

Dipartimento di Fisica e Astronomia

Corso di Laurea in Astronomia

Telescopi ottici, radio, X: principi e differenze

Tesi di laurea

Presentata da:

Luca Ruozi

Relatore:

Chiar.ma Prof.ssa

Marcella Brusa

Abstract

Il termine telescopio è una parola d'autore coniata nel 1611 dal matematico greco *Giovanni Demisiani* e deriva dalle parole elleniche *τηλε* (tēle), che vuol dire “lontano”, e *σκοπεῖν* (skopein), il cui significato è “guardare/osservare”: insieme formano la parola *τηλεσκόπος*, la cui traduzione è “*che vede lontano*”.

Da dizionario, un telescopio è uno strumento ottico per l'osservazione di corpi celesti.

Il telescopio, termine che viene utilizzato anche per le apparecchiature che lavorano ad altre lunghezze d'onda diverse da quella ottica, a discapito della sua formale definizione, è uno strumento atto alla raccolta della radiazione elettromagnetica proveniente da oggetti lontani attraverso l'utilizzo di lenti, specchi o antenne di sorta, convogliandola in un'area ristretta, nella quale risiede il punto focale dello strumento stesso, dove viene, attraverso un rilevatore opportuno, direttamente osservata oppure registrata su dispositivi in grado poi di analizzarla e mostrarla all'osservatore, creando così un'immagine dell'oggetto in esame.

Lo scopo di questa tesi di laurea è la descrizione dei telescopi che operano negli intervalli dello spettro elettromagnetico della luce visibile, delle onde radio e dei raggi X, interessandosi principalmente alle loro strutture, ai principi con i quali funzionano e alle problematiche che riscontrano, con annesse possibili soluzioni, presentando anche le eventuali differenze che questi diversi strumenti hanno tra di loro.

La trattazione verrà effettuata seguendo l'ordine cronologico di invenzione delle determinate tipologie di telescopio, partendo, dopo aver fatto un piccolo accenno sulla cronistoria dello strumento e un inciso sullo spettro elettromagnetico e sulla interazione della radiazione con l'atmosfera, dai telescopi ottici, sia rifrattivi sia riflessivi, per poi discutere i radiotelescopi e concludendo con i più recenti strumenti per lo studio dei raggi X, con forte interesse, ovviamente, sui telescopi che operano a questa lunghezza d'onda.

Per terminare, verrà effettuata una breve disamina sulla ricerca svoltasi sul sistema binario PSR J0514-4002E, portato come esempio al fine di mostrare l'importanza dell'astronomia multimessaggera per la comprensione e l'eventuale scoperta di oggetti celesti, ad oggi, ancora mai osservati.

Indice

Abstract	i
Capitolo 1: Introduzione	1
1.1 Cenni storici	1
1.2 Lo spettro elettromagnetico	1
Capitolo 2: Telescopi Ottici	2
2.1 Telescopi rifrattori	2
2.1.1 Telescopio galileiano	3
2.1.2 Telescopio kepleriano	4
2.2 Telescopi riflettori	4
2.2.1 Telescopio gregoriano	5
2.2.2 Telescopio newtoniano	5
2.2.3 Telescopio Cassegrain	5
2.3 Le aberrazioni	6
2.3.1 Aberrazioni cromatiche	6
2.3.2 Aberrazioni geometriche	7
2.4 Risoluzione del telescopio e ottiche adattive	7
Capitolo 3: Radiotelescopi	8
3.1 Le antenne	8
3.1.1 Parametri di rendimento di un'antenna	9
3.2 I ricevitori	10
3.3 Rumore e degradazione del segnale	11
3.4 Interferometria	11
Capitolo 4: Telescopi X	12
4.1 Contatori proporzionali	12
4.2 Telescopi a incidenza radente	13
4.2.1 Ottiche Wolter	14
4.2.2 Qualità degli specchi e multilayer coating	14
Capitolo 5: PSR J0514–4002E	15

<i>Appendice: Calcolo dell'equazione del costruttore di lenti</i>	16
<i>A.1 Formula dei punti coniugati di un diottro</i>	16
<i>A.2 Equazione delle lenti sottili</i>	16
<i>A.3 Equazione del costruttore di lenti</i>	17
<i>Bibliografia e sitografia</i>	19

Capitolo 1: Introduzione

1.1 Cenni storici

L'invenzione del telescopio è, ancora oggi, avvolta nel mistero: non si conosce infatti con esattezza a chi si debba attribuire tale scoperta, anche se si ritiene che siano stati degli ottici di nazionalità olandese i primi a interessarsi allo studio e alla costruzione di tali strumenti, con *Hans Lippershey* che viene accreditato come inventore e primo costruttore di tale oggetto, da lui chiamato "*kijker*", ovvero "osservatore" in lingua nederlandese, avendone presumibilmente manufatto uno nel 1608 ([1]).

Il telescopio, o meglio ancora il cannocchiale, è legato alla persona di *Galileo Galilei*, il quale, venendo a conoscenza della costruzione di un simile oggetto da parte degli artigiani olandesi, iniziò a sua volta a cimentarsi nell'impresa della fabbricazione di tale strumento ottico, presentandolo al cospetto di



Figura 1: "Galileo Galilei presenta il cannocchiale al doge Leonardo Donà", Giuseppe Bertini, 1858, Biumo di Varese ([2])

Leonardo Donà, Doge di Venezia, il 24 Agosto 1609 (Fig.1): la presentazione ebbe esito positivo e il cannocchiale poté finalmente iniziare a essere costruito per scopi bellici.

La rivoluzione dal punto di vista astronomico si ebbe però pochi mesi dopo, quando, nella serata del 7 Gennaio 1610, il fisico toscano rivolse la propria costruzione verso il pianeta Giove e scoprì l'esistenza di tre dei quattro satelliti che verranno chiamati, dallo stesso Galileo, "*Astri Medicei*": lo studio del cielo notturno diventò finalmente più semplice e più proficuo, potendo ora contare su un simile strumento, all'epoca avanguardistico ([2]).

L'essere umano non si fermò solo allo studio della lunghezza d'onda del visibile, per la quale i telescopi ottici sono il principale mezzo di ricerca, ma si interessò anche ad altre parti dello spettro elettromagnetico, come le frequenze radio o quelle dei raggi X.

La prima spinta alla radioastronomia si ebbe all'inizio degli anni '30 del XX secolo, quando *Karl Guthe Jansky* scoprì un'emissione di onde radio provenienti dall'esterno del Sistema Solare e concentrate principalmente nella zona celeste della costellazione del Sagittario; la scoperta fu poi comprovata dagli studi del fisico statunitense *Grote Reber*: grazie alla costruzione nel 1937 del primo radiotelescopio con antenna parabolica al mondo, confermò quanto scoperto da Jansky e mappò per la prima volta il cielo nella frequenza radio, dando inizio alla radioastronomia come la si conosce oggi ([3]).

I telescopi che si interessano delle frequenze dei raggi X risultano essere gli ultimi a venire sviluppati, poiché sono obbligati ad operare esternamente all'atmosfera terrestre o comunque su palloni aerostatici ad alta quota, il che richiede capacità ingegneristiche che rimasero insufficienti fino ai primi anni '60 del XX secolo, quando il duo di fisici italo-statunitensi *Bruno Rossi* e *Riccardo Giacconi* iniziò gli studi di tale lunghezza d'onda grazie sia a contatori Geiger sia a telescopi sviluppati appositamente per lo scopo.

1.2 Lo spettro elettromagnetico

Non tutti gli oggetti emettono alla stessa lunghezza d'onda e alcuni corpi celesti emettono su un ampio intervallo di frequenze diverse, dunque risulta necessario studiare ciò che compone il cosmo sull'intero spettro della radiazione elettromagnetica: bisognerà utilizzare attrezzature specifiche per ogni lunghezza d'onda considerata.

Ogni banda elettromagnetica è contraddistinta da un intervallo più o meno ampio di lunghezze d'onda che la caratterizzano ([4]):

- *onde radio*: tutte le onde che possiedono una lunghezza d'onda superiore ai 10 cm
- *luce visibile*: la radiazione elettromagnetica con lunghezza d'onda tra 400 e 750 nm
- *raggi X*: occupano la zona di spettro compresa tra 0.01 e 10 nm

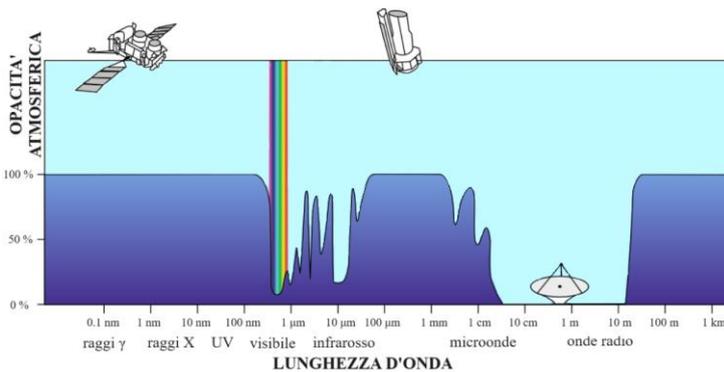


Figura 2: opacità atmosferica ([4])

ai 20 metri circa, per tutta la luce visibile e per parte della radiazione infrarossa (Fig.2).

L'opacità atmosferica spiega il perché si debba usufruire di telescopi spaziali o di sonde aerostatiche per gli studi sui raggi X, poiché questi vengono schermati dalle parti superiori dell'atmosfera, soprattutto per merito delle molecole di ossigeno e di azoto, impedendo dunque una sufficiente ricezione di essi sulla superficie terrestre ([5]).

L'atmosfera della Terra, sfortunatamente per la ricerca astronomica, risulta opaca per gran parte delle lunghezze d'onda, presentando poche "finestre", così vengono definiti gli intervalli per cui l'atmosfera si dimostra trasparente alla radiazione incidente, in cui si possono effettuare osservazioni direttamente dal suolo: appare come tale per le onde radio fino

Capitolo 2: Telescopi Ottici

I *telescopi ottici* sono quelli che si occupano delle osservazioni nella luce visibile dello spettro elettromagnetico, sfruttando la "finestra ottica", tra i 300 e gli 800 nm, nella quale l'atmosfera risulta essere trasparente alla radiazione; rimane comunque possibile costruire telescopi ottici che operino al di fuori dell'atmosfera, ponendoli in orbita attorno alla Terra. Focalizzandosi sui telescopi che vengono costruiti e adoperati sul suolo terrestre, i luoghi migliori dove effettuare misure sono il più possibile privi di luce artificiale, sovrastati da un'atmosfera con aria secca e in cui sono scarse le giornate nuvolose: i telescopi ottici vengono posti principalmente in cima alle montagne e distanti da città limitrofe.

