

TESI DI LAUREA TRIENNALE

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

Candidato:
Alina Marchetto
Matricola 761141

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

*A lei,
Che mi ha sempre sostenuta e spronata,
Che ci ha lasciati troppo presto.*

Sommario

Lo scopo di questo elaborato è di descrivere il funzionamento dei telescopi che lavorano nelle bande ottico, radio e X, sottolineandone i principi di funzionamento e le loro differenze. Nella stesura dell'elaborato ho cercato di seguire la linea storica degli eventi, partendo dalla descrizione dei telescopi ottici -i primi che sono stati costruiti- per poi passare ai radiotelescopi e ai più "giovani" telescopi X. Ho dedicato un ultimo capitolo all'approfondimento dell'evento GW170817 che ritengo un esempio utile a mostrare le diverse funzionalità di questi telescopi e allo stesso tempo l'importanza dell'uso sincronizzato di osservazioni a diverse bande per un'analisi degli eventi più dettagliata.

Indice

1	Introduzione	1
2	Telescopi Ottici	1
2.1	Telescopi Rifrattori	1
2.2	Aberrazioni Cromatiche	2
2.3	Telescopi Riflettori	3
2.4	Aberrazioni Geometriche	4
2.5	Telescopi Moderni	5
3	Telescopi Radio	6
3.1	Antenne	7
3.2	Ricevitore	8
3.3	Rumore e limiti di osservazione	9
3.4	Interferometria	9
4	Telescopi X	10
4.1	Contatori proporzionali	10
4.2	Telescopi	12
5	GW170817	14
6	Conclusioni	15
	Riferimenti bibliografici	16
	Ringraziamenti	17

1 Introduzione

L'astrofisica moderna si basa sull'osservazione della luce che giunge dal cosmo a diverse lunghezze d'onda. Sebbene agli inizi delle osservazioni astronomiche ci si limitasse alla banda della luce visibile, nell'ultimo secolo sono stati compiuti passi da gigante nello studio della radiazione al di fuori del limite della luce ottica. Osservando lo stesso fenomeno a diverse lunghezze d'onda è possibile ricavare più informazioni di quanto sia possibile osservando solo in ottico o in qualunque altra banda. I primi telescopi costruiti dall'uomo lavorano in banda ottica, ovvero corrispondente a 700 – 400 nm. All'inizio del 1900 sono stati costruiti i primi radiotelescopi, che lavorano nella banda 0,5 mm – 20 m (o comunque a $15 \text{ MHz} \leq \nu \leq 600 \text{ GHz}$) mentre intorno al 1960 si ha l'avvento dei primi rilevatori di raggi X (0,01 – 10 nm, che corrispondono a energie comprese tra 0,1 – 100 KeV). A causa della presenza dell'atmosfera si hanno delle finestre, basate sulla lunghezza d'onda della radiazione in arrivo, in cui è possibile effettuare osservazioni mentre per certe bande dello spettro elettromagnetico (come ad esempio la banda X, γ o nell'infrarosso) l'atmosfera è opaca e si ricorre ad osservazioni effettuate nello spazio o in quota (fig. 1).

Nonostante i telescopi operanti nelle bande diverse siano strutturalmente molto differenti l'uno dall'altro, essi sono accomunati dallo stesso scopo, ovvero quello di rilevare e concentrare la radiazione incidente in modo tale da permettere di effettuare osservazioni anche sugli oggetti più deboli.

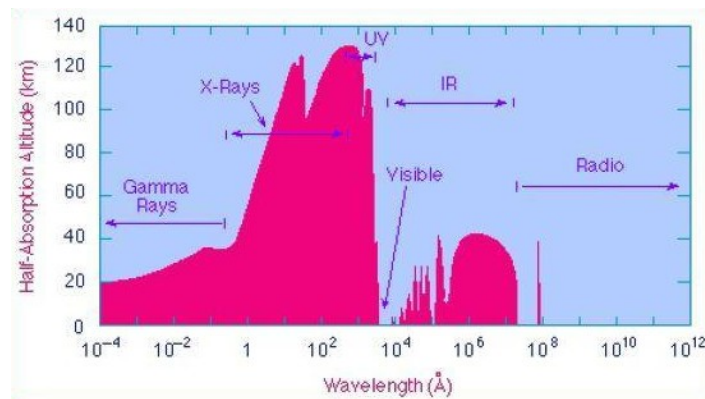


Figura 1: Assorbimento atmosferico a seconda della banda di riferimento.

