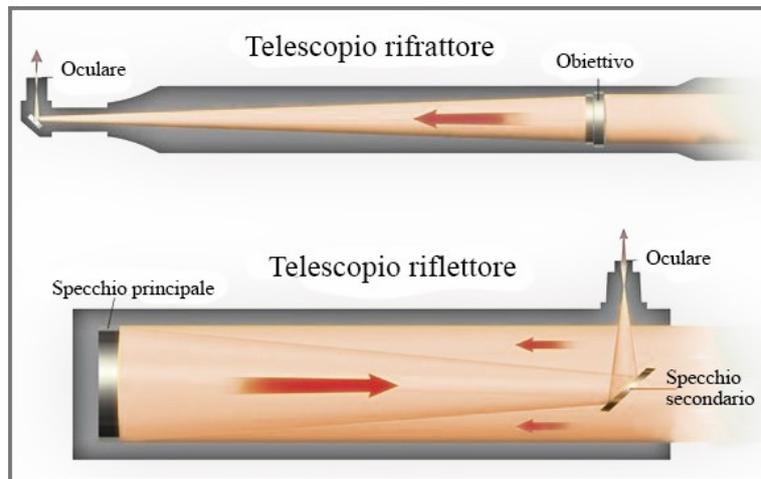


Fig.3: Le due principali configurazioni ottiche dei telescopi

Le configurazioni ottiche dei telescopi si possono dividere in due categorie (fig.3). I **telescopi rifrattori** che, grazie ad un insieme di lenti, sfruttano la rifrazione della luce per focalizzare l'immagine. I **telescopi riflettori** che, sfruttando il fenomeno della riflessione della luce, la raccolgono tramite l'uso di uno specchio concavo, spesso parabolico (ma non esclusivamente), concentrandola sul fuoco, da cui può essere osservata e analizzata.

### 2.1 Telescopi rifrattori

La rifrazione è un fenomeno ottico che causa la deviazione di un'onda quando questa passa da un mezzo ad un altro con indice di rifrazione differenti, in cui la velocità di propagazione cambia, secondo la legge di Snell:

$$n_1 \sin\theta_1 = n_2 \sin\theta_2$$

dove  $n_1$  e  $n_2$  sono gli indici di rifrazione dei due materiali attraversati,  $\theta_1$  e  $\theta_2$  sono rispettivamente gli angoli di incidenza e rifrazione.

Come già accennato, i telescopi rifrattori sono composti da un obiettivo e da un oculare. L'obiettivo è un sistema di lenti che raccoglie la luce proveniente da un oggetto e focalizza i raggi per produrre un'immagine reale. Può essere costituito anche solo da una lente convergente posta

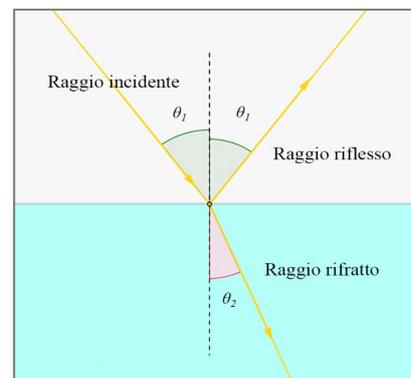


Fig.4: Rifrazione e riflessione della luce

fra il primo fuoco e l'infinito. L'oculare è un sistema di lenti racchiuso in un barilotto, che permette di formare un'immagine virtuale dell'oggetto, accessibile quindi all'occhio umano. L'ingrandimento che si può ottenere dipende dal rapporto tra la lunghezza focale dell'obiettivo e la lunghezza focale dell'oculare. Se si divide la lunghezza focale del telescopio per la lunghezza focale dell'oculare si ottiene l'ingrandimento  $I$ :

$$I = \frac{f_{ob}}{f_{oc}}$$

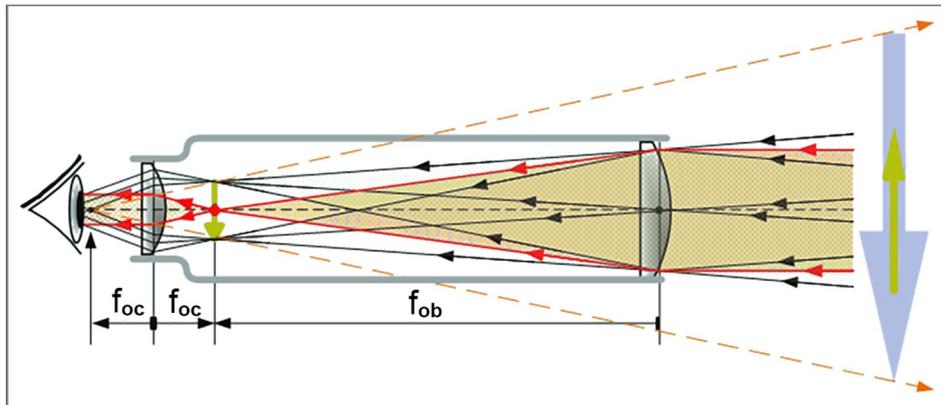


Fig.5: Schema ottico di telescopio rifrattore Kepleriano

In questo modo il sistema ottico ribalta l'immagine osservata. L'immagine dritta è restituita da una configurazione di tipo Galileiana (vedi fig.1). Il vantaggio dell'oculare di tipo kepleriano però è che l'immagine è concentrata nel fuoco e l'occhio posto nella pupilla d'uscita raccoglie tutta la luce e vede tutto il campo, mentre con l'oculare galileiano è necessario vagare con l'occhio per poter vedere completamente l'immagine.

Il grande passo successivo dell'evoluzione dei telescopi rifrattori fu l'invenzione della lente acromatica, lente con elementi multipli che risolveva il problema dell'aberrazione cromatica e permetteva lunghezze focali più corte. Un'evoluzione successiva (1886) furono i rifrattori apocromatici (accoppiando almeno 3 vetri diversi), costruiti con materiali speciali con bassissima dispersione (tipicamente vetro *Flint*, vetro *Crown* e spesso vetro alla *fluorite*) cioè in grado di mettere a fuoco nello stesso punto la luce di tre diverse lunghezze d'onda (blu, verde e rosso). Purtroppo, nonostante questi miglioramenti, le dimensioni delle lenti dei telescopi rifrattori devono essere contenute, altrimenti la lente si deforma sotto il suo stesso peso per il fatto che essa può essere sostenuta solo sui suoi bordi, a differenza di uno specchio che può essere supportato anche sulla parte posteriore. Per questo motivo il più grande rifrattore del mondo ha un diametro di "soli" 102 cm, e si trova all'osservatorio di Yerkes (università di Chicago, 1897).



Fig.6: Telescopio rifrattore di Yerkes

## 2.2 Telescopi riflettori

La riflessione è il fenomeno per cui un'onda, che si propaga lungo l'interfaccia tra differenti mezzi, cambia di direzione a causa di un impatto con un materiale riflettente. La riflessione della luce verifica la legge sperimentale, nota sotto il nome di legge di Snellius-Cartesio, che dice che il raggio incidente, la normale alla superficie riflettente nel punto di incidenza ed il raggio riflesso giacciono sullo stesso piano. Inoltre l'angolo di incidenza  $\theta_i$  è uguale all'angolo di riflessione (*fig. 4*).