Le principali caratteristiche di un telescopio ottico sono ([5]):

- 1) deve essere in grado di raccogliere quanta più luce possibile da una grossa area e deve convogliarla in un unico punto, così da permettere l'osservazione di sorgenti luminose anche fioche o deboli
- 2) deve migliorare la risoluzione dell'oggetto che si osserva e ne deve aumentare il diametro angolare, ingrandendolo
- 3) deve consentire di misurare la posizione dell'oggetto che si vuole osservare

Gli strumenti che permettono di raccogliere la luce all'interno del telescopio possono essere due, i quali consentono dunque di distinguere in altrettante diverse tipologie di telescopio ottico: le *lenti*, che vengono utilizzate all'interno dei telescopi rifrattori, e gli *specchi*, che invece vengono adoperati nei telescopi riflettori.

2.1 Telescopi rifrattori

I *telescopi rifrattori* sfruttano, come riportato anche nel loro nome, il fenomeno della rifrazione, ovvero quel processo ottico secondo il quale una radiazione incidente subisce una deviazione, cambiando dunque la sua direzione di propagazione, nel passaggio tra due mezzi materiali aventi indice di rifrazione differente: nel processo viene anche modificata la velocità di propagazione dell'onda incidente (Fig.3)¹.

¹ " θ_1 " e " θ_2 " sono, rispettivamente, l'angolo di incidenza e l'angolo di rifrazione rispetto alla verticale del piano di separazione tra i due mezzi considerati

La deviazione del raggio incidente non è casuale, ma segue la *legge di Snell*, la quale afferma che il rapporto tra il seno dell'angolo incidente e quello dell'angolo di rifrazione è costante ed è uguale al rapporto fra gli indici di rifrazione, più precisamente al rapporto fra l'indice di rifrazione del mezzo dentro al quale la radiazione viene rifratta - n_2 - e l'indice del mezzo dal quale la radiazione proveniva - n_1 -, che può essere scritta nella forma:

$$n_2 \sin \theta_2 = n_1 \sin \theta_1 \quad (2.1)$$

I telescopi rifrattori sfruttano, per il loro funzionamento, le lenti: sistemi ottici costituiti da un materiale trasparente delimitato da due superfici non piane ([4]).

Il telescopio rifrattore più semplice possibile è formato da un *obiettivo*, una lente in grado di convogliare i raggi luminosi provenienti da un oggetto distante e di creare così un'immagine reale, e da un *oculare*, una ulteriore lente che serve per generare, raccogliendo i raggi fuoriuscenti dall'obiettivo, un'immagine virtuale dell'oggetto osservato, che può così essere recepita dall'occhio dell'osservatore; le lenti sono disposte sullo stesso asse, risultando coassiali.

L'ingrandimento di cui un telescopio dispone è uguale al rapporto fra la focale dell'obiettivo e la focale dell'oculare: esso risulterà negativo se l'immagine fuoriuscente dal telescopio è capovolta rispetto all'oggetto osservato, o positivo altrimenti; può essere scritto nella forma:

$$I = \frac{f^{ob}}{f^{oc}} \quad (2.2)$$

La condizione migliore per un telescopio rifrattore è dunque quella di avere un obiettivo con una focale lunga e un oculare con una focale corta, permettendo così di ottenere un sostanzioso ingrandimento; inoltre, per avere uno strumento funzionante, il rapporto tra la focale e l'apertura della singola lente deve essere uguale per l'obiettivo e per l'oculare.

Un accorgimento importante da fare quando si costruisce un telescopio rifrattore è quello di considerare accuratamente le dimensioni dell'oculare: la sua apertura non deve mai essere troppo più grande della pupilla umana, che di notte ha una dimensione di 6-8 mm, così da evitare di generare un'immagine che non può essere apprezzata dall'osservatore.

Le prime tipologie di telescopi rifrattori potevano essere distinte in due categorie in base al tipo di lenti utilizzate: la struttura poteva essere di tipo *galileiano* o di tipo *kepleriano*.

2.1.1 Telescopio galileiano

Il telescopio galileiano non è stato inventato dal fisico italiano, per quanto il suo nome lo farebbe ipotizzare, bensì è stato da lui solamente migliorato a tal punto da permettere le prime rudimentali osservazioni astronomiche, svolte da egli stesso.

Nella sua forma più basilare è composto da un obiettivo piano-convesso o biconvesso, che permette di far convergere la luce proveniente "dall'infinito" verso un suo fuoco, e da un oculare formato da una lente piano-concava o biconcava con potenza ottica negativa, che invece diverge i fasci luminosi provenienti dall'obiettivo e li rende visibili all'osservatore, facendoli uscire nuovamente paralleli come erano inizialmente: la distanza tra le due lenti che lo compongono risulta pari alla differenza tra i valori assoluti delle loro focali (Fig.4).

Il vantaggio di questa tipologia di telescopio è la creazione di un'immagine orientata come l'oggetto reale che viene osservato, mentre i suoi grandi svantaggi sono quelli di possedere un campo visivo estremamente ridotto e con una luminosità tutt'altro che uniforme, la quale degrada progressivamente dal centro verso i bordi dell'oculare; risulta inoltre

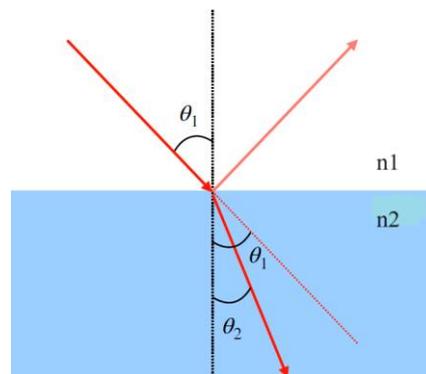


Figura 3: rifrazione ([4])

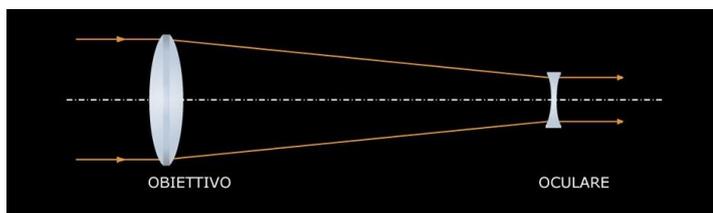


Figura 4: struttura del telescopio galileiano ([6])

necessario vagare con l'occhio attorno all'oculare per apprezzare interamente l'immagine dell'oggetto osservato, la quale risulta comunque di qualità non ottimale. A causa di queste sue problematiche, cadde presto in disuso e non fu più utilizzato per osservazioni astronomiche ([6]).

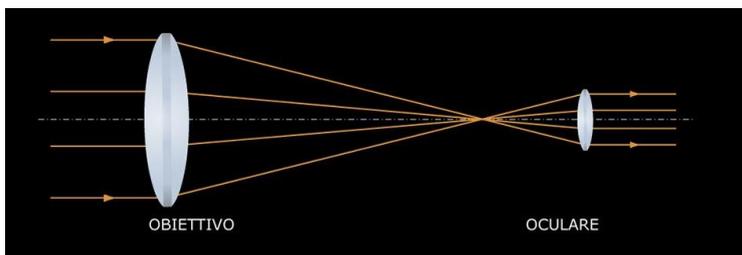


Figura 5: struttura del telescopio kepleriano ([6])

2.1.2 Telescopio kepleriano

Il telescopio kepleriano fu descritto dall'astronomo e matematico di origine tedesca *Johannes Kepler* nel 1611, nel suo libro "Dioptrice".

I primi esemplari di esso erano composti da due lenti, entrambe

piano-convexe o biconvesse, di cui l'oculare avente potenza ottica positiva, ovvero era una lente convergente: la distanza tra l'obiettivo e l'oculare era pari alla somma delle loro lunghezze focali, così da avere la sovrapposizione, internamente al telescopio, di uno dei due fuochi delle singole lenti, rendendole dunque confocali (Fig.5).

Lo svantaggio di tale tipologia di telescopio rifrattore è la creazione di un'immagine ribaltata, mentre i pro sono il riuscire a raccogliere tutta la luce fuoriuscente dallo strumento attraverso la propria pupilla, non dovendo dunque vagare con l'occhio, e la possibilità di montare sull'oculare un micrometro, che permette di misurare la grandezza angolare dell'oggetto osservato; il campo visivo di questo strumento, interamente visibile all'osservatore, risulta assai maggiore di quello di cui giova il modello galileiano.

Rimane possibile montare all'interno del telescopio altre due lenti, che formano il cosiddetto *erettore*, che permette di ribaltare ulteriormente l'immagine creata, così da visualizzarla dritta una volta fuoriuscita dall'oculare, eliminando così questo suo difetto.

Ben presto questa tipologia di telescopio soppiantò il modello galileiano e si diffuse come la struttura ideale per i telescopi rifrattori utilizzati per la ricerca astronomica ([6]).

2.2 Telescopi riflettori

I *telescopi riflettori* sfruttano il principio ottico della riflessione, ovvero quel fenomeno per cui una radiazione incidente, entrando in contatto con una superficie, viene deviata e ne risulta quindi modificata la direzione, venendo rinvia nel mezzo dal quale proveniva.

La legge della riflessione assicura che la radiazione incidente e quella riflessa giacciono sullo stesso piano, detto piano d'incidenza, dove risiede anche la normale alla superficie di discontinuità nel punto di incidenza, e che l'angolo di incidenza e l'angolo di riflessione risultano essere identici (Fig.6):

$$\theta_i = \theta_r \quad (2.3)$$

Lo schema generale di un telescopio riflettore è composto da uno specchio concavo, in quanto esso deve far convergere la radiazione incidente e creare una immagine reale, detto *specchio primario*, e uno o più altri specchi di dimensioni inferiori, la cui forma è scelta opportunamente, detti *specchi secondari*.

Gli specchi, a differenza delle lenti, non assorbono la radiazione incidente e risulta più facile costruirli e mantenerli in posizione, essendo però più propensi a degradarsi con il tempo.

I telescopi rifrattori risultano essere suddivisi in diverse tipologie in base agli specchi che montano: possono essere di tipo *gregoriano*, di tipo *newtoniano* o di tipo *Cassegrain*.