2 Telescopi Ottici

Fin dall'antichità il genere umano si è interessato al cosmo e le diverse interpretazioni che venivano date ai fenomeni astronomici hanno accompagnato lo sviluppo

dell'umanità fino ai giorni nostri. Nonostante questo interesse si protragga si può dire dall'alba dei tempi, i primi strumenti atti all'osservazione astronomica sono comparsi in epoca piuttosto recente. Il primo telescopio fu infatti costruito da Galileo Galilei nel 1609, causando una vera e propria rivoluzione del modo di osservare e concepire il cielo sopra di noi.

2.1 Telescopi Rifrattori

I primi telescopi che furono costruiti erano formati da una sequenza coassiale di lenti: inizialmente venivano chiamati cannocchiali ed erano costituiti da un obiettivo e un oculare. L'obiettivo era posto ad una estremità del tubo e in corrispondenza dell'altra estremità si trovava l'oculare, che permetteva di visualizzare l'immagine. Quest'ultimo poteva essere di tipo galileiano o kepleriano: il primo tipo corrisponde ad una lente divergente, che restituisce l'immagine dritta, mentre il secondo è caratterizzato da una lente convergente che restituisce l'immagine capovolta.

Il vantaggio dell'oculare di tipo kepleriano però è che l'immagine è concentrata nel fuoco, mentre con l'oculare galileiano è necessario vagare con l'occhio per poter vedere completamente l'immagine.

Il funzionamento dei telescopi rifrattori è basato sulla legge di Snell, fig. 2, che spiega come varia l'inclinazione, θ_1 , di un raggio di luce proveniente da un mezzo con indice di rifrazione n_1 che viene rifratto attraverso un mezzo con un indice di rifrazione n_2 .

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

Per un corretto funzionamento del telescopio, inoltre, è necessario seguire la relazione che lega le lunghezze focali delle due lenti in gioco con le loro dimensioni:

$$\frac{f_{ob}}{D_{ob}} = \frac{f_{oc}}{D_{oc}} \quad (2.2)$$

dove f_{ob} , f_{oc} sono rispettivamente la lunghezza focale dell'obiettivo e dell'oculare e D_{ob} , D_{oc} sono le dimensioni di obiettivo e oculare. Bisogna porre particolare attenzione alle dimensioni dell'oculare, D_{oc} , che devono rispettare le dimensioni della pupilla dell'osservatore, che sono di 3 mm di giorno e di 6 – 8 mm di notte.

I telescopi rifrattori sono stati lungamente utilizzati prima dell'avvento dei telescopi riflettori, nonostante già nel 1600 si avesse una teoria piuttosto avanzata per quanto riguarda il fenomeno della riflessione applicato ai telescopi. Il problema principale era

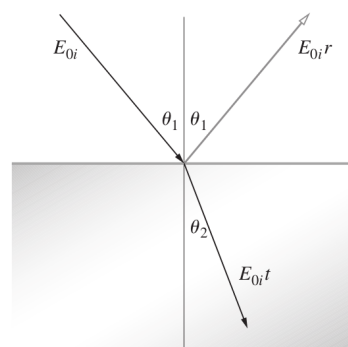


Figura 2: Riflessione e rifrazione di un raggio di luce.

che non si avevano nè gli strumenti nè le conoscenze necessarie a produrre specchi abbastanza precisi da poter essere utilizzati per le osservazioni. Al giorno d'oggi i telescopi riflettori sono di gran lunga più utilizzati dei rifrattori ma c'è stato comunque uno sviluppo in senso tecnologico nel corso degli anni che ha portato a telescopi rifrattori che riducono o annullano l'aberrazione cromatica facendo uso di sistemi di lenti o all'utilizzo congiunto di lenti e specchi nei telescopi catadiottrici.