Il primo telescopio riflettore fu progettato e inventato da James Gregory nel 1661 e in seguito sarà chiamato telescopio gregoriano. Venne poi costruito, con alcune modifiche, da Newton nel 1668, anche se la priorità nell'invenzione del telescopio a riflessione spetta a all'astronomo Hooke o a Newton è tutt'oggi oggetto di discussione.

I telescopi a riflessione utilizzano per obiettivo uno specchio concavo (primario) e uno o più specchi di dimensioni minori e di forma opportuna (secondari). Adottando superfici riflettenti, i raggi luminosi non subiscono rifrazioni e le immagini prodotte sono quindi prive di aberrazione cromatica. Inoltre, scegliendo opportunamente la forma delle superfici impiegate, è possibile eliminare le aberrazioni geometriche per fornire così immagini otticamente corrette. I telescopi riflettori si possono distinguere in alcune diverse categorie, in base alla differente configurazione degli specchi:

### 2.2.1 Newtoniani

La classica configurazione inventata da Isaac Newton nel lontano 1668 prevede la presenza di uno specchio primario parabolico che concentra la luce sul fuoco. Prima di raggiungerlo, i raggi luminosi vengono intercettati da uno specchio piano di forma ellittica inclinato di  $45^\circ$  (specchio secondario) che li riflette verso un foro laterale del tubo, dove viene posto l'oculare. Questo tipo di telescopio ha una limitata capacità di correggere le aberrazioni geometriche fuori asse ed è generalmente molto lungo, avendo lunghezza confrontabile con la distanza focale equivalente definita dal primario.

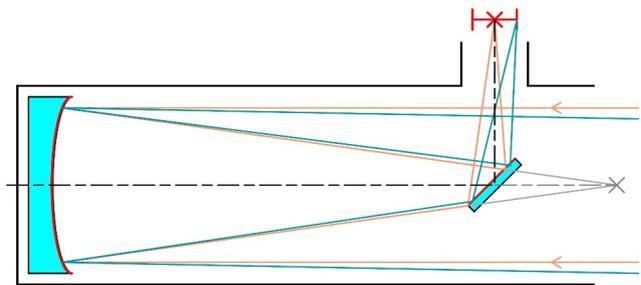


Fig.7: Telescopio Newtoniano

### 2.2.2 Cassegrain

Il telescopio Cassegrain è realizzato con uno specchio primario parabolico concavo e un iperboloido convesso come secondario. Lo specchio secondario intercetta i fasci convergenti sul fuoco primario prima che lo raggiungano. Il fuoco primario coincide con uno dei due fuochi geometrici dell'iperboloido, mentre l'altro è posto dietro il primario, che è forato, e costituisce il fuoco del telescopio. Questo telescopio ha il vantaggio di essere molto più corto della focale equivalente. A causa della difficoltà di lavorazione del secondario, i telescopi Cassegrain hanno avuto un'evoluzione più lenta, anche se oggi sono diffusissimi tra gli astrofili anche per la loro contemporanea potenza (lunghezza focale) e portabilità.

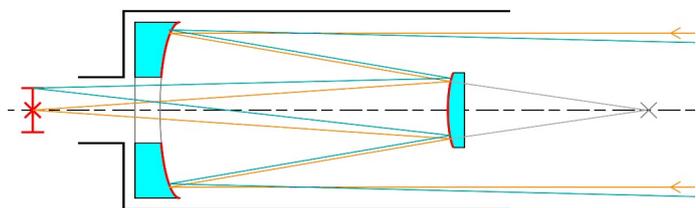


Fig.8: Telescopio Cassegrain

Un'importante variazione del Cassegrain classico è il telescopio *Ritchey-Chrétien*, che impiega sempre due specchi, uno primario ed uno secondario ma questa volta entrambi iperboloidi. Ciò permette di diminuire notevolmente gli effetti dell'aberrazione per gli oggetti fuori asse. Ha come unica aberrazione l'astigmatismo ma nessuna aberrazione sferica e coma aumentando quindi il campo corretto. Anche l'astigmatismo può essere annullato inserendo un terzo elemento ottico curvo. Quando questo elemento è uno specchio, il risultato è un telescopio anastigmatico a tre specchi.

I più grandi telescopi del mondo adottano ormai da tempo questa configurazione. Fra i più importanti ricordiamo il Very Large Telescope dell'ESO (VLT) in Cile con i suoi 4 telescopi da 8.2 m di diametro e il Gran Telescopio Canarias al Roque de los Muchachos Observatory (Spagna) con un diametro di 10.4 m.



Fig.9: Il Very Large Telescope VLT (Cile)

Esiste anche un'altra variante del telescopio Cassegrain: la configurazione *Nasmyth*. In questo caso alla classica configurazione Cassegrain si aggiunge un terzo specchio (piano), situato lungo l'asse di declinazione strumentale che porta fuori il fuoco all'interno dell'asse. L'osservazione della sorgente avviene così all'estremità dell'asse di declinazione ove sono collocati gli strumenti di osservazione. In un telescopio Nasmyth non è dunque necessaria la foratura dello specchio primario.

### 2.2.3 Gregoriani

Il telescopio gregoriano, descritto dall'astronomo e matematico scozzese James Gregory nel suo libro del 1663 *Optica Promota*, utilizza due specchi concavi, lo specchio primario, un paraboloide concavo, raccoglie la luce e la fa convergere verso un fuoco posto davanti allo specchio secondario, un ellissoide concavo, che riflette l'immagine all'indietro attraverso un foro nello specchio primario. Questo produce un'immagine non capovolta, utile anche per le osservazioni terrestri. Alcuni piccoli cannocchiali sono ancora costruiti in questo modo. Esistono diversi grandi telescopi moderni che utilizzano una configurazione gregoriana come il Large Binocular Telescope in Arizona o i telescopi Magellano, nell'Osservatorio di Las Campanas, in Cile.

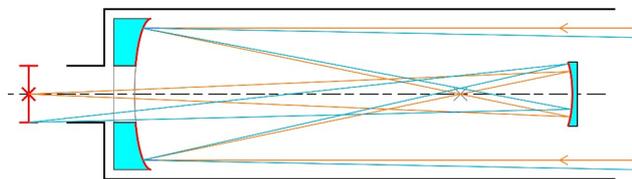


Fig.10: Telescopio Gregoriano

### 2.2.4 Catadiottrici

Il telescopio catadiottrico è un tipo di telescopio che si basa su un sistema ottico costituito da specchi e lenti. In tale telescopio, che può quindi essere definito come un ibrido tra un telescopio rifrattore, che si avvale di lenti, e un telescopio riflettore, basato su specchi, vengono sfruttati entrambi i principi della rifrazione e della riflessione della luce.