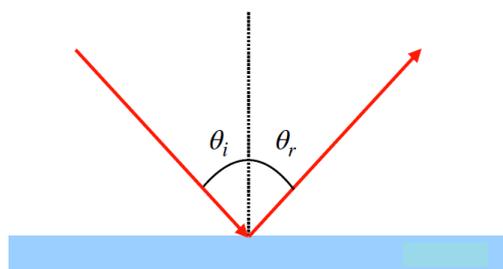


Figura 6: riflessione ([4])

2.2.1 Telescopio gregoriano

Prende il nome dal suo inventore *James Gregory*, che lo descrisse per la prima volta nel 1663 nel suo libro “*Optica Promota*”.

Questa tipologia di telescopio è composta da uno specchio primario di forma parabolica e da uno specchio secondario concavo a sezione ellittica collocato sull'asse focale del primario, oltre il fuoco di quest'ultimo: fu il primo telescopio riflettore mai ideato (Fig.7).

L'immagine si forma dietro lo specchio primario parabolico, che deve essere quindi opportunamente forato: questa immagine risulta essere orientata proprio come l'oggetto osservato, dunque può essere utilizzato anche per osservazioni terrestri ([6]).

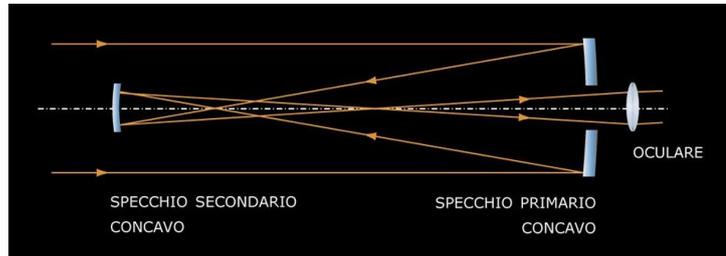


Figura 7: struttura del telescopio gregoriano ([6])

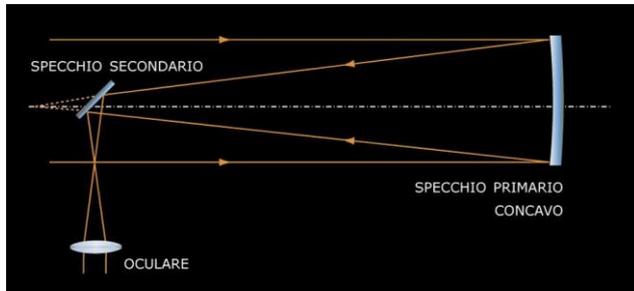


Figura 8: struttura del telescopio newtoniano ([6])

lateralmente l'immagine generata dalla superficie riflettente primaria, visto che essendo piatto non modifica minimamente la focale dello specchio parabolico (Fig.8).

L'oculare di questo telescopio è situato nell'estremità superiore dello strumento.

Benché lo specchio secondario mascheri in parte la zona centrale di quello principale, non influisce significativamente sul rendimento generale del telescopio, fintanto che le sue dimensioni si attestano a un valore inferiore all' 1/3 di quelle dello specchio primario ([6]).

2.2.2 Telescopio newtoniano

Costruito per la prima volta nel 1668 da *Isaac Newton*, da cui prende anche il nome, è composto da uno specchio primario parabolico e da uno specchio secondario piano, il quale è inclinato di 45° rispetto al principale e posizionato poco prima del fuoco di quest'ultimo: il suo compito è quello di deviare

2.2.3 Telescopio Cassegrain

Fu ideato per la prima volta nel 1672 dall'astronomo francese *Laurent Cassegrain*: è costituito da uno specchio primario parabolico e da uno secondario convesso a sezione iperbolica, situato sull'asse di quello primario poco prima del fuoco di quest'ultimo (Fig.9).

Proprio come per il telescopio gregoriano, anche nel telescopio Cassegrain l'immagine si forma dietro allo specchio primario, che deve dunque essere opportunamente forato.

Il vantaggio dello specchio secondario iperbolico è quello di ottenere forti ingrandimenti, grazie a una grossa focale equivalente del sistema, mantenendo comunque le dimensioni dello strumento abbastanza ridotte ([6]).

Esistono due varianti del telescopio Cassegrain ([7]):

- telescopio *Ritchey-Chrétien*: anche lo specchio primario è di forma iperbolica
- telescopio *Nasmyth*: alla normale struttura del telescopio Cassegrain viene aggiunto un terzo specchio piano che devia l'immagine e la proietta esternamente all'asse dello specchio primario, evitando così di avere l'oculare dietro quest'ultimo

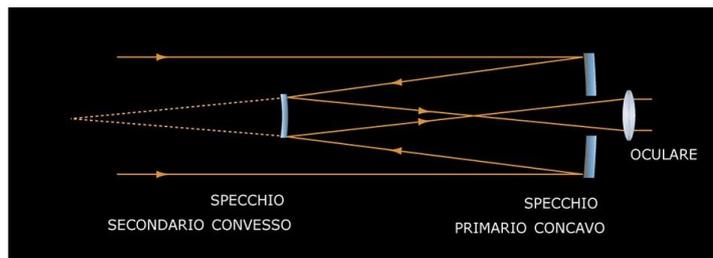


Figura 9: struttura del telescopio Cassegrain ([6])

2.3 Le aberrazioni

Tanto i telescopi basati sulla rifrazione quanto quelli basati sulla riflessione soffrono di problemi dovuti ai componenti che costituiscono tali sistemi e alla loro interazione con la radiazione elettromagnetica: la creazione di telescopi basati sugli specchi rispondeva proprio ai problemi che si riscontravano con le lenti.

Queste problematiche, concepibili come la differenza tra un'immagine perfetta e l'immagine realmente ottenuta, sono chiamate aberrazioni: esistono quelle *cromatiche*, che influenzano solo le lenti, e quelle *geometriche*, che influenzano anche gli specchi ([4]).

2.3.1 Aberrazioni cromatiche

Le *aberrazioni cromatiche* sono dovute al fatto che l'indice di rifrazione di un materiale è dipendente dalla lunghezza d'onda della radiazione incidente, secondo la relazione:

$$n(\lambda) = \frac{c}{v(\lambda)} \quad (2.4)^2$$

Generalmente, l'indice di rifrazione diminuisce con l'aumentare della lunghezza d'onda, dunque una radiazione violetta verrà maggiormente rifratta rispetto a una radiazione rossa. Questa dipendenza dalla lunghezza d'onda dell'indice di rifrazione comporta anche, come viene spiegato dall'*equazione del costruttore di lenti* (Appendice), la subordinazione della lunghezza focale della lente dalla lunghezza d'onda della radiazione incidente considerata:

$$\frac{1}{f} = (n(\lambda) - 1) \left(\frac{1}{R_1} - \frac{1}{R_2} \right) \quad (2.5)^3$$

Si ha quindi che, al variare della lunghezza d'onda, per una stessa lente, varia la distanza alla quale quella radiazione viene messa a fuoco dallo strumento utilizzato: un'immagine policromatica non avrà un solo fuoco, ma apparirà invece come "*diffusa*" ([4]).

Una prima soluzione per risolvere tale problematica fu quella di costruire lenti aventi una focale molto lunga rispetto al diametro della stessa, così da diminuire la divergenza tra i vari raggi e rendere meno evidente l'aberrazione cromatica: questo comportava la costruzione di telescopi estremamente grandi che possedevano problemi strutturali e difficoltà nell'utilizzo, avendo una bassa luminosità.

Una svolta decisiva si ebbe nel 1758, quando l'astronomo e ottico inglese *John Dollond* costruì il cosiddetto *doppietto acromatico* (Fig.10): una combinazione di due lenti, agenti come una sola, di cui una convergente a bassa dispersione e basso indice di rifrazione detta *crown*, e una divergente ad alta dispersione e alto indice di rifrazione detta *flint*, che riusciva a ridurre sensibilmente l'aberrazione cromatica, permettendo alla radiazione rossa di andare a fuoco nello stesso piano di quella blu ([8]).

La soluzione al problema ebbe un'ulteriore ottimizzazione con la creazione nel 1886, da parte del tedesco *Ernst Abbe*, delle *lenti apocromatiche*, ovvero una combinazione di almeno tre lenti con diverso indice di dispersione che permetteva la messa a fuoco nello stesso piano di radiazioni aventi tre diverse lunghezze d'onda, come *rossa - blu - verde*: le lenti utilizzate sono un accostamento di un vetro crown, di uno flint e di uno alla fluorite.

Risulta importante sottolineare che la completa assenza di aberrazione cromatica è un limite teorico, infatti essa può essere solamente ridotta al minimo, ma mai annullata.

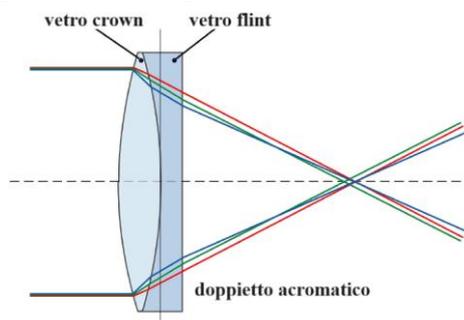


Figura 10: struttura e funzionamento di un doppietto acromatico ([4])

² "c" è la velocità della luce nel vuoto; "v" è la velocità di fase della radiazione nel mezzo; "λ" è la lunghezza d'onda della radiazione incidente

³ "R₁" e "R₂" sono intesi come i raggi di curvatura della lente

2.3.2 Aberrazioni geometriche

Le *aberrazioni geometriche* derivano dalle caratteristiche, appunto, geometriche del sistema e della radiazione incidente, dunque incidono sia sulle lenti che sugli specchi.

Le varie aberrazioni geometriche sono ([4]):

- 1) *aberrazione sferica*: si presenta sull'asse dello strumento ottico e deriva dal fatto che raggi incidenti nelle zone periferiche della lente/specchio vengono rifratti/riflessi in maniera differente rispetto a quelli parassiali.

All'aumentare della distanza dei raggi incidenti dall'asse ottico si ha l'avvicinarsi del fuoco all'elemento ottico, non ottenendo mai un punto dove tutti i raggi lo sono insieme: è possibile eliminarla sfruttando componenti ottiche non sferiche, come lenti asferiche o specchi parabolici, oppure riducendo l'apertura dello strumento

- 2) *coma*: nasce nel momento in cui la radiazione incidente che incontra il telescopio non è parallela all'asse ottico di quest'ultimo, ma risulta inclinata di un certo angolo rispetto ad esso.