2.2 Aberrazioni Cromatiche

A causa della natura delle lenti si avevano grosse limitazioni nella risoluzione delle osservazioni in quanto queste venivano disturbate dall'aberrazione cromatica. In questo caso, a causa di lacune nella teoria sulla natura della luce, per diverso tempo non ci furono innovazioni e si è dovuto aspettare fino a Newton, con il suo prisma, per avere le idee più chiare sulla situazione.

Questo tipo di aberrazione è dovuto al fatto che l'indice di rifrazione della lente dipende dalla lunghezza d'onda e, in conseguenza a questo, a seconda della lunghezze d'onda della luce incidente si avranno diverse lunghezze focali: un raggio di luce policromatica verrà concentrato in diversi fuochi, vicini tra loro, che comporteranno una diffusione dell'immagine attorno al fuoco teorico.

$$\frac{1}{f} = (n_l(\lambda) - 1) \left(\frac{1}{R_1} - \frac{1}{R_2} \right) \quad (2.3)$$

dove $n_l(\lambda)$ è l'indice di rifrazione del materiale e R_1, R_2 sono i raggi della lente. In generale, $n_l(\lambda)$ diminuisce all'aumentare della lunghezza d'onda e quindi $f(\lambda)$ aumenta. Per risolvere il problema delle aberrazioni cromatiche si allungava la focale del telescopio, che comportava un aumento considerevole delle dimensioni dell'oggetto. Questo metodo non era molto efficiente in quanto si avevano dei limiti strutturali nella costruzione di telescopi di grandi dimensioni.¹ Un metodo che fin dai tempi di Galileo era ben conosciuto (ma non attuato per problemi di precisione nella lavorazione) era quello di utilizzare specchi che, riflettendo la luce, risolvevano completamente il problema dell'aberrazione cromatica.

2.3 Telescopi Riflettori

Al giorno d'oggi le osservazioni vengono effettuate utilizzando principalmente i telescopi riflettori in quanto riescono ad ovviare alla aberrazione cromatica e si è raggiunto uno sviluppo tecnologico tale da poter creare specchi molto precisi. Le prime conferme del possibile impiego di specchi al posto delle lenti arrivano dall'invenzione della geometria analitica da parte di Cartesio, nel 1630. Con l'utilizzo del paraboloide si può

¹Il telescopio di Yerkes fu l'ultimo grande rifrattore, avente 1 m di diametro [7].

eliminare un altro tipo di aberrazione che affliggeva anche i telescopi rifrattori, ovvero l'aberrazione sferica. Sebbene avesse compreso l'importanza dell'utilizzo dei paraboloidei per la formazione di immagini migliori, l'idea di Cartesio era di applicare la sua teoria sulle lenti. Solo nel 1666 Newton capì la vera natura della luce e iniziò a cercare il modo di produrre un telescopio riflettore. Egli riuscì ad adempiere a questo compito due anni più tardi, costruendo un telescopio riflettore avente uno specchio primario di 3,4 cm di apertura e una lunghezza focale di 16 cm. Da questo momento in avanti comincerà lo sviluppo dei telescopi riflettori.

I telescopi riflettori si basano sulla legge della riflessione, fig. 2, che dice che l'angolo di incidenza, θ_i , è pari all'angolo di riflessione, θ_r .

$$\theta_i = \theta_r \quad (2.4)$$

Una grande innovazione apportata da Newton è stata quella di introdurre un specchio piano inclinato di 45° per consentire l'uscita dei raggi dal tubo del telescopio. Esistono diverse configurazioni di telescopi che si distinguono tra di loro tramite il tipo di specchi impiegati.

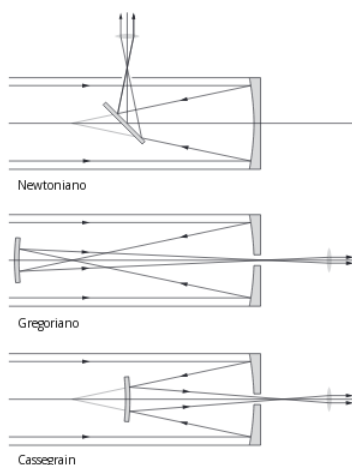


Figura 3: *Schemi ottici.*

Telescopi Gregoriani L'assetto gregoriano non è tra i più comuni ma storicamente è stato il primo ad essere ideato. Il gregoriano è composto da uno specchio primario parabolico e un secondario ellittico. Il vantaggio di questa disposizione è che l'immagine viene a formarsi dritta e viene risolto il problema della posizione dell'osservatore in quanto esso si trova dietro lo specchio primario e non ostruisce i raggi in entrata.