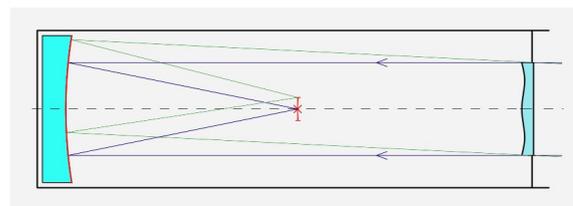


Fig.11: Camera Schmidt

---

Un esempio di telescopio catadiottrico è il telescopio *Schmidt* (1930) che è costituito da uno specchio primario concavo sferico, un piano focale ricurvo ed una lente correttiva che riduce l'aberrazione sferica, posta nel centro di curvatura del primario. È una camera fotografica studiata per fornire fotografie ad ampio campo. È detta appunto *camera Schmidt* proprio perché si tratta di uno strumento principalmente rivolto all'astrofotografia.

### 2.3 Differenze tra lenti e specchi

Abbiamo visto come gli specchi presentano alcuni vantaggi rispetto all'utilizzo delle lenti. Queste ultime sono realizzate in vetro di altissima qualità come il Crown, con un alto indice di rifrazione e una bassa dispersione, di solito combinate con altre lenti in vetro Flint, anch'esso con un indice di rifrazione particolarmente alto (1,6-1,89) e dispersione attorno a 0,017. Queste caratteristiche lo rendono adatto per vetri d'ottica quali prismi e lenti acromatiche anche se permangono problemi di aberrazione cromatica e stabilità strutturale su lenti di grandi dimensioni.

Per gli specchi invece non esiste l'aberrazione cromatica, non vi è alcun assorbimento della luce come nel vetro (c'è una minima percentuale di perdita causata dal materiale riflettente), inoltre avendo una singola superficie sono più facili da costruire e da pulire ed infine è più facile mantenerli in posizione. È comunque ovvio che necessitano di una curvatura come le lenti ed inoltre sono più soggetti a degradazione della superficie riflettente col passare degli anni. La qualità della lavorazione ottica degli specchi è determinante per le prestazioni del telescopio: idealmente tutti i fotoni riflessi dallo specchio vanno a convergere in un unico punto, il fuoco, ma imperfezioni nella lavorazione provocano una sfocatura dell'immagine. La lavorazione deve essere fatta in modo tale che le imperfezioni più grandi presenti sullo specchio siano una piccola frazione della lunghezza d'onda della luce ricevuta ( $1/100\lambda$ ), dell'ordine quindi dei nanometri.

Il vetro, utilizzato per la fabbricazione degli specchi per la prima metà del XX sec., risente molto delle variazioni di temperatura. Per questo sono stati realizzati specchi con altri materiali che vanno dal borosilicato (il comune pyrex), o l'Ule (Ultra low expansion), il Quarzo fuso, il CerVit (Ceramica vetrificata) e lo Zerodur (con cui sono stati costruiti i 4 specchi da 8.2 m di diametro ciascuno del VLT, il Very Large Telescope dell'ESO) che hanno coefficienti di dilatazione termica praticamente nulli. In molti casi, gli specchi sono costruiti con una struttura a nido d'ape che garantisce insieme leggerezza e rigidità.

Anche la copertura della superficie con il corretto materiale riflettente è di fondamentale importanza: i metalli riflettenti solitamente usati per gli specchi astronomici sono l'Alluminio (Al), l'Argento (Ag) e l'Oro (Au). Le performance dell'alluminio e il suo costo relativo hanno reso questo materiale il più diffuso (processo di alluminatura) anche se studi recenti hanno messo in evidenza una nuova tecnica per realizzare rivestimenti protettivi su film riflettenti a base di argento (silver coating) per specchi astronomici di grandi dimensioni. Tale tecnica è chiamata *atomic layer deposition* e consiste nel realizzare un sottilissimo strato di materiale depositandone uno strato molecolare alla volta, garantendo così un'alta uniformità dello spessore sulla superficie. Il tutto ha lo scopo di aumentare il tempo osservativo disponibile, limitando le operazioni di manutenzione che con l'argento devono essere più frequenti a causa della facilità con cui questo elemento ossida in condizioni atmosferiche aggressive. Le caratteristiche di riflessione dell'Oro invece sono adeguate solo in caso di osservazione nell'infrarosso in quanto il suo potere di riflessione diminuisce drasticamente verso la parte Blu dello spettro ma aumenta ben oltre le capacità di alluminio e argento oltre i 700nm.

## 2.4 Montature

I telescopi necessitano di supporti stabili che consentano un puntamento fluido e preciso dell'oggetto in esame oltreché del suo inseguimento sulla volta celeste. Per i telescopi terrestri esistono due tipi principali di montature: equatoriale e azimutale. Nella montatura **equatoriale** uno degli assi è diretto verso il Polo Nord Celeste (o Polo Sud). Questo asse è chiamato asse polare o asse orario (coordinata ascensione retta). L'altro asse, l'asse di declinazione, è perpendicolare. Poiché l'asse orario è parallelo all'asse di rotazione terrestre la rotazione apparente del cielo può essere compensata ruotando a velocità costante l'asse ottico attorno l'asse orario. Nella montatura **azimutale** un asse è verticale e l'altro è orizzontale. È una montatura più facile da costruire della montatura equatoriale ed è più stabile

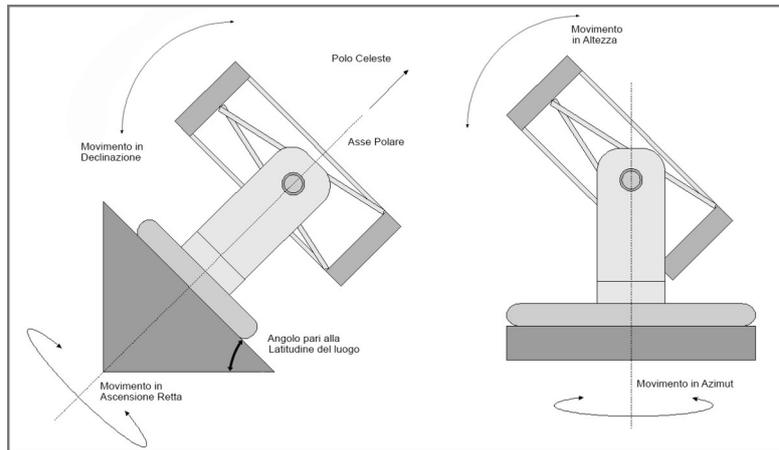


Fig.12: Montatura equatoriale (a sinistra) e azimutale (a destra)

per i grandi telescopi, che devono supportare pesi enormi. In questo caso però, per seguire la rotazione del cielo, il telescopio deve essere ruotato in entrambi gli assi e con velocità variabili. In più se un oggetto è vicino allo zenit il suo azimut varierà molto velocemente e la sua osservazione sarà molto difficoltosa. I più grandi telescopi sono stati costruiti su montature equatoriali finché, con lo sviluppo dei computer, è stato possibile realizzare con essi la più complessa guida azimutale. Molti dei telescopi più recenti sono posti infatti su montature azimutali. D'altra parte, è chiaro che con questa montatura il campo mirato ruota apparentemente attorno al polo celeste col passare del tempo e quindi la strumentazione di acquisizione (camera CCD, spettroscopio ecc.) viene ruotata per compensare questo effetto tramite un sistema chiamato *derotatore di campo*.