I raggi periferici convergono in un punto differente rispetto ai raggi parassiali e a distanza diversa rispetto all'asse ottico, generando così un'immagine avente come una sorta di "coda" (Fig.11): la si può ridurre scegliendo accuratamente la forma delle lenti o ricercando un grande rapporto focale⁴; i telescopi Ritchey-Chrétien annullano la coma ([7])

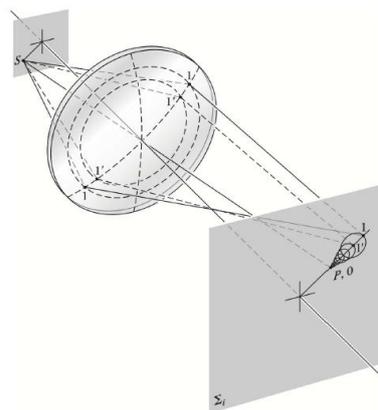


Figura 11: immagine aberrata a causa della coma ([4])

- 3) *astigmatismo*: un oggetto non in asse con l'elemento ottico viene messo a fuoco in punti diversi in base al piano interno allo strumento attraverso cui passano i suoi fasci luminosi; aumenta all'aumentare della distanza dall'asse ottico

- 4) *distorsione*: dipende dal fatto che l'elemento ottico possiede uno spessore fisico non nullo, comportando che parti diverse di esso possiedono una differente potenza di ingrandimento; l'immagine risulta quindi deformata, senza però essere sfocata, "a barile" o "a cuscino", in base alle caratteristiche dell'elemento ottico utilizzato

L'utilizzo di un diaframma evita che i raggi non parassiali raggiungano lo strumento.

2.4 Risoluzione del telescopio e ottiche adattive

Un qualsiasi strumento ottico non è in grado di raccogliere l'intera radiazione incidente che gli arriva, ma teoricamente solo l'84% di essa viene effettivamente ricevuta, poiché quella è la radiazione contenuta nel *disco di Airy* che si forma per via della natura ondulatoria della luce; il raggio del disco di Airy fornisce la risoluzione dello strumento:

$$\theta_{max} = 1.22 \frac{\lambda}{D} \quad (2.6)^5$$

A causa del *seeing*⁶ si ha come valore minimo per la risoluzione del telescopio 1 secondo d'arco, ben peggiore rispetto a quella che si avrebbe fuori dall'atmosfera terrestre.

Per contrastare questo fenomeno, si adoperano specchi a menisco molto sottili e un poco flessibili che permettono di utilizzare le tecniche dell'*ottica attiva* e *adattiva*, che sfruttano un apparato elettromeccanico per deformare la superficie dello specchio attraverso appositi attuatori, secondo la turbolenza atmosferica del momento rilevata utilizzando una stella guida artificiale, permettendo così allo strumento di ricreare fronti d'onda piani nella radiazione che riflette, ripristinando quanto deformato dal passaggio nell'atmosfera.

⁴ con "rapporto focale" si intende il rapporto tra la lunghezza focale e l'apertura di un telescopio

⁵ "λ" è la lunghezza d'onda della radiazione incidente; "D" è l'apertura dello strumento

⁶ insieme di fenomeni, spesso di natura atmosferica, che peggiorano la qualità di un'osservazione

Si possono costruire anche telescopi composti da più specchi di forma esagonale uniti, formanti un unico specchio a tasselli, che permettono aperture di decine di metri ([7]).

Capitolo 3: Radiotelescopi

I *radiotelescopi* studiano la parte dello spettro elettromagnetico tipica delle microonde, le quali hanno una lunghezza d'onda compresa tra 1 mm e 10 cm, e delle onde radio, che invece si sviluppano su un intervallo molto più ampio di lunghezze d'onda, che spazia da 10 cm fino a un limite superiore che arriva anche a centinaia di metri.

L'atmosfera terrestre non permette però uno studio a tutte le lunghezze d'onda degli intervalli appena descritti, si ha infatti che la radiazione sub-millimetrica viene assorbita dall'ossigeno e dalle molecole d'acqua nella bassa atmosfera, mentre la radiazione a più bassa frequenza, dunque a lunghezza d'onda più alta, ha come ostacolo l'opacità della ionosfera: la "*finestra radio*" si estende dal millimetro a qualche decina di metri ([9]).

Il segnale radio viene emesso in virtù delle caratteristiche fisiche della sorgente e si presenta come un segnale incoerente a spettro continuo, irradiato su tutte le frequenze, come fosse un rumore; esistono comunque eccezioni, come i processi *maser* ([10]).

I radiotelescopi generalmente sono costituiti da un'*antenna* in ricezione formata da una superficie riflettente, che serve per raccogliere la radiazione incidente, e da un *ricevitore*, che invece rileva la radiazione, la filtra e la amplifica, così da poter essere poi analizzata.

Essendo che l'intervallo di frequenze sulle quali è possibile lavorare è molto ampio, i radiotelescopi possiedono forme e caratteristiche anche parecchio diverse tra loro: in generale, non hanno le stesse restrizioni dei telescopi ottici, sia come struttura sia come luogo in cui poter essere collocati, potendo venir costruiti anche in luoghi pianeggianti o vallate distanti dalle città, riducendo così al minimo l'interferenza che si può avere con le radiazioni generate dall'essere umano; sono inoltre utilizzabili anche durante il giorno.

Da un radiotelescopio non si ottengono direttamente immagini come avviene per i telescopi ottici, quanto piuttosto bisogna analizzare la radiazione incidente ed elaborarla attraverso apposite strumentazioni e con le dovute accortezze di sorta.

Esistono radiotelescopi sia mobili, orientabili dunque verso qualunque zona della volta celeste, sia fissi, detti di transito, che invece osservano il firmamento al suo passaggio.

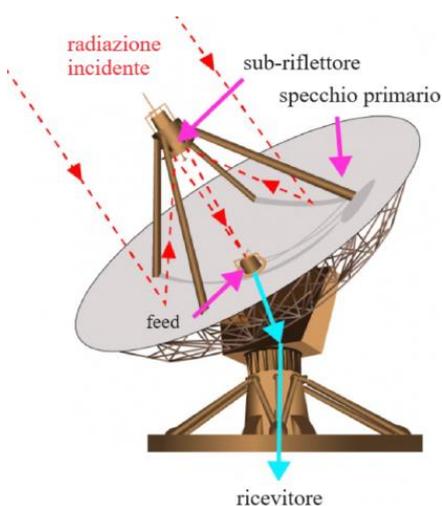


Figura 12: schema di un radiotelescopio a singolo paraboloide ([9])

3.1 Le antenne

Le antenne dei radiotelescopi variano in forma e dimensione in base alla radiazione che devono ricevere e inviare successivamente al ricevitore.

Per le lunghezze d'onda superiori al metro - $\lambda > 1 m$ - si utilizzano reti di fili metallici disposti in maniera tale da ottenere un dipolo che possa ricevere ottimamente la radiazione della sorgente che si sta studiando, per poi convertirla in segnale elettrico: generalmente viene sfruttata più di una singola antenna, così da ottimizzare lo studio della radiazione incidente, ottenendo strutture che nel complesso si estendono per centinaia di metri.

Considerando invece lunghezze d'onda minori di quelle appena prese in esame - $\lambda < 1 m$ -, si fa utilizzo di una struttura composta da uno specchio, spesso in

alluminio e di forma parabolica, il quale riflette la radiazione incidente verso uno specchio secondario, detto *sub-riflettore*, che invia a sua volta la radiazione verso il ricevitore: una singola parabola può usufruire di diverse parti superiori del ricevitore, dette *feed*, messe in serie e posizionate poco prima del fuoco del riflettore secondario, dunque il sub-riflettore

deve essere mobile e orientabile a piacimento ([11]); la struttura più comune per queste antenne è molto simile ai telescopi ottici di tipo Cassegrain, con uno specchio principale parabolico e uno specchio secondario iperbolico (Fig.12).

Il segnale di una radio sorgente è poco energetico, dunque risulta necessario costruire specchi primari molto ampi, così da raccogliere il maggior quantitativo di radiazione incidente possibile, aventi però una focale corta, evitando di creare strutture instabili, visto che il sub-riflettore deve essere posto nelle vicinanze del fuoco del riflettore primario.

Le possibili deviazioni ϵ dalla forma ideale dell'antenna, dovute alla scabrosità delle superfici degli specchi utilizzati e alle deflessioni strutturali, causano un ritardo di fase nella radiazione incidente, che comporta una riduzione in coerenza e una conseguente piccola perdita del segnale ricevuto; attraverso queste deviazioni si può calcolare la minima lunghezza d'onda alla quale un determinato radiotelescopio può operare ([11]):

$$\lambda_{min} = 20\epsilon \quad (3.1)$$

3.1.1 Parametri di rendimento di un'antenna

I due parametri principali che servono per descrivere un'antenna e le sue prestazioni sono il power pattern, o beam, e l'efficienza dell'apertura.

Il *power pattern* è una misura della potenza ricevuta dall'antenna in funzione della distanza angolare dall'asse dello strumento stesso: descrive la risposta in ricezione dell'antenna, ovvero quanta potenza riceve in funzione della direzione ([12]).

Il power pattern del radiotelescopio risulta essere il quadrato del pattern di campo, che è esprimibile come una funzione seno cardinale: il pattern di campo di un'apertura è, in approssimazione di campo lontano, la quale è valida per gli studi radioastronomici, la trasformata di Fourier della distribuzione di campo elettrico, il quale è generato dalla sorgente studiata, che illumina uniformemente l'apertura stessa.

Per un'apertura uniformemente illuminata, variando l'angolo di puntamento θ rispetto all'asse dell'antenna, si ha una variazione della risposta come $\text{sinc}^2 \theta$ ([9]).

La rappresentazione tridimensionale del beam viene fatta attraverso il diagramma d'antenna, dal quale si può riconoscere il massimo centrale, denominato *lobo principale*, e i massimi secondari, detti appunto *lobi secondari* (Fig.13)⁷.

Il potere risolutivo del radiotelescopio è ben approssimato dalla HPBW, che vale circa:

$$HPBW = \theta_{BW} \approx \frac{\lambda}{D} \quad (3.2)^8$$

Per ottenere risoluzioni migliori, a parità di lunghezza d'onda analizzata, è inevitabile costruire paraboloide di diametro sempre maggiore: essendo che l'intervallo di lunghezze d'onda alle quali un radiotelescopio deve lavorare si estende su diversi ordini di grandezza, la risoluzione per una singola antenna varia in base a cosa si sta studiando, con un massimo alle piccole lunghezze d'onda, risultando comunque sempre inferiore a quella che si ha nei telescopi ottici adoperati sul suolo terrestre, senza citare quelli fuori dall'atmosfera.

L'*efficienza dell'apertura* è il rapporto tra l'area efficace e quella geometrica dell'antenna: il suo valore rappresenta quanto si è lontani dal caso ideale, dove le due aree coincidono.