Telescopi Cassegrain I telescopi che usano il sistema Cassegrain presentano un paraboloide primario e un iperboloido convesso come specchio secondario. I telescopi Cassegrain, nonostante siano stati ideati poco dopo i gregoriani, sono stati costruiti molto successivamente a causa della difficoltà nella lavorazione dello specchio secondario.

2.4 Aberrazioni Geometriche

Nonostante i telescopi riflettori non risentano dell'aberrazione cromatica, essi sono soggetti ad altri tipi di aberrazioni, quelle geometriche. Esse possono essere ricavate partendo dal presupposto che per raggi incidenti vicino all'asse ottico si può approssimare $\sin\theta \approx \theta$ mentre per raggi più lontani si deve tenere conto dello sviluppo in serie

di Taylor di $\sin\theta$.

$$\sin\theta = \theta - \frac{\theta^3}{3!} + \frac{\theta^5}{5!} - \frac{\theta^7}{7!} + \dots \quad (2.5)$$

Le aberrazioni più importanti sono quelle date al terzo ordine di questo sviluppo, dette anche di Seidel.

$$x = f\theta + c_1 \frac{y^3}{R^3} + c_2 y^2 \frac{\theta}{R^2} + c_3 y \frac{\theta^2}{R} + c_4 \theta^3 \quad (2.6)$$

Dove x è l'immagine che si viene a formare, y la distanza dal vertice dello specchio, R il raggio di curvatura, θ la direzione rispetto all'asse ottico e c_i sono coefficienti dipendenti dalla forma dello specchio [7].

Il primo termine è quello di prim'ordine, ovvero la posizione di una sorgente puntiforme all'infinito sul piano focale. Gli altri termini sono di terz'ordine e rappresentano rispettivamente aberrazione sferica, coma, astigmatismo e distorsione geometrica.

Aberrazione sferica L'aberrazione sferica agisce sull'asse ottico e consiste nello spostamento del fuoco per raggi incidenti lontano dall'asse. E' possibile correggerlo riducendo l'apertura o utilizzando specchi parabolici.

Coma L'effetto di coma è relativo al campo ed è dovuto alla presenza di un fascio di raggi incidenti non paralleli all'asse ottico. In questo caso l'immagine si formerà lontano dal fuoco sull'asse ottico e ogni raggio, a seconda dell'angolo di incidenza, avrà un fuoco diverso sul piano. I telescopi Ritchey-Chretien sono detti aplanatici perché hanno la caratteristica di risolvere, tramite un assetto tipo Cassegrain con primario iperbolico, sia l'aberrazione sferica che la coma.

Astigmatismo L'astigmatismo si verifica sul campo ed è relativo ad oggetti puntiformi che si trovano distanti dall'asse ottico. Il cono di luce incidente colpisce lo specchio in modo asimmetrico. A causa della diversa inclinazione dei piani su cui viaggiano i raggi si avranno diversi punti focali e di conseguenza l'astigmatismo.

Distorsione La distorsione di un'immagine è causata dal fatto che l'ingrandimento all'infuori dell'asse ottico può non rispettare l'ingrandimento previsto teoricamente. Le diverse zone dello specchio (o della lente) possono infatti avere lunghezze focali, e di conseguenza ingrandimenti, differenti. In questo caso l'immagine risultante mostrerà una distorsione positiva (o a cuscinetto) o negativa (o a botte) a seconda della proprietà dello specchio.

2.5 Telescopi Moderni

Dall'inizio del 1900, in seguito agli sviluppi sulla teoria ondulatoria della luce e alle innovazioni in campo ingegneristico e tecnologico, i telescopi hanno subito un'evolu-

zione molto rapida. Sebbene ci sia stato un buon sviluppo dei telescopi rifrattori, attualmente si utilizzano i riflettori per telescopi di grandi dimensioni. Ulteriori migliorie sono date dalle ottiche attive e adattive e dall'impiego di materiali che rendano più leggere le strutture in modo tale da minimizzare l'interferenza nelle osservazioni. Esempi di telescopi attuali sono il VLT di ESO (specchio primario di 8,2 m), il LBT (diametro 8,4 m) o, in orbita, il telescopio spaziale Hubble (HST, 2,4 m) o prossimamente il JWST (6,5 m).