## 2.5 Ottiche adattive

Nonostante le “finestre” di visibilità nello spettro elettromagnetico, anche le immagini prodotte dai telescopi ottici a terra, sono affette da distorsioni a causa del fatto che la luce, attraversando vari strati d'aria, è fortemente soggetta a fenomeni di *seeing*, che si manifestano facendo apparire la sorgente non più puntiforme ma estesa in un disco di luminosità variabile (disco di Airy). Teoricamente uno strumento ideale è in grado di raccogliere circa l'84% della radiazione incidente contenuta in questo disco. Il raggio del disco di Airy ci permette di calcolare la risoluzione angolare massima dello strumento  $\theta_{max}$ :

$$\theta_{max} = 1.22 \frac{\lambda}{D}$$

Dove  $D$  è il diametro dello strumento e  $\lambda$  la lunghezza d'onda della luce incidente. La turbolenza atmosferica devia quindi la radiazione luminosa e alcuni fasci arrivano prima di altri sul sensore causando uno “scintillio” della sorgente. Difficilmente, a causa di questo

continuo spostamento di masse d'aria, la precisione di un telescopio a terra scende sotto 1" d'arco, contro gli 0.05" dell'Hubble Space Telescope.

Si può attenuare questo fenomeno ponendo il telescopio ad elevate altitudini e in aree del pianeta secche e desertiche.

La soluzione definitiva è però l'uso delle ottiche adattive. Il principio di funzionamento si basa sull'utilizzo di un raggio laser per generare una stella guida artificiale (laser guide star, LGS). Normalmente si utilizza la luce laser a 589nm per eccitare in modo risonante gli atomi di sodio più in alto nella mesosfera e nella termosfera attorno ai 70km di quota, che poi sembrano "brillare". L'LGS può quindi essere utilizzata come riferimento del fronte d'onda allo stesso modo di una stella guida naturale, che però non è sempre presente nel campo di osservazione. L'immagine deformata dall'atmosfera dell'LGS viene analizzata da un sensore di fronte d'onda in un tempo scala dell'ordine dei millisecondi e il computer calcola la forma ottimale dello specchio per correggere le distorsioni, rimodellando la superficie dello specchio deformabile tramite migliaia di attuatori meccanici.



Fig. 13: Il pianeta Nettuno osservato con il VLT senza l'impiego di ottiche adattive (a sinistra); con l'Hubble Space Telescope (al centro); con un sistema di ottiche adattive operativo sullo strumento MUSE/GALACSY del VLT, a destra. (Crediti: ESO / P.Weilbacher, AIP / NASA / ESA / M.H.Wong & J.Tollefson UC Berkeley)

### 3. Radiotelescopi

La radioastronomia è una scienza piuttosto giovane rispetto all'astronomia ottica: trovò infatti i suoi primi sviluppi durante gli anni '30 del 900, oltre 300 anni dopo le prime osservazioni nello spettro visibile. Fu Karl Jansky, ricercatore presso i *Bell Telephone Laboratories* nel 1931, utilizzando un array di antenne di oltre 30 metri di lunghezza, che registrò una radiazione avente lunghezza d'onda  $\lambda = 14.6\text{m}$  (20.5 MHz), dimostrando che doveva essere di origine extraterrestre. Il "sibilo" debole ma continuo rilevato dall'antenna di Jansky, sorgeva e tramontava su base giornaliera, dando così l'impressione di provenire dall'esterno del nostro pianeta. Anche se inizialmente sembrava causato dalle emissioni radio del Sole, calcolando più precisamente le coordinate celesti di provenienza, si capì che questo segnale veniva dalla costellazione del Sagittario, ossia dal centro della nostra galassia. Pochi anni dopo l'ingegnere Grote Reber pubblicò su una rivista di astrofisica i risultati delle sue osservazioni con il primo radiotelescopio parabolico a  $\lambda = 1.87\text{m}$  mostrando la prima radio survey di una galassia. Migliorando poi le tecnologie radar sviluppate durante la seconda guerra mondiale, le osservazioni in banda radio fecero enormi progressi e il mondo scientifico-astronomico cominciò a interessarsi a questo campo.

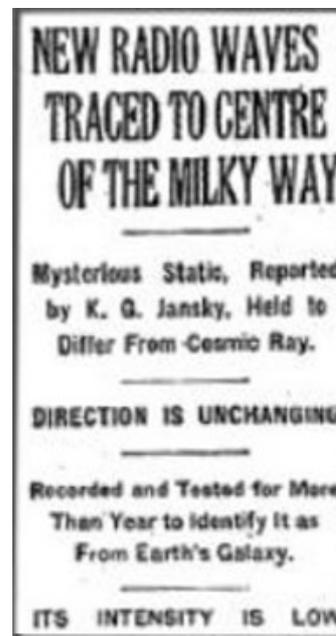


Fig.14: Prima pagina del *New York Times* del 1933 con la scoperta di C.Jansky

Un radiotelescopio è costituito da un'antenna composta da una superficie riflettente che raccoglie la radiazione e da un ricevitore che rileva, filtra e amplifica la radiazione raccolta. Siccome si lavora a lunghezze d'onda comprese fra circa 0.5 mm (600 GHz) e 20m (15 MHz), la struttura dei radiotelescopi è meno “vincolante” di quelli ottici. Le antenne possono infatti essere sia grandi parabole sia reti filiformi che si estendono per molti metri. Per avere una sensibilità di ricezione adeguata infatti basta che le dimensioni della rete che compone la struttura siano minori o uguali a  $\lambda/4$ .

Il segnale radioastronomico non presenta alcuna modulazione, si manifesta come un segnale incoerente a spettro continuo irradiato contemporaneamente su tutte le frequenze, ovvero come un rumore.

### 3.1 Antenne

L'antenna lineare, costituita da fili metallici, è quella di costruzione più semplice ed è utilizzata per lunghezze d'onda  $\lambda > 1$  m. Generalmente la struttura è fatta di più fili, con forme diverse. È organizzata in modo che gli array costituiscano un dipolo. Attraverso di essa è possibile rilevare la radiazione elettromagnetica della sorgente e trasformarla in segnale elettrico. Un esempio tipico è l'antenna Croce del Nord a Medicina (Bologna) costituita da due serie di antenne: una orientata da Est a Ovest e l'altra da Nord a Sud, la prima una singola grande antenna lunga 546 m e larga 35 m e costituita da 1536 dipoli, la seconda un array lineare costituito da 64 antenne poste a 10 m di distanza l'una dall'altra.