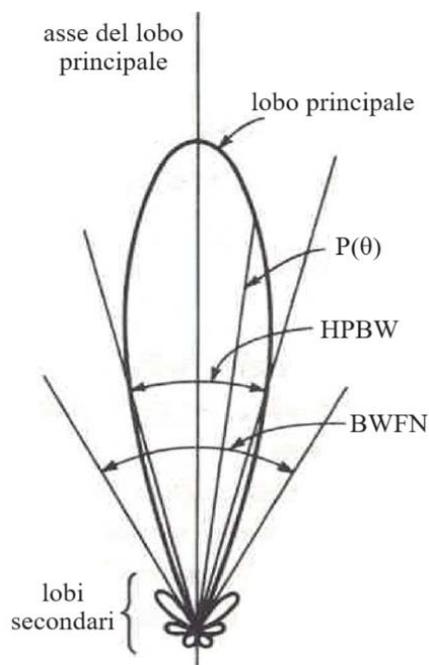


Figura 13: diagramma d'antenna di un radiotelescopio ([9])

⁷ $P(\theta)$ = potenza; "HPBW" = half-power beamwidth: l'angolo che sottende il livello di metà potenza del lobo principale; "BWFN" = beam width first nulls: la larghezza angolare tra i primi zeri del diagramma

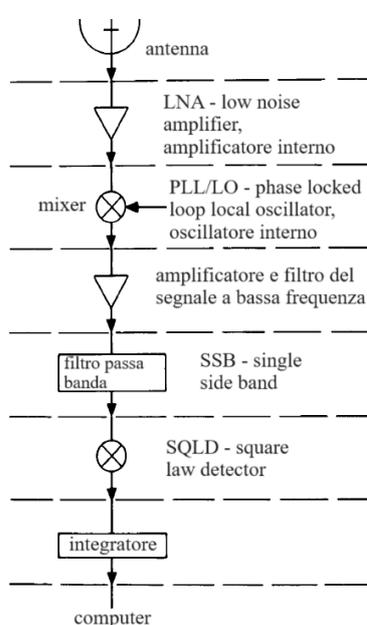
⁸ " λ " è la lunghezza d'onda misurata; " D " è il diametro della parabola del telescopio

L'area geometrica può essere espressa con l'apertura dell'antenna, che è la superficie piana che ricopre l'interezza della parabola e risulta proporzionale al quadrato del diametro della stessa, mentre l'area effettiva è la superficie su cui realmente l'antenna è capace di ricevere la radiazione, al netto di tutte le perdite subite dal segnale in fase di raccolta e riflessione. L'efficienza dell'apertura può quindi essere espressa dal semplice rapporto:

$$\eta = \frac{A_e}{A_g} \quad (3.3)$$

Il caso ideale è rappresentato dalla condizione di uguaglianza tra le due aree, dunque l'efficienza ha un valore sempre minore o uguale all'unità: solitamente η risulta compresa tra 0.5 e 0.7 ed è dipendente dalla frequenza della radiazione incidente ([12]).

L'efficienza dell'apertura è influenzata dalla qualità dell'antenna, dalle condizioni che possono inficiarla, come le perturbazioni atmosferiche o gli spazi vuoti tra i pannelli che la compongono, e dall'oscuramento di certe zone dell'antenna causato dalle altre strutture del telescopio, come il sub-riflettore o i sostegni che reggono i vari componenti dell'apparato.



3.2 I ricevitori

Il ricevitore di un radiotelescopio è un insieme complesso di strumentazioni atte alla rilevazione della radiazione incidente riflessa dall'antenna e alla sua successiva analisi; esso deve essere posto internamente alla struttura del radiotelescopio, così da non incorrere in problematiche strutturali a causa delle sue dimensioni e del suo peso.

Una volta che la radiazione incide sull'antenna, la quale la trasforma da un'onda piana a una sferica convergente, essa viene riflessa dal sub-riflettore verso i cosiddetti *feed*, che possono essere a dipolo o a tromba, questi ultimi contenenti scanalature che realizzano la corretta distribuzione in fase e ampiezza dell'onda incidente riflessa: i vari feed raccolgono il campo elettrico della radiazione incidente e lo trasformano in tensione misurabile, la quale viene inviata attraverso delle guide d'onda e dei cablaggi alle restanti parti del ricevitore.

Un singolo ricevitore può avere più feed disposti in serie e analizzanti tutti una medesima frequenza, così da ampliare il

campo di vista con il quale si sta lavorando: hanno dimensioni proporzionali alla lunghezza d'onda della radiazione che devono analizzare e per la quale sono stati progettati ([11]).

I ricevitori dei radiotelescopi sono di tipo *supereterodina*, termine che identifica i ricevitori che convertono il segnale in ingresso in un nuovo segnale contenente le stesse informazioni di quello iniziale, ma a frequenze più basse, così da analizzarlo meglio: questi ricevitori si dividono in due sezioni distinte ma comunicanti, dette *frontend* e *backend*.

Il frontend dipende dalla frequenza alla quale si sta operando ed è composto da un amplificatore, o da una serie a cascata degli stessi, che serve per aumentare l'intensità della radiazione, di per sé parecchio debole, e da un mixer, che effettua l'effettiva conversione della frequenza, ottenuta da una combinazione del segnale radio amplificato in ingresso e da un segnale monocromatico generato da un oscillatore interno, detto *Phase Locked Loop Local Oscillator*, avente frequenza simile a quella del segnale originale; successivamente, si filtra e si amplifica ulteriormente la radiazione a bassa frequenza ottenuta dal processo.

Il backend è invece uguale per tutte le frequenze di ingresso iniziali e serve a elaborare il segnale in uscita dal frontend: è composto da un dispositivo in grado di fornire il quadrato dell'ampiezza del segnale, detto *Square Law Detector*, e da un integratore, essenziale per ripulire il segnale dai rumori introdotti dall'elettronica; il segnale in uscita viene infine reso disponibile all'utente attraverso opportuni computer, dopo essere stato convertito in formato digitale ([13]) (Fig.14).

3.3 Rumore e degradazione del segnale

Per ottenere una buona osservazione bisogna far sì che il rapporto tra il segnale misurato e il rumore sia alto; per minimizzare il rumore bisogna avere tempi di integrazione lunghi e un radiotelescopio con una buona risoluzione: si deve osservare per lungo tempo la stessa radiosorgente e disporre di un'antenna avente uno specchio primario il più ampio possibile. Il rumore prodotto da sorgenti diverse da quella osservata è la prima fonte di disturbo per il segnale da rilevare e viene quantificato in termini di temperatura equivalente.

Il rumore generato da sorgenti esterne al Sistema Solare è chiamato *rumore cosmico*, mentre quello prodotto internamente è detto *rumore solare*: entrambi sono fortemente dipendenti dalla direzione di puntamento del telescopio, con un picco se direzionato verso il piano galattico; nella migliore delle condizioni, per una sorgente lontana dal piano galattico, questi rumori sono limitati alla radiazione cosmica di fondo, costante ovunque.

Il segnale può subire attenuazioni anche attraversando l'atmosfera terrestre, che può essere vista come un'ulteriore fonte di rumore, come anche dalla tenue radiazione generata dal suolo terrestre o da quella prodotta dalle radiocomunicazioni utilizzate dall'uomo ([14]).

Anche la strumentazione del radiotelescopio può portare alla degradazione del segnale, quantificabile in perdita di efficienza: per attenuare questo effetto, si raffreddano attraverso appositi criogeni i componenti della struttura, fino a temperature comprese tra i 4 e i 20 K.

3.4 Interferometria

Il potere risolutivo di un singolo radiotelescopio è inversamente proporzionale alla dimensione dello stesso e direttamente proporzionale alla lunghezza d'onda, dunque si ha come conseguenza il dover costruire parabole estremamente imponenti per riuscire ad avere la stessa risoluzione dei telescopi ottici: questo comporterebbe sia l'aver costi elevati sia parecchie problematiche strutturali e di progettazione, non sempre risolvibili.

Per ovviare a tale problema si può utilizzare l'interferometria: un *interferometro* è costituito da un sistema di almeno due telescopi separati da una certa distanza spaziale, detta *baseline*, accoppiati fra loro e osservanti la stessa sorgente contemporaneamente.

Il potere risolutivo di un interferometro è identico a quello di un singolo telescopio avente un'apertura pari alla baseline del sistema di radiotelescopi stesso, perdendo però in potenza del segnale ricevuto a causa della minore area di raccolta complessiva, mentre la sensibilità dello strumento è direttamente proporzionale al numero di antenne adoperate: si ottengono così risoluzioni equiparabili a quelle di radiotelescopi grandi anche decine di chilometri.

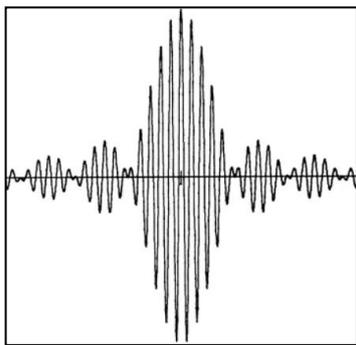


Figura 15: risposta di un interferometro ([15])

Se la direzione della baseline fosse fissa nel tempo, il segnale radio arriverebbe alle antenne con una certa differenza di fase, ma a causa della rotazione terrestre la direzione della baseline cambia continuamente e questo causa una variazione nella differenza di fase tra i segnali ricevuti dalle singole parabole: combinando opportunamente le onde aventi stessa frequenza, ma diversa fase, si ottiene una *figura di interferenza a frange*, che è il principio su cui si basano gli interferometri ([5]).

I diversi segnali trasmessi dalle parabole vengono analizzati da un correlatore, il quale li amplifica, li moltiplica debitamente fra loro e li integra temporalmente, fino ad ottenere le frange di interferenza modulate da una figura di

diffrazione: la risposta di un interferometro è dunque una funzione coseno modulata dal quadrato di una funzione seno cardinale (Fig.15).

La larghezza delle frange dipende dalla baseline del sistema: più risulta essere corta, più si avranno frange larghe e interferometri sensibili a strutture estese, mentre aumentandola si otterranno frange ravvicinate e lo strumento sarà maggiormente sensibile a oggetti compatti; sfruttando baseline diverse si possono quindi studiare oggetti differenti ([16]).

Capitolo 4: Telescopi X

L'atmosfera terrestre risulta essere opaca per frequenze elevate, come quella dei raggi X o dei raggi γ , quindi è necessario per il loro studio l'impiego di telescopi o rilevatori montati su palloni aerostatici mandati nelle zone superiori dell'atmosfera o addirittura su satelliti artificiali posti in orbita attorno alla Terra: a causa di tali complicanze ingegneristiche, l'astronomia a raggi X nacque effettivamente solo dopo la metà del XX secolo.