Ottiche attive ed adattive. Seeing. Dalla teoria ondulatoria della luce sappiamo che teoricamente uno strumento è in grado di raccogliere circa l'84% della radiazione incidente, contenuto nel disco di Airy. Il raggio del disco di Airy consente di ricavare la risoluzione angolare massima, θ_{max} , dello strumento.

$$\theta_{max} = 1,22 \frac{\lambda}{D} \quad (2.7)$$

Dove D è il diametro dello strumento e λ la lunghezza d'onda della luce incidente. A causa della presenza dell'atmosfera, in cui le masse d'aria si spostano continuamente, la precisione media di un telescopio a terra è di 1 secondo d'arco, contro gli 0,05 secondi d'arco di HST.

Per risolvere questo problema si fa uso di ottiche attive e adattive, le quali campionano il fronte d'onda incidente distorto dalle turbolenze e agiscono tramite attuatori posti sotto lo specchio primario che viene modellato in modo tale che il fronte d'onda incidente, una volta riflesso sullo specchio modificato, venga riflesso come fronte piano.

3 Telescopi Radio

La finestra radio è stata la prima ad essere esplorata dopo le osservazioni in ottico sebbene siano passati circa 300 anni prima di scoprire la possibilità di osservare il cielo in zone dello spettro elettromagnetico diverse da quello corrispondente alla luce visibile. Nel 1931 Karl Jansky, utilizzando un array di antenne, registrò della radiazione avente lunghezza d'onda $\lambda = 14,6$ m e dimostrò che doveva essere di origine extraterrestre. Poco più tardi, l'ingegnere Grote Reber nel 1937 pubblicò su una rivista di astrofisica i risultati delle sue osservazioni a $\lambda = 1,87$ m mostrando la prima radio survey di una galassia. Sfruttando la tecnologia radar sviluppata durante la seconda guerra mondiale, le osservazioni in banda radio fecero enormi progressi e il mondo scientifico cominciò a interessarsi a questo campo. Il funzionamento dei radiotelescopi è basato sull'utilizzo del formalismo delle onde in quanto la radiazione emessa da una radiosorgente non è abbastanza energetica da permettere di sfruttare l'effetto fotoelettrico per rivelarla, bisogna perciò sfruttare i fenomeni di interferenza e diffrazione generati dalle onde radio.

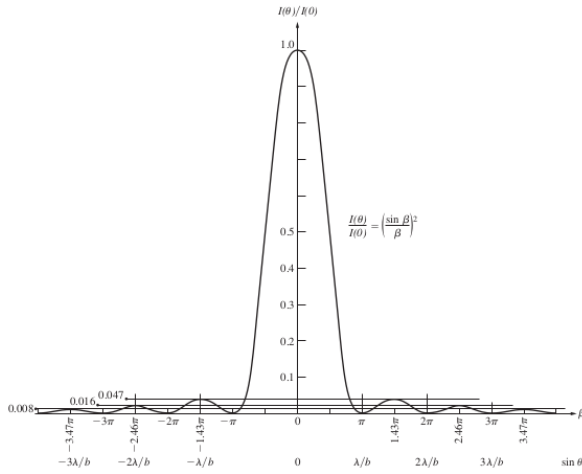


Figura 4: *Figura di diffrazione da singola fenditura* il segnale inviato dall'antenna per poter ottenere dati analizzabili. Inizialmente le osservazioni venivano effettuate con array di antenne, poi sono stati sviluppati i telescopi a single dish e gli interferometri. In generale, i radiotelescopi necessitano di avere una precisione di osservazione molto alta in quanto la radiazione emessa è molto debole.