Fig.15: Stazione radioastronomica di Medicina

Per lunghezze d'onda  $\lambda < 1$  m si utilizzano paraboloidi singoli, simili a quelli usati nei telescopi ottici, ma sempre costituiti da maglie metalliche, oppure configurazioni più complesse *multi dish* (interferometri, vedi § 3.4). Il riflettore primario (in alluminio) è una superficie parabolica, che mette a fuoco la radiazione incidente verso il sub-riflettore, che è il riflettore secondario, iperbolico, che a sua volta riflette le onde incidenti verso gli illuminatori (*feed*). Il sub-riflettore può anche essere ruotato per direzionare la radiazione a feed differenti (di diverse frequenze). Il ricevitore converte quindi in voltaggio elettrico le onde rilevate per poi essere elaborate e visualizzate da opportuni software di analisi.

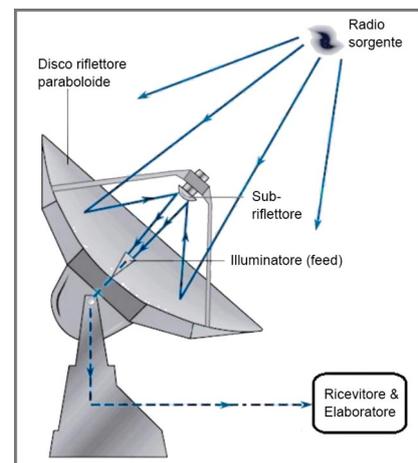


Fig.16: Radiotelescopio parabolico

Come nei telescopi ottici la risoluzione di uno strumento, è direttamente proporzionale alla lunghezza d'onda  $\lambda$ :

$$\theta = 1.22 \frac{\lambda}{D}$$

dove  $D$  è il diametro del telescopio o la massima distanza tra i telescopi negli array. Lavorando però su  $\lambda$  che vanno dal millimetro a qualche metro è ovvio che a parità di

diametro il radiotelescopio ha una risoluzione di diversi ordini di grandezza più bassa di un telescopio che opera nell'ottico a lunghezze d'onda dell'ordine del micrometro.

### 3.1.1 Parametri di rendimento dell'antenna

Un antenna è generalmente descritta da alcuni parametri, che ne definiscono le prestazioni. I principali sono l'efficienza e la forma del power pattern beam.

L'efficienza di apertura descrive il rapporto tra l'apertura effettiva,  $A_e$  e l'apertura geometrica,  $A_g$  (che è proporzionale a  $D^2$  - l'area reale di raccolta dell'antenna). Questa misura quanta potenza viene estratta dall'antenna ideale per della radiazione incidente avente una certa densità di potenza. L'efficienza, indicata con  $\eta$ , sarà quindi il rapporto tra questa quantità e l'apertura geometrica, riferita alla forma dell'antenna.

$$\eta = \frac{A_e}{A_g}$$

È la misura dello spostamento dal caso ideale, nel quale l'assenza di perdite di segnale comporterebbe un'area efficace pari all'area geometrica dell'antenna:  $\eta$  è sempre  $< 1$ , normalmente compresa tra 0.5 e 0.7 e dipendente dalla frequenza. L'efficienza di apertura dipende quindi dalla qualità della superficie dello specchio, come fessure fra i pannelli o deviazioni dalla forma teorica (gravità, vento e dilatazioni termiche concorrono a distorcere la struttura ideale), e dal bloccaggio dell'apertura causato da sostegni, ricevitori e sub-riflettore che oscurano parte dello specchio.

Il beam (fascio) è anche detto "power pattern" ed è una misura della potenza ricevuta in funzione della distanza angolare dall'asse dello strumento. Il diagramma di radiazione dell'accoppiata antenna-illuminatore (Power Pattern) è la rappresentazione tridimensionale del guadagno dello stesso. Spesso le antenne non hanno un diagramma di radiazione simmetrico ma presentano un lobo centrale e dei lobi laterali secondari che ne limitano la qualità e generano anche interferenze. Per ottenere una ricezione ottimale è necessario che il diametro della parabola

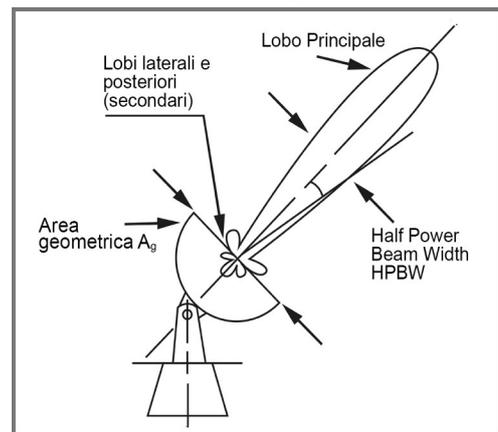


Fig.17: Pattern di ricezione di un'antenna

corrisponda alla massima larghezza del lobo di radiazione dell'illuminatore. La risoluzione di un radiotelescopio è detta "larghezza del fascio a metà ampiezza" (*Half Power Beam Width*, HPBW) e rappresenta la larghezza del lobo principale a metà altezza. Si ha che  $HPBW \approx \lambda/D$ . Per avere alte risoluzioni bisogna andare ad alte frequenze e usare lobi molto ampi e quindi antenne molto grandi.

### 3.2 Ricevitori

I ricevitori in radioastronomia servono per rilevare e quindi misurare il segnale raccolto dall'antenna e sono costituiti da diverse parti. Innanzitutto il *feed* (illuminatore) raccoglie la componente del campo elettrico dell'onda elettromagnetica e la trasforma in una tensione. Ha una tipica forma a tromba (*horn feed*) in modo da adattare la forma alle lunghezze d'onda delle microonde, ha dimensioni confrontabili con  $\lambda$  e va posto al centro della parabola dove è concentrata l'energia. Un illuminatore per i grandi radiotelescopi

---

consiste in una matrice di *horn feed* (per le diverse frequenze) tenute a bassa temperatura. I ricevitori utilizzati in radioastronomia sono in maggioranza di tipo supereterodina, termine col quale si identificano tutti i ricevitori che convertono il segnale in ingresso in un nuovo segnale che mantenga la medesima informazione ma a frequenza inferiore. Il ricevitore si può dividere in due blocchi: il *frontend*, costituito da un amplificatore a basso rumore, un filtro per le frequenze più alte e quelle più basse (filtro passa banda) e un mixer che sovrappone al segnale radio un segnale monocromatico, molto più intenso del primo, generato da un oscillatore locale a una frequenza vicina a quella del segnale originale (per ottenere un'elevata stabilità). Il *backend* è costituito da un altro filtro passa banda e, siccome il segnale radio astronomico si manifesta come una debole tensione rapidamente variabile in modo casuale, una semplice misura del suo valore medio nel tempo darebbe un risultato nullo. Per questo motivo si utilizza un dispositivo che non misuri semplicemente l'ampiezza del segnale ma che ne effettui anche il quadrato (*Square Law Detector* – SQLD). Infine il segnale in uscita dal rivelatore (proporzionale al quadrato del segnale originale), viene inviato a un *integratore*, che ne effettua la media su un determinato intervallo di tempo per ripulirlo dal rumore introdotto dall'elettronica.