Attraverso gli studi sui razzi condotti durante la Seconda Guerra Mondiale si raggiunsero le capacità tecnologiche sufficienti per portare dei rilevatori oltre l'atmosfera terrestre, come accadde alla fine degli anni '40 quando, utilizzando un missile V-2, detto anche razzo Aggregat-4, si scoprì la forte radiazione X prodotta direttamente dal Sole.

Il vero sviluppo astronomico si ebbe negli anni '60 per mano dei fisici *Roberto Giacconi* e *Bruno Rossi*: scoprirono nel 1962, grazie a dei contatori Geiger posti ad alta quota, la prima sorgente non solare di raggi X, *Scorpius X-1*, e lanciarono, nel 1970, il primo satellite artificiale rivolto esclusivamente alle osservazioni a queste frequenze, *Uhuru*.

Lo studio dei raggi X avviene principalmente attraverso apparecchiature che sfruttano i conteggi oppure grazie a opportuni telescopi, detti a incidenza radente.

4.1 Contatori proporzionali

I contatori proporzionali furono i primi strumenti utilizzati per la rilevazione dei raggi X.

Sono formati da una contenitore, che funge da catodo, riempito da una miscela gassosa composta da un gas nobile e una piccola percentuale di un altro gas come, per esempio, del metano, e da un filo immerso nel gas che invece svolge il ruolo di anodo; nei contatori più moderni si possono avere anche diversi anodi in una singola camera.

La miscela gassosa determina la sensibilità dello strumento.

Esternamente è presente una finestra abbastanza spessa da riuscire a contenere il gas interno ma, al contempo, sufficientemente sottile da permettere alla radiazione X incidente di penetrare nell'apparecchio e di venire a contatto con la miscela gassosa (Fig. 16).

Una volta che la radiazione esterna interagisce con il gas, essendo questa molto energetica, ionizza gli atomi della miscela gassosa e crea coppie elettrone-ione positivo: gli elettroni liberi, che hanno acquisito anche una certa energia cinetica dai fotoni X con l'interazione precedente, vengono accelerati grazie al campo elettrico creatosi tra l'anodo e il catodo e iniziano a muoversi dentro alla camera; essendo essi molto energetici, risulteranno capaci di creare nuove coppie ioniche, generando così un gran numero di nuovi elettroni liberi in movimento verso l'anodo, in un processo chiamato *valanga Townsend*, aumentando così l'entità del segnale che viene rilevato dalla strumentazione implementata nell'apparecchio.

Il segnale finale che viene registrato sarà proporzionale all'energia dei fotoni X incidenti iniziali, visto che maggiore essa è, più verranno generati elettroni liberi molto energetici attraverso la ionizzazione degli atomi del gas, che potranno a loro volta causare valanghe elettroniche di entità sempre maggiore: analizzando questo segnale attraverso opportune apparecchiature si riuscirà a risalire alla tipologia della radiazione iniziale e alle sue caratteristiche.

Una problematica che riguarda questo tipo di contatori è l'impossibilità di determinare la direzione di provenienza della radiazione incidente, oltre a problemi strutturali, come le grandi dimensioni e la possibile fuga del gas dalla camera, o causati dall'ambiente in cui vengono posti, come l'alta quota o lo spazio aperto ([18]); l'utilizzo di collimatori permette di selezionare la radiazione proveniente solamente da una determinata zona di cielo.

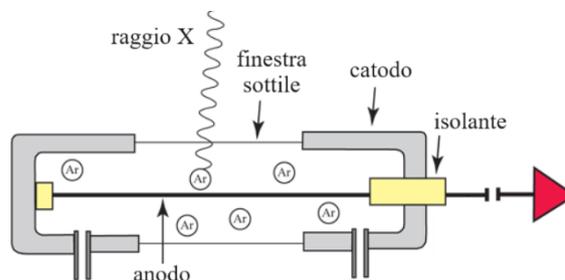


Figura 16: componenti di un contatore proporzionale ([17])

4.2 Telescopi a incidenza radente

Gli strumenti che è possibile adoperare per concentrare la radiazione X negli appositi telescopi sono gli stessi che vengono utilizzati per i telescopi ottici, ovvero le lenti e gli specchi: i problemi sorgono però considerando sia le caratteristiche della radiazione incidente, i raggi X, sia come gli strumenti adoperati interagiscono con essa.

L'indice di rifrazione di un materiale, comunemente riportato come un numero reale, può essere più propriamente espresso come un numero complesso della forma:

$$n = 1 - \delta + i\beta \quad (4.1)^9$$

I valori che δ e β assumono dipendono dalla lunghezza d'onda della radiazione incidente e dal materiale utilizzato per lo strumento ottico, in particolar modo dalla sua densità.

Per quanto riguarda le lunghezze d'onda dei raggi X, si ha che l'indice di rifrazione ha una parte reale sempre minore dell'unità - $Re(n) < 1$ - a causa del valore positivo che δ ha in quell'intervallo dello spettro elettromagnetico, il che comporta angoli di rifrazione piccoli e una riflettività trascurabile per gli angoli di incidenza che si è soliti usare nei telescopi.

Le comuni lenti che vengono sfruttate nei telescopi ottici non possono quindi essere adoperate nei telescopi per i raggi X, perché la radiazione verrebbe assorbita dalla lente stessa, considerando l'usuale spessore con cui vengono costruite.

Essendo la rifrazione impraticabile per i fini che si vogliono ottenere, si è obbligati a sfruttare la riflessione e dunque adoperare degli specchi: per l'esattezza, si usufruisce della *riflessione totale*, che è legata indissolubilmente all'angolo critico del materiale utilizzato.

La legge di Snell implica l'esistenza di un angolo, detto appunto *angolo critico*, che rappresenta il massimo angolo per il quale si ha il fenomeno della riflessione totale, dove la radiazione incidente viene completamente riflessa nel mezzo dal quale proveniva: nei telescopi a raggi X si cerca quindi far incidere sullo specchio la radiazione con angoli che siano minori dell'angolo critico, così da sfruttare adeguatamente la riflessione totale.

Applicando la legge di Snell si ricava una formula per il calcolo dell'angolo critico, considerando β come trascurabile nella formula dell'indice di rifrazione in quanto piccolo:

$$\cos \theta_c = 1 - \delta \quad (4.2)$$

Anche δ è abbastanza piccolo, quindi si può approssimare la formula per l'angolo critico:

$$\theta_c = \sqrt{2\delta} \propto \frac{\sqrt{Z\rho}}{E} \quad (4.3)^{10}$$

L'angolo critico risulta inversamente proporzionale all'energia del fotone X incidente.

Per un determinato materiale si hanno angoli critici minori per fotoni ad alta energia, mentre a un fissato angolo di incidenza si nota che gli elementi con alto Z riflettono fotoni ad energia più elevata; elementi ad elevato Z dispongono di angoli critici maggiori ([19]).

Per l'intervallo di lunghezze d'onda che generalmente un raggio X possiede si ha che l'angolo critico è di circa 1° , creando non poche difficoltà per riuscire ad avere un angolo di incidenza inferiore ad esso: per superare questo problema si sfrutta l'*incidenza radente* sugli specchi, utilizzando, per riflettere la radiazione, le pareti dello specchio invece che le zone vicino al vertice dello stesso, così da avere angoli di incidenza piccoli a sufficienza per sfruttare la riflessione totale, ottenendo una buona riflettività complessiva.

I telescopi a incidenza radente operano dunque grazie a specchi di forma parabolica formati da superfici metalliche, come nickel o iridio, molto riflettenti; visto che l'angolo tra la superficie dello specchio e la radiazione incidente è molto piccolo, si rischia di perdere gran parte di quest'ultima senza che essa venga riflessa, poiché l'area di raccolta della radiazione è proporzionale all'angolo di incidenza e alla lunghezza focale dello specchio: si utilizzano quindi diversi specchi confocali in una struttura concentrica, così da aumentare la superficie di riflessione e raccogliere più radiazione incidente possibile.

⁹ “ δ ” descrive il decremento rifrattivo; “ β ” descrive l'assorbimento della radiazione

¹⁰ “Z” è il numero atomico degli atomi che compongono la superficie dello specchio che viene utilizzato;

“ ρ ” è la densità del materiale riflettente con il quale si è costruito lo specchio

Infine, per risolvere le distorsioni che le immagini hanno per colpa della coma, che possono insorgere utilizzando degli specchi parabolici in questa maniera, si innesta nel telescopio anche una seconda serie di specchi concentrici, confocali e coassiali, stavolta iperbolici: questa aggiunta permette di minimizzare le aberrazioni, di aumentare il campo di vista e di avere telescopi con lunghezze focali minori, riducendo così la dimensione generale dell'intero strumento, fattore fondamentale per oggetti che devono orbitare attorno alla Terra (Fig.17).

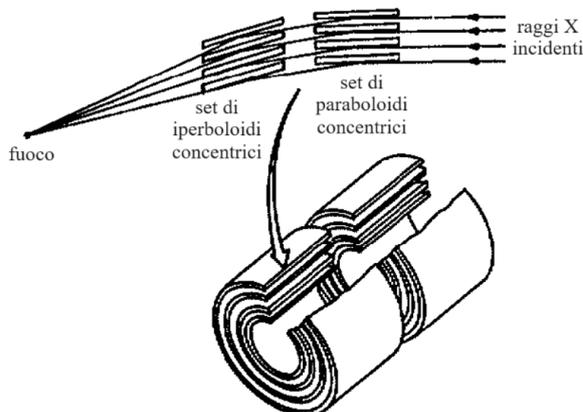


Figura 17: struttura di un telescopio a incidenza radente ([20])

4.2.1 Ottiche Wolter

Nel 1952 il fisico tedesco *Hans Wolter* delineò tre possibili configurazioni di specchi che era possibile utilizzare per riflettere i raggi X sfruttando l'incidenza radente ([21]):

- *Wolter I*: composto da uno specchio primario parabolico e da uno specchio secondario iperbolico coassiale e confocale; questa risulta essere la configurazione più utilizzata in ambito astronomico poiché permette, a parità di apertura, la minore lunghezza focale possibile
- *Wolter II*: è composto dagli stessi specchi della configurazione I, ma utilizza la superficie esterna dello specchio iperbolico, invece di quella interna, per riflettere la radiazione incidente
- *Wolter III*: formato da uno specchio primario parabolico di cui si sfrutta la superficie esterna e da uno secondario ellissoide; non è utilizzato in ambito astrofisico (Fig.18)

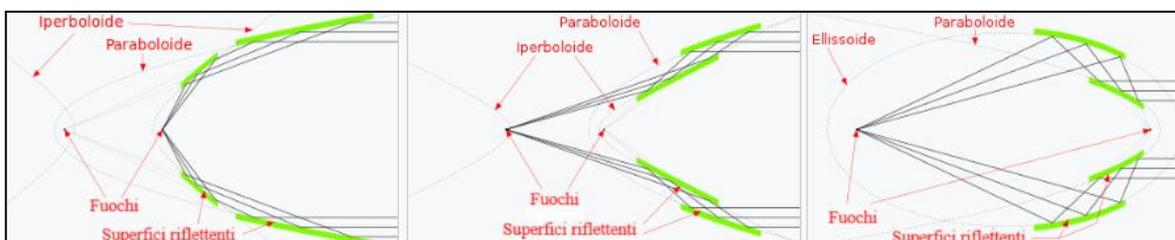


Figura 18: schemi, rispettivamente, delle configurazioni Wolter I, Wolter II e Wolter III ([22])

4.2.2 Qualità degli specchi e multilayer coating

Gli specchi utilizzati all'interno dei telescopi X devono essere estremamente più lisci rispetto a quelli dei telescopi ottici, poiché possono esistere asperità sulle loro superfici, ma esse devono avere dimensioni minori della lunghezza d'onda della radiazione che deve essere riflessa, rendendo la loro minuziosa lavorazione assai complessa ([21]).