Lo studio della luce in banda radio parte dall'analisi della diffrazione di Fraunhofer che spiega come si comporta un fronte d'onda piano passante per una singola apertura. In questo caso viene a generarsi su uno schermo distante dall'apertura una figura di diffrazione tipica che presenta un massimo centrale (fig. 4). Il funzionamento dei radiotelescopi e in particolare la struttura dell'antenna si basa su questa figura di diffrazione.

I radiotelescopi sono generalmente costituiti da un'antenna che riceve e indirizza

la radiazione e un ricevitore che modifica

3.1 Antenne

L'antenna di un radiotelescopio presenta uno specchio primario (o collettore) che permette di collimare i raggi incidenti sullo specchio secondario (subriflettore) il quale indirizzerà la radiazione al rilevatore. Tipicamente la forma delle antenne ricorda quella di un telescopio ottico e in particolare in radioastronomia viene molto utilizzato lo schema Cassegrain. E' necessario infatti mantenere la strumentazione del ricevitore nel corpo del radiotelescopio a causa del suo peso, che altrimenti deformerebbe lo specchio e impedirebbe una buona osservazione. Inoltre, le antenne dei radiotelescopi sono a corta focale.

Le dimensioni dell'antenna dipendono dalla trattazione della radiazione come onda, infatti per avere una buona precisione, l'antenna deve soddisfare la relazione

$$\theta = 1,22 \frac{\lambda}{D} \tag{3.1}$$

dove θ è la risoluzione dello strumento, λ è la lunghezza d'onda della radiazione incidente e D l'apertura dell'antenna.

Questa relazione deriva dalla ricerca del massimo centrale nella funzione che rappresenta l'intensità della radiazione incidente.

$$I(\psi) = \text{sinc}^2\left(\pi \frac{D}{\lambda} \psi\right) \tag{3.2}$$

Esso infatti è la trasformata di Fourier dell'autocorrelazione della funzione di grating² $g(u)$ e chiedendo che sia nulla (3.2) si trova il primo nullo della funzione, da cui si ricava θ [3].

$$I(\psi) = |E(\psi)|^2 = g(u) \vee g(u) \quad (3.3)$$

La (3.2) è detta anche Point Spread Function (PSF) o Beam ed è uno dei parametri di rendimento dell'antenna, insieme all'efficienza di apertura. Il Beam si può esprimere sotto forma di potenza e descrive la forma della radiazione incidente.

L'efficienza di apertura invece descrive il rapporto tra apertura effettiva, A_e e apertura geometrica, A_g . L'apertura effettiva misura quanta potenza viene estratta dall'antenna ideale per della radiazione incidente avente densità di potenza $|\langle S \rangle|$.

$$A_e = \frac{P_e}{|\langle S \rangle|} \quad (3.4)$$

L'efficienza, indicata con η , sarà quindi il rapporto tra questa quantità e l'apertura geometrica, riferita alla forma dell'antenna.

$$\eta = \frac{A_e}{A_g} \quad (3.5)$$

Generalmente l'efficienza di apertura dipende dalla frequenza e ha valori $0,5 < \eta < 0,7$.

3.2 Ricevitore

Il ricevitore è costituito da diversi elementi. La radiazione indirizzata dal subriflettore colpisce il feed, che può essere di due tipi, a dipolo o a horn. Il feed serve a raccogliere il campo elettrico, che è la parte della radiazione di più facile rilevazione, e a trasformarlo in tensione in modo tale da poterlo misurare. Ogni ricevitore ha una limitata frequenza di riferimento che può raccogliere e la sua capacità di raccolta della radiazione si limita ad una banda di frequenze che poco si discostano da quella di riferimento (una frazione di essa solitamente). Un ricevitore può avere una serie di feed che rilevano frequenze diverse ed è solitamente diviso in due parti, il front end e il back end. Il front end è costituito da amplificatore e mixer mentre nel back end si trova la strumentazione digitale. Dopo essere stato trasformato in tensione, il segnale passa attraverso gli amplificatori che sono disposti a cascata in modo tale da ottenere un buon aumento dell'intensità del segnale (solitamente sono richiesti 80 – 100 dB). Il mixer serve ad abbassare la frequenza del segnale e a selezionarlo, per poi essere trasferito al back end dove verrà processato.

²Il grating rappresenta il valore del campo elettrico di una sorgente posizionata a random in un dato punto dell'apertura.