Il rumore è dovuto principalmente al ricevitore: per avere un buon risultato di un'osservazione è necessario che il rapporto tra segnale ricevuto e rumore sia alto. Per ridurre il rumore è utile avere tempi di integrazione lunghi, quindi osservare la stessa sorgente per molto tempo e avere un buon HPBW (*Half Power Beam Width*) che, come visto, dipende dal rapporto tra  $\lambda$  e D, quindi le dimensioni dello specchio primario devono essere il più grande possibile. Ci sono poi altre fonti di rumore come sorgenti al di fuori del Sistema Solare (rumore cosmico) o all'interno dello stesso (rumore solare). In tutti questi casi ovviamente il rumore dipende dalla direzione di puntamento dell'antenna e aumenta in corrispondenza del piano galattico mentre lontano da esso si limita alla radiazione cosmica di fondo. Anche sorgenti terrestri possono essere fonti di rumore. Nell'attraversare i vari strati dell'atmosfera infatti, il segnale radio può subire attenuazioni dovute ad assorbimenti molecolari, pioggia e scariche elettriche. Quindi l'atmosfera può essere vista come sorgente di rumore aggiuntivo.

### 3.3 Interferometria

Dal momento che, come è stato detto nel §3.1, il potere risolutivo di un telescopio dipende dal suo diametro e dalla lunghezza d'onda della radiazione incidente, ottenere ottime risoluzioni angolari su oggetti osservati con i radiotelescopi è molto difficile, poiché servirebbero diametri delle antenne di centinaia o migliaia di metri per avere risoluzioni comparabili ai telescopi ottici. Costruire radiotelescopi così grandi comporterebbe problemi legati a costi ma soprattutto a solidità strutturale: il più grande radiotelescopio del mondo, il FAST (Cina), ha un diametro di 500 m ma è costruito in una depressione carsica naturale come supporto per la parabola, quindi è un telescopio non orientabile, di transito, potendo osservare solo le sorgenti che transitano attorno allo zenit.

Si ricorre quindi all'interferometria. Un interferometro è un sistema di due o più antenne connesse tra loro, che osservano la stessa sorgente contemporaneamente. Sono tutte connesse ad un unico ricevitore, e la loro distanza (D) è chiamata *baseline*. La risoluzione dell'interferometro è uguale a quella di un'unica antenna di dimensione lineare D. Ovviamente la potenza ricevuta è proporzionale alla somma delle superfici delle singole antenne, cioè la sua sensibilità è proporzionale al numero di antenne usate,  $S = ND^2$  (con D=diametro antenna). L'interferometria si basa sul concetto di interferenza: il principio di

sovrapposizione esprime il fatto che l'onda risultante dalla combinazione di onde separate (interferenza) ha proprietà legate a quelle dello stato originale delle onde stesse. In particolare, quando due onde con la stessa frequenza si combinano, l'onda risultante dipende dalla differenza di fase fra le due onde: onde in fase subiscono un'interferenza costruttiva, fuori fase un'interferenza distruttiva.

Nell'hardware di un sistema interferometrico è molto importante il correlatore: i segnali provenienti da ciascuna antenna vengono infatti inviati al correlatore digitale che, basandosi sulla trasformata di Fourier, effettuerà i calcoli necessari alla correlazione dei vari segnali e darà in uscita le funzioni di visibilità per ciascuna baseline delle antenne dell'array.

Fra gli interferometri più importanti troviamo ALMA (Atacama Large Millimeter submillimeter Array) in Cile composto da 66 antenne a distanze che raggiungono i 16 chilometri, il VLA (Very Large Array) nel New Mexico (USA) costituito da 27 antenne disposte lungo 3 bracci, ciascuno lungo 21 km, a forma di Y, il VLBI (Very Large Base Interferometer) che non ha connessioni fra le antenne ed è su scala globale. I dati digitalizzati sono solitamente registrati per ciascuno dei telescopi su hard disk, poi trasferiti via Internet, con un' "impronta" temporale generata da un orologio atomico estremamente preciso e successivamente il segnale è correlato tramite supercomputer in una base centrale di elaborazione dati.

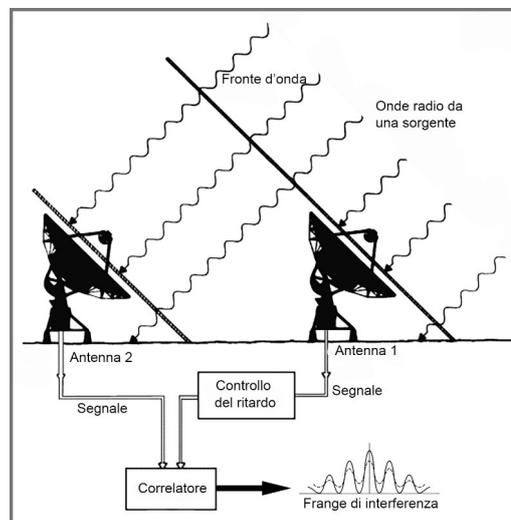


Fig.18: Interferometria radioastronomica

## 4. Telescopi X

La nostra atmosfera è opaca alla radiazione elettromagnetica molto energetica come raggi X e gamma. Questo obbliga a montare i telescopi a raggi X su palloni aerostatici o su satelliti in orbita attorno alla Terra. Lo studio di questa radiazione si è sviluppato nella seconda metà del 1900 con i primi esperimenti condotti dai gruppi di ricerca di American Science and Engineering guidati da Riccardo Giacconi. Dopo aver scoperto *Scorpius X-1* nel 1962, la prima sorgente di raggi X conosciuta al di fuori del sistema solare, il gruppo di Giacconi ha lanciato il primo satellite a raggi X, Uhuru, nel 1970, con a bordo tre contatori di radiazione ionizzante proporzionali. Lo sviluppo della ricerca in questo campo prese quindi piede e nei decenni successivi si scoprì che molte altre sorgenti presentavano emissioni ad alte energie. L'astronomia a raggi X prevede l'osservazione attraverso due metodi principali: congegni che sfruttano i conteggi oppure veri e propri telescopi.

### 4.1 Contatori proporzionali

I contatori proporzionali sono stati i primi strumenti di rilevazione dei raggi X in astronomia. Sono costituiti da un contenitore (catodo) riempito da un gas (Argon, Xenon) contenente l'anodo. Hanno una finestra, sottile abbastanza per trasmettere i raggi X incidenti ma altrettanto spessa da contenere il gas al suo interno. Quando il raggio X entra a contatto con il gas, lo ionizza, creando elettroni liberi che, con un processo a valanga (detto valanga di Townsend), si spostano, attratti dall'anodo, amplificando il segnale

iniziale. Il voltaggio misurato da un'opportuna strumentazione è proporzionale all'energia del raggio incidente, permettendo quindi un preciso conteggio dei raggi-X.

In questo processo un fotone energetico cede la sua energia a uno degli elettroni presenti in un atomo, tale da farlo uscire dal potenziale coulombiano dell'atomo stesso, divenendo libero oppure spostandosi su un livello energetico superiore. Nel primo caso l'elettrone acquisirà una energia cinetica  $E_k$ , pari alla differenza tra l'energia propria del raggio X incidente,  $h\nu$ , e l'energia di legame dell'elettrone,  $E_l$

$$E_k = h\nu - E_l$$

Bisogna però notare che questo tipo di rilevatori non permette il calcolo della provenienza del raggio X, cioè la sua direzione. Per ovviare a questo problema si utilizzano delle griglie sovrapposte alla finestra di entrata (collimatori), abbastanza sottili da ottenere una grande apertura ma abbastanza spesse da fermare i fotoni X di alta energia che incidono non paralleli all'elevazione della griglia stessa.