Aumentando l'energia del singolo fotone X si giunge presto ad angoli critici molto piccoli e quindi all'impossibilità di sfruttare l'incidenza radente: per aumentare la riflettività e poter lavorare anche sui cosiddetti *raggi X duri* si utilizza la tecnica del *multilayer coating*. Consiste nella sovrapposizione di diversi strati, detti *bistrati*, composti da un materiale ad alta densità detto *assorbitore*, con il ruolo di riflettere l'onda incidente, e da uno a bassa densità detto *spaziatore*: questi ultimi sono fondamentali per sovrapporre in fase i raggi riflessi dai singoli assorbitori, generando così il ricercato aumento della riflettività totale del sistema; utilizzando spaziatori con dimensioni diverse nei vari bistrati si è anche in grado di ampliare lo spettro di energie dei fotoni incidenti sulle quali si vuole lavorare.

Capitolo 5: PSR J0514–4002E

Il sistema binario *PSR J0514-4002E* rappresenta un ottimo esempio di come, utilizzando diverse tipologie di telescopio, si possano scoprire corpi celesti in grado di estendere le conoscenze dell'uomo e di verificare nuovamente quanto da lui già formulato in passato.

Il sistema in questione si trova nell'ammasso globulare *NGC 1851*, localizzato nella costellazione della Colomba, ed è stato scoperto attraverso una ricerca condotta con l'interferometro *Karoo Array Telescope*, detto *MeerKAT*, in Sudafrica: è composto da una pulsar millisecondo e da un oggetto non ancora ben identificato; la particolarità di questo sistema è la massa totale abbastanza elevata del duo di corpi celesti che lo compongono.

Per ricavare i vari parametri del sistema sono stati utilizzati due diversi ricevitori del telescopio MeerKAT, ovvero quello della banda-L e quello UHF¹¹: grazie a questi è stato possibile calcolare la funzione di massa $f(m_p, m_c)$ del sistema.

Per accordare i vari segnali registrati e ricostruire un preciso modello temporale per la pulsazione sono stati utilizzati gli strumenti del *Pulsar Timing User Supplied Equipment*: dal modello ottenuto, si è riscontrato questo sistema binario in alcune misurazioni del radiotelescopio *Robert C. Byrd Green Bank Telescope*, detto *GBT*, permettendo quindi di sfruttare osservazioni ad ulteriori altre frequenze, migliorando così il modello calcolato; da questo modello è stato possibile ricavare il valore della precessione del periastro, che vale $\dot{\omega} = 0.03468 \pm 0.00003^\circ \text{ yr}^{-1}$, fondamentale per il calcolo della massa totale del sistema.

Utilizzando i radiotelescopi già citati è stata possibile anche la ricerca di effetti relativistici, come i ritardi temporali di Shapiro e di Einstein, non riscontrandone però alcuno.

La ricerca del compagno della pulsar può essere effettuata anche attraverso l'utilizzo del *Telescopio Spaziale Hubble*, sfruttando dei filtri per la *Wide Field Camera 3*, detta *WFC3*, sensibili soprattutto alle stelle blu vagabonde e alle nane bianche: le possibili stelle trovate sono troppo distanti, e dunque slegate fisicamente, dalla pulsar; esse, inoltre, possiedono una massa troppo piccola per poter essere considerate come l'altro corpo del sistema.

L'assenza di una stella rilevabile attraverso l'utilizzo di telescopi ottici, come appunto l'*HST*, implica la natura di oggetto compatto del corpo analizzato, vista anche l'assenza di altri fenomeni riconducibili alle stelle di sequenza principale o alle stelle giganti.

La massa totale del sistema binario risulta essere $M = 3.887 \pm 0.004 M_\odot$, che, combinata con la funzione di massa il cui valore è $f(m_p, m_c) = 0.41672 \pm 0.00022 M_\odot$, e con l'assenza di effetti relativistici di sorta, permette di calcolare con una buona affidabilità gli intervalli in cui ricadono le masse della pulsar e dell'oggetto compagno, in unità di masse solari:

$$1.17 M_\odot < m_p < 1.79 M_\odot \quad 2.09 M_\odot < m_c < 2.71 M_\odot \quad (5.1)$$

La massa del compagno della pulsar rientra esattamente nell'intervallo di massa tra le stelle di neutroni più massicce e i buchi neri di piccola massa, potendo dunque essere un oggetto ad oggi ancora mai osservato: non si ha comunque modo di capire quale corpo sia.

Questo sistema binario si ritiene che sia nato da un incontro ravvicinato di altri due sistemi che, interagendo, hanno permesso lo scambio delle loro componenti, andando così a formare il duo di corpi preso in esame (*Fig. 19*) ([23]).

L'utilizzo di diverse frequenze dello spettro elettromagnetico, dunque l'impiego di telescopi differenti, permetterà sempre nuove scoperte in grado di ampliare ulteriormente il sapere umano, elevando l'astronomia multimessaggera a importante campo di ricerca su cui puntare.

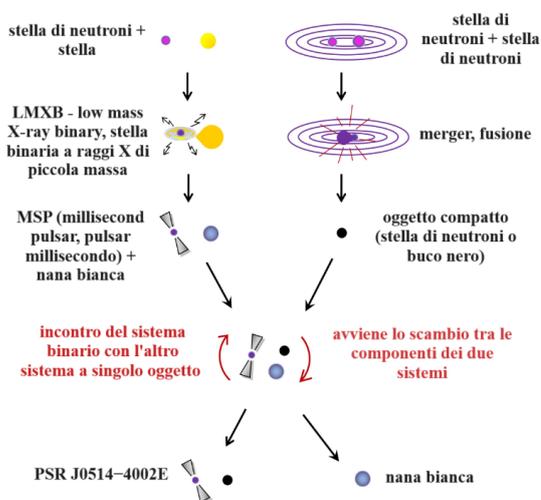


Figura 19: schema della presunta dinamica di formazione del sistema PSR J0514–4002E (fonte: Thomas Tauris, Università di Aalborg)

¹¹ filtro banda-L: da 856 a 1712 MHz; UHF = Ultra High Frequency: da 544 a 1088 MHz

Appendice: Calcolo dell'equazione del costruttore di lenti

La formula del costruttore di lenti mette in relazione la lunghezza focale di una lente con l'indice di rifrazione e i raggi di curvatura della stessa.

Per poterla calcolare bisogna prima ricavare la *formula dei punti coniugati di un diottro*, in quanto la lente sarà concepita come il susseguirsi di due diottri sferici, e l'*equazione delle lenti sottili*, in quanto fornirà la relazione che lega la lunghezza focale della lente con la distanza dell'oggetto dallo strumento ottico e la distanza alla quale si forma l'immagine dell'oggetto osservato.

Un diottro sferico è un sistema ottico composto da due mezzi omogenei, trasparenti e isotropi, con indice di rifrazione differente e separati da una superficie sferica; una lente sottile è una lente il cui spessore è piccolo rispetto alle distanze associate alle sue proprietà ottiche, come i raggi di curvatura o la distanza focale ([4]).

A.1 Formula dei punti coniugati di un diottro

Essendo il diottro sferico uno strumento ottico basato sulla rifrazione, risulta valida la legge di Snell (2.1), che verrà espressa in *approssimazione di Gauss*, la quale vale per i raggi vicini all'asse ottico dello strumento e aventi angoli di inclinazione piccoli rispetto ad esso, permettendo così di scrivere le funzioni trigonometriche come il primo termine del loro sviluppo in serie di Taylor:

$$n_1 \theta_1 = n_2 \theta_2 \quad (\text{A.1})$$

Considerando i triangoli OPC e PCI (Fig.20), si può applicare il secondo teorema dell'angolo esterno per i triangoli, secondo il quale ciascun angolo esterno è uguale alla somma degli angoli interni ad esso non adiacenti:

$$\theta_1 = \alpha + \beta \quad \theta_2 + \gamma = \beta \quad (\text{A.2})$$

Andando adesso a sostituire i valori di θ_1 e θ_2 appena ricavati all'interno della formula di Snell in approssimazione parassiale (A.1), si ottiene la seguente relazione:

$$n_1 \alpha + n_2 \gamma = (n_2 - n_1) \beta \quad (\text{A.3})$$

Applicando ora l'*approssimazione per piccoli angoli*, che permette di scrivere gli angoli su cui si sta lavorando attraverso le distanze associate alle proprietà ottiche del diottro, ovvero la distanza dell'oggetto - p -, dell'immagine - q - e il raggio di curvatura - R -, si ottiene:

$$\alpha \approx \frac{d}{p} \quad \beta \approx \frac{d}{R} \quad \gamma \approx \frac{d}{q} \quad (\text{A.4})$$

Sostituendo nella formula (A.3) si ricava la legge dei punti coniugati del diottro:

$$\frac{n_1}{p} + \frac{n_2}{q} = \frac{(n_2 - n_1)}{R} \quad (\text{A.5})$$

Se I è l'immagine di O, la posizione di I rispetto a V è dunque indipendente dall'angolo α .