3.3 Rumore e limiti di osservazione

Le antenne dei radiotelescopi presentano dei limiti nelle osservazioni che posso effettuare in termini di lunghezze d'onda. La precisione di un'osservazione è infatti definita dall'accuratezza della costruzione del collettore primario. Se sullo specchio esistono delle deviazioni ϵ dalla forma ideale, queste causeranno un ritardo di fase (di $2\frac{\epsilon}{\lambda}$) nel fronte d'onda incidente portando a una riduzione di coerenza e conseguente perdita del segnale. Calcolando il rapporto tra area effettiva ideale e area effettiva nel caso di imperfezioni sullo specchio si ottiene la lunghezza d'onda minima che è possibile osservare, che risulta essere di

$$\lambda_{min} = 20\epsilon \quad (3.6)$$

Utilizzando questa relazione è possibile stimare la minima lunghezza d'onda a cui un radiotelescopio può osservare. Ad esempio i fili che compongono il radiotelescopio Croce del Nord di Medicina (BO) sono distanziati tra loro di 2 cm, per cui $\lambda_{min} = 40$ cm.

Nell'acquisizione del segnale da parte della strumentazione elettronica si presenta il problema del rumore. Il rumore infatti è dovuto al ricevitore e per avere un buon risultato di un'osservazione è necessario che il rapporto tra segnale ricevuto e rumore sia buono. Per fare in modo di ridurre il rumore è utile avere tempi di integrazione lunghi, quindi si ha la necessità di osservare la stessa sorgente per molto tempo e, in base alla relazione (3.2), un buon HPBW³ dipende dal rapporto tra λ e D , quindi le dimensioni dello specchio primario devono essere il più grandi possibile.

3.4 Interferometria

Per migliorare il rapporto segnale su rumore è necessario avere un radiotelescopio dalle dimensioni più grandi possibili. Per un telescopio single dish si hanno limiti strutturali, infatti le dimensioni massime che si possono raggiungere sono di circa 300 m per una singola antenna.⁴ Per risolvere questo problema si ricorre all'interferometria: un sistema di antenne poste ad una certa distanza l'una dall'altra che osservano la stessa sorgente.

Utilizzando l'interferometria è possibile ottenere la stessa risoluzione di un radiotelescopio di diametro D ponendo due (o più) antenne più piccole ad una distanza D . In questo modo non si ha perdita di risoluzione sebbene ci sia una certa perdita nella potenza del segnale acquisito. Si ha invece che la sensibilità dell'interferometro è direttamente proporzionale al numero N di antenne utilizzate, $S = ND^2$ [10]. L'interferometria si basa sul concetto di interferenza: in questo caso invece di una figura di diffrazione che presenta un massimo centrale si ottiene una figura di interferenza

³Half Power Beam Width.

⁴Generalmente raggiungono queste dimensioni i telescopi a transito, come quello di Arecibo (305 m) o FAST (500 m).

a frange, la cui larghezza dipenderà dalle dimensioni dell'apertura dell'interferometro (ovvero la baseline). In particolare, aumentando la distanza tra gli interferometri si ha un restringimento delle frange di interferenza. In questo modo, aumentando D , e misurando a seconda dell'apertura la figura d'interferenza ottenuta, si possono combinare i risultati per ottenere un'osservazione più definita.

Nel caso dell'interferometria, utilizzando l'approssimazione in campo lontano del campo elettrico, si ottengono le frange di interferenza modulate da una figura di diffrazione, fig. 5. Il beam risulterà essere quindi

$$P(\psi) = \text{sinc}^2(2\pi d_\lambda \psi) \cos^2(2\pi D_\lambda \psi) \quad (3.7)$$

dove $\psi = \pi \frac{D}{\lambda} \sin\theta$, d è la dimensione della singola antenna e D è la distanza tra le antenne⁵ [3].

Il termine $\text{sinc}^2(2\pi d_\lambda \psi)$ è il responsabile della modulazione delle frange di interferenza. L'espressione per il Beam (3.7) deriva dall'integrazione nel tempo del prodotto tra i campi elettrici incidenti (uno rappresenta il campo elettrico al tempo t