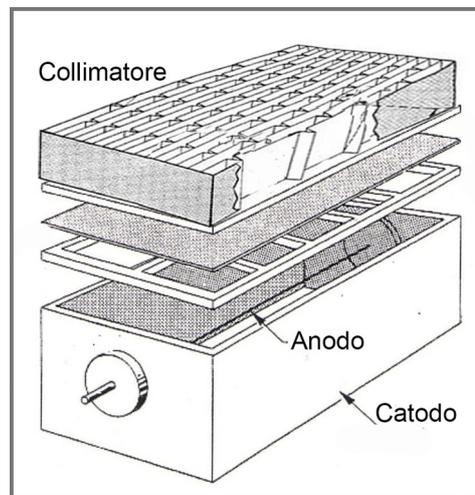


Fig.19: Contatore proporzionale

## 4.2 Telescopi a incidenza radente

Il grande problema incontrato nella costruzione di veri e propri telescopi a raggi X sta nel fatto che tutti i materiali hanno, nelle lunghezze d'onda dei raggi X, un indice di rifrazione complesso con parte reale  $n$  poco inferiore a 1, unito ad un altissimo coefficiente di assorbimento. Questo rende la costruzione di lenti a rifrazione assolutamente impossibile. Si possono però costruire ottiche a riflessione, grazie al fenomeno della riflessione totale. Essa ci dice che per i raggi X in incidenza radente, applicando la legge di Snell, il fascio viene totalmente riflesso se l'angolo tra fascio e superficie diventa inferiore all'angolo critico  $\theta_c = \arccos(n)$ . Si può dimostrare che, fissato l'angolo di incidenza, i

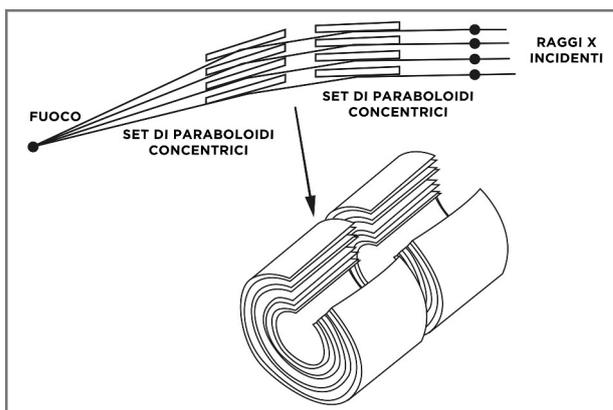


Fig.20: Schema di telescopio a raggi X

materiali ad alto  $Z$  sono in grado di riflettere raggi incidenti a energie più alte o, al contrario, i materiali ad alto  $Z$  presentano un angolo critico maggiore. Per ottenere un'immagine di qualità quindi sono stati costruiti specchi riflettori che non sfruttano la parte vicino al centro dello specchio (il più delle volte parabolico), ma le pareti, costruite con superfici metalliche estremamente lisce. È necessario inoltre minimizzare le aberrazioni (coma) e aumentare il campo di vista: per questo motivo si aggiunge una seconda superficie riflettente (iperboloidi) anch'essa a incidenza radente che permette di ridurre le distorsioni dell'immagine, introdotte dallo specchio parabolico, riducendo al contempo la lunghezza focale del telescopio. È questo uno step essenziale in quanto questi strumenti devono essere lanciati in orbita fuori dall'atmosfera terrestre e quindi dimensioni

e peso sono di fondamentale importanza. Un altro problema da affrontare riguarda l'area di raccolta dei raggi X che, in questi telescopi, è proporzionale alla lunghezza focale e all'angolo di incidenza della radiazione che, come detto, è molto piccolo, quindi la maggior parte della radiazione proveniente dalla sorgente si perderebbe nella cavità centrale. Una soluzione consiste nell'utilizzare più specchi concentrici confocali (fig.20), di vari spessori a seconda della risoluzione che si vuole ottenere. La lavorazione di questi specchi è estremamente complessa perché le irregolarità superficiali devono essere di dimensioni minori della lunghezza d'onda della luce che riflettono, che è 1000 volte più piccola di quella della radiazione nel visibile, quindi gli specchi devono essere molto più lisci rispetto a quelli dei telescopi ottici.

Anche utilizzando materiali specifici ad alta densità spesso la riflettività non è sufficiente. Si utilizza quindi una tecnica chiamata *multilayer coating* (fig.21). Vengono sovrapposti vari strati di un materiale ad alta densità come il platino o il tungsteno alternati a strati di materiali a bassa densità come silicio o carbonio. In questo modo le riflessioni dei singoli strati sono sommate in fase, ottenendo un'alta riflettività, anche ad energie maggiori (raggi-X duri). Variando la distanza tra gli strati è inoltre possibile selezionare le energie su cui si preferisce lavorare.

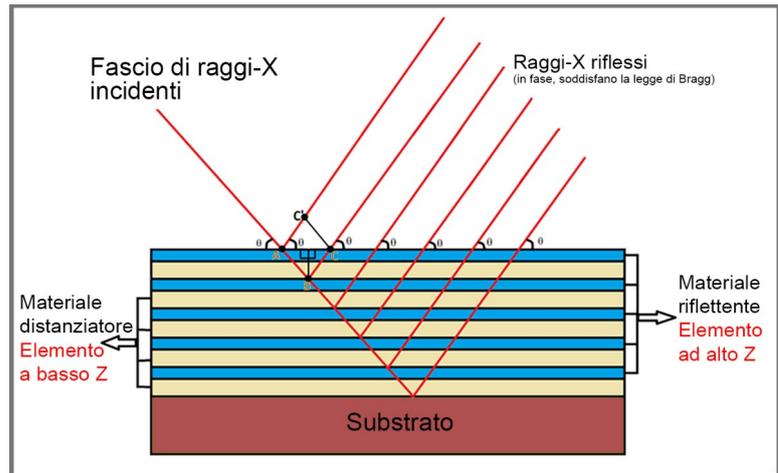


Fig.21: Multilayer coating

Per ridurre al minimo le aberrazioni, vengono utilizzati principalmente tre schemi di specchi, delineati da Hans Wolter nel 1952: in questo modo si riescono ad eliminare anche astigmatismo e coma. Ne esistono tre configurazioni:

*Wolter I:* composto da un paraboloide come specchio primario e un iperboloido coassiale e cofocale come specchio secondario. Ciò permette di ridurre di circa un fattore 2 la lunghezza focale rispetto ad un'ottica parabolica a singola riflessione.

*Wolter II:* simile al primo ma utilizza la superficie esterna dell'iperboloido, viene utilizzato normalmente per i raggi X solari

*Wolter III:* non è utilizzato in ambito astrofisico, ha un paraboloide come primario e un ellissoide come specchio secondario.