A.2 Equazione delle lenti sottili

Risulta possibile scrivere la tangente dell'angolo θ sia attraverso la grandezza dell'oggetto - h_o - sia attraverso la grandezza dell'immagine - h_i - (Fig.21):

$$\tan \theta = \frac{h_o}{f}, \tan \theta = -\frac{h_i}{(q-f)} \quad \rightarrow \quad \frac{h_o}{f} = -\frac{h_i}{(q-f)} \quad (\text{A.6})$$

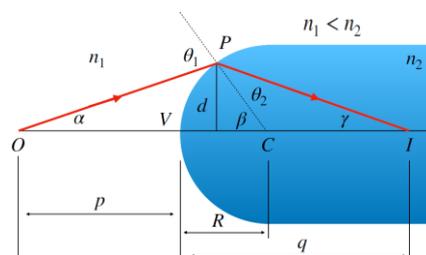


Figura 20: schema di un diottro ([4])

Si può scrivere anche la tangente dell'angolo θ' attraverso le stesse grandezze con cui si è scritta la tangente dell'angolo θ , ovvero grazie a h_o e h_i (Fig.21):

$$\tan \theta' = \frac{h_o}{p}, \tan \theta' = -\frac{h_i}{q} \rightarrow \frac{h_o}{p} = -\frac{h_i}{q} \quad (\text{A.7})$$

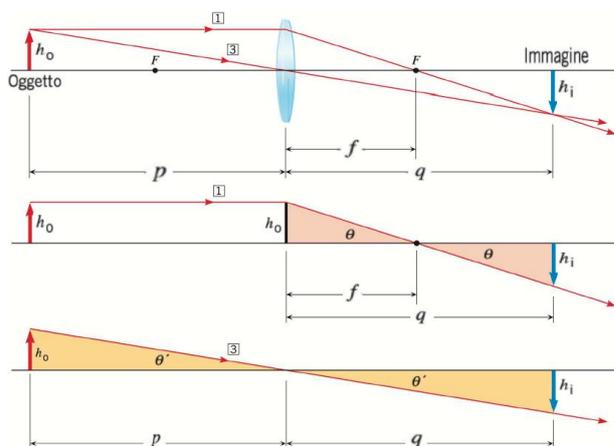


Figura 21: schema del funzionamento di una lente ([4])

Sia gli angoli θ sia quelli θ' sono uguali, rispettivamente, a loro stessi, essendo angoli opposti al vertice, permettendo le uguaglianze (A.6) e (A.7) (Fig.21).

Entrambe le equazioni (A.6) e (A.7) possono essere riscritte come il rapporto fra la grandezza dell'oggetto e quella dell'immagine:

$$\frac{h_o}{h_i} = -\frac{f}{(q-f)}, \quad \frac{h_o}{h_i} = -\frac{p}{q} \quad (\text{A.8})$$

Uguagliando adesso le due equazioni trovate e riscrivendo quanto ottenuto, si ricava l'equazione delle lenti sottili:

$$-\frac{f}{(q-f)} = -\frac{p}{q} \rightarrow \frac{1}{p} + \frac{1}{q} = \frac{1}{f} \quad (\text{A.9})$$

A.3 Equazione del costruttore di lenti

Si considera la lente sottile come un doppio diottrio (Fig.22), dunque è possibile scrivere due diverse leggi dei punti coniugati del diottrio (A.5), ponendo $n_a = n_c = 1$ e $n_b = n$:

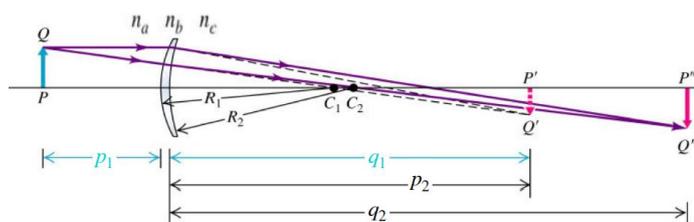


Figura 22: lente come doppio diottrio, uno con indici n_a e n_b , l'altro con indici n_b e n_c , con raggi di curvatura, rispettivamente, R_1 e R_2 ([4])

$$\frac{1}{p_1} + \frac{n}{q_1} = \frac{n-1}{R_1}, \quad \frac{n}{p_2} + \frac{1}{q_2} = \frac{1-n}{R_2} \quad (\text{A.10})$$

Nell'approssimazione di lente sottile si può assumere $p_2 = -q_1$ nella seconda equazione di (A.10), riscrivendola poi in termini di rapporto tra n e q_1 :

$$-\frac{n}{q_1} + \frac{1}{q_2} = \frac{1-n}{R_2} \rightarrow \frac{n}{q_1} = \frac{1}{q_2} - \frac{1-n}{R_2} \quad (\text{A.11})$$

Sostituendo quanto appena ottenuto nella prima equazione di (A.10) si ottiene:

$$\frac{1}{p_1} + \frac{1}{q_2} - \frac{1-n}{R_2} = \frac{n-1}{R_1} \rightarrow \frac{1}{p_1} + \frac{1}{q_2} = (n-1) \left(\frac{1}{R_1} - \frac{1}{R_2} \right) \quad (\text{A.12})$$

Essendo p_1 la distanza dell'oggetto e q_2 la posizione in cui si forma l'immagine, si può porre $p_1 = p$ e $q_2 = q$: il doppio diottrio ha operato come un unico strumento, una lente.

In ambito astronomico si può scrivere $p = \infty$, come se l'oggetto fosse all'infinito, dunque riprendendo l'equazione delle lenti sottili (A.9) e ponendo questo valore per p si ottiene che l'immagine si forma esattamente nel fuoco dello strumento ottico, mentre sostituendo quest'ultimo risultato nell'uguaglianza (A.12), si ricava infine l'equazione del costruttore di lenti:

$$\frac{1}{p} + \frac{1}{q} = (n-1) \left(\frac{1}{R_1} - \frac{1}{R_2} \right) \rightarrow \frac{1}{f} = (n-1) \left(\frac{1}{R_1} - \frac{1}{R_2} \right) \quad (\text{A.13})$$

Bibliografia e sitografia

- [1] “*Hans Lippershey*”, Encyclopædia Britannica:
<https://www.britannica.com/biography/Hans-Lippershey>
- [2] Paola Focardi, *Storia dell'astronomia*, dispense, Corso di Laurea in Astronomia, Università di Bologna, A.A. 2022-2023
- [3] “*Jansky e Reber, i due pionieri nella radio astronomia*”, Radio2Space:
<https://www.radio2space.com/it/jansky-e-reber-i-due-pionieri-nella-radio-astronomia/>
- [4] Carmela Lardo, *Ottica astronomica*, dispense, Corso di Laurea in Astronomia, Università di Bologna, A.A. 2021-2022
- [5] Hannu Karttunen - Pekka Kröger - Heikki Oja - Markku Poutanen - Karl Johan Donner, *Fundamental Astronomy (sixth edition)*, Springer, 2016
- [6] “*Telescopio (cannocchiale)*”, Museo Galileo:
<https://catalogo.museogalileo.it/approfondimento/TelescopioCannocchiale.html>
- [7] Bruno Marano, *Ottica astronomica*, dispense, Corso di Laurea in Astronomia, Università di Bologna, A.A. 2021-2022
- [8] “*John Dollond*”, INAF: <https://www.beniculturali.inaf.it/opac/autori/dollond-john>
- [9] Myriam Gitti, *Esperimentazioni di Fisica 2*, dispense, Corso di Laurea in Astronomia, Università di Bologna, A.A. 2021-2022
- [10] “*Le antenne - Introduzione*”, Radiotelescopi di Medicina:
https://www.med.ira.inaf.it/Antenne_page1.htm
- [11] Daniele Dallacasa, *Radioastronomy*, dispense, Corso di Laurea Magistrale in Astrophysics and Cosmology, Università di Bologna, A.A. 2021-2022
- [12] “*Le antenne - Parametri descrittivi*”, Radiotelescopi di Medicina:
https://www.med.ira.inaf.it/Antenne_page2.htm
- [13] “*Le antenne - I ricevitori*”, Radiotelescopi di Medicina:
https://www.med.ira.inaf.it/Antenne_page3.htm
- [14] “*Le antenne - Degradazione del segnale, dallo spazio all'antenna*”, Radiotelescopi di Medicina: https://www.med.ira.inaf.it/Antenne_page5.htm
- [15] A. Richard Thompson - James M. Moran - George W. Swenson Jr., *Interferometry and Synthesis in Radio Astronomy (third edition)*, Springer, 2017
“*Introductory Theory of Interferometry and Synthesis Imaging*”:
https://link.springer.com/chapter/10.1007/978-3-319-44431-4_2
- [16] Myriam Gitti, *Multiwavelength Astrophysics Laboratory (modulo 5)*, dispense, Corso di Laurea Magistrale in Astrophysics and Cosmology, Università di Bologna, A.A. 2023-2024

- [17] “*X ray proportional counter*”, PhysicsOpenLab:
<https://physicsopenlab.org/2017/07/23/x-ray-proportional-counter-2/>
- [18] “*Proportional counter*”, Electricity-Magnetism:
<https://www.electricity-magnetism.org/proportional-counter/>
- [19] Kulinder Pal Singh, “*Grazing incidence optics for X-ray astronomy*”:
https://www.researchgate.net/publication/231582690_Grazing_incidence_optics_for_X-ray_astronomy_X-ray_optics
- [20] “*I telescopii*”, Osservatorio astronomico di Palermo “Giuseppe Salvatore Vaiana”:
<http://cerere.astropa.unipa.it/biblioteca/AstronomiaX/telescopii.htm>
- [21] Marcella Brusa, *High Energy Astrophysics*, dispense, Corso di Laurea Magistrale in Astrophysics and Cosmology, Università di Bologna, A.A. 2022-2023
- [22] “*Telescopio Wolter*”, Wikipedia: https://it.wikipedia.org/wiki/Telescopio_Wolter
- [23] Ewan D. Barr - Arunima Dutta - Paulo C. C. Freire - Mario Cadelano - Tasha Gautam - Michael Kramer - Cristina Pallanca - Scott M. Ransom - Alessandro Ridolfi - Benjamin W. Stappers - Thomas M. Tauris - Vivek Venkatraman Krishnan - Norbert Wex - Matthew Bailes - Jan Behrend - Sarah Buchner - Marta Burgay - Weiwei Chen - David J. Champion - C.-H. Rosie Chen - Alessandro Corongiu - Marisa Geyer - Y. P. Men - Prajwal V. Padmanabh - Andrea Possenti, “*A pulsar in a binary with a compact object in the mass gap between neutron stars and black holes*”: <https://arxiv.org/abs/2401.09872>

¹² le figure numero: 2 - 3 - 10 - 12 - 13 - 14 - 16 - 17 - 18 - 19 - 22 sono state personalmente modificate, traducendo quanto riportavano scritto o aggiungendo elementi e/o frasi necessarie per una migliore comprensione dell'immagine