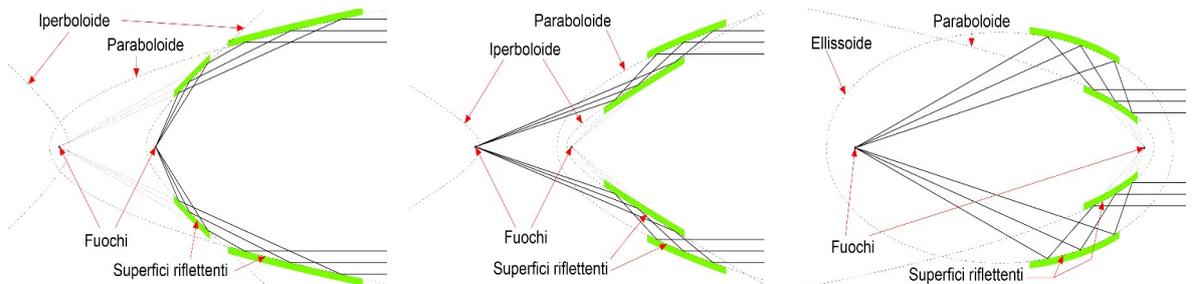


Fig.22: Configurazioni di Wolter I, II e III (da sinistra a destra)

---

## 5. Presente e futuro: JWSS e E-ELT

Quanto visto finora permette agli astronomi di osservare un'enorme quantità di oggetti e fenomeni astrofisici. I telescopi ottici sono soprattutto usati per l'osservazione di stelle, galassie, nebulose, con la possibilità di approfondimenti in ambito astrometrico (misurazione della posizione degli oggetti), fotometrico (misurazione dell'intensità della luce), spettroscopico (analisi chimica degli elementi costituenti la materia in esame).

L'osservazione radio permette invece di analizzare soprattutto oggetti che emettono per Bremsstrahlung e Sincrotrone, come resti di supernovae, Active Galactic Nuclei (AGN), regioni HII, stelle di neutroni e, tramite interferometria, anche i dischi di accrescimento dei buchi neri. Nella banda submillimetrica (radiotelescopi ALMA) si possono osservare vaste nubi fredde nello spazio interstellare, a temperature di solo alcune decine di gradi sopra lo zero assoluto, alcune tra le più antiche e distanti galassie dell'Universo e immagini di dischi protoplanetari: spesso queste regioni dell'Universo sono buie e oscure se guardate nella luce visibile, ma appaiono brillanti nella parte dello spettro millimetrica e submillimetrica.

Passando alle alte energie si osservano emissioni da parte di AGN, stelle di neutroni, sistemi di stelle binarie, corone e venti stellari. E' stato inoltre possibile definire le caratteristiche delle Pulsar e di indagare tutti i tipi noti di stelle collassate (nane bianche, stelle di neutroni, supernovae, buchi neri). In molti di questi processi, all'emissione radio è affiancata emissione X causata da *Inverse Compton*, che si realizza quando l'energia di un fotone è molto più piccola di quella dell'elettrone con cui interagisce, ad esempio un elettrone di altissima energia dei raggi cosmici che interagisce con un fotone della radiazione cosmica di fondo, che genera fasci di fotoni ad alta energia (centinaia di MeV).

Le applicazioni astrofisiche non si fermano qui, come anche le tecnologie applicate, che permetteranno osservazioni sempre più profonde e d'altissima risoluzione. Un esempio in ambito ottico, e in particolare nelle lunghezze d'onda dell'infrarosso, è il *James Webb Space Telescope*, appena lanciato a fine 2021 e arrivato a destinazione nel punto Lagrangiano L2 oltre il nostro satellite naturale. Con il suo specchio primario di 6.5 metri ricoperto di un sottilissimo strato d'oro, osservando nelle lunghezze d'onda del *Mid e Near-InfraRed*, potrà studiare la struttura a grande

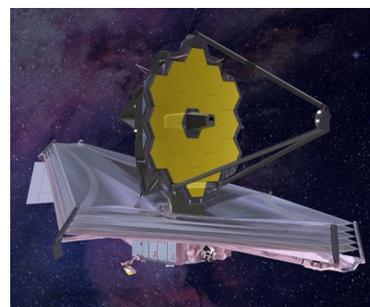


Fig.23: *James Webb Space Telescope*



Fig.24: *European Extremely Large Telescope*

scala dell'Universo, catturare la luce debole, spostata verso il rosso, degli oggetti più antichi e lontani e penetrare le nubi di polvere nei dischi proto-stellari, studiando i parametri che definiscono la massa di una stella in formazione. Ma non solo telescopi spaziali: il più grande telescopio del mondo, l'*European-Extremely Large Telescope* (E-ELT) dell'ESO, in costruzione sul Cerro Armazones in Cile, la cui prima luce è prevista per il 2027, sarà costituito da uno specchio primario di ben 39.3 metri di diametro. Il progetto ELT punta a osservare l'universo visibile a un livello di dettaglio molto superiore a quello fornito dall'HST, grazie alle sue ottiche adattive che permettono di eliminare quasi completamente le interferenze causate dalla nostra atmosfera, arrivando in teoria anche ad analizzare l'atmosfera dei pianeti extrasolari. Il futuro dell'astronomia multi-messaggera è già qui.

---

## Bibliografia

- [1] Eugene Hecht, *Optics*, Pearson, 5th edition (2017)
- [2] C. & R. Fanti, *Una finestra sull'Universo "Invisibile"*, Dispense (2012)
- [3] H. Karttunen - P. Kröger - H. Oja - M. Poutanen - K.J. Donner, *Fundamental Astronomy*, Springer, 5th edition (2006)
- [4] Bruno Marano, *Slides del corso di Ottica Astronomica*, Corso di Laurea in Astronomia (2016)
- [5] G.P. Siroli, *Slides del corso di Esperimentazioni di Fisica II*, Corso di Laurea in Astronomia (2016)
- [6] Wilson, Raymond N. (2004), *Reflecting Telescope Optics I*, 2nd edition, Springer, Berlin.
- [7] Daniele Dallacasa, *Slides del corso "Processi di radiazione e MHD"* (2020).
- [8] NortheK, *Realizzazioni ottiche*, [www.northeK.it/info/](http://www.northeK.it/info/)
- [9] Marc L. Kutner, *Astronomy: A Physical Perspective*, Cambridge University Press, 2nd edition (2003)

---

## Ringraziamenti

Un viaggio fantastico si fa sempre grazie al supporto di amici e parenti, sempre vicini e entusiasti nel credere che, anche se non più giovane, sarei riuscito in questa impresa difficile e bellissima, che ho affrontato con impegno non indifferente, ma ricco di soddisfazioni e di cultura scientifica, così importante oggi in un mondo complesso e pieno di diffidenza. La lista sarebbe lunghissima ma mi limito a ringraziare la mia mamma, che ha creduto e crede sempre in ciò che faccio, con enorme amore e intelligenza, e al mio papà, che, se fosse ancora qui, sono certo sarebbe orgogliosissimo di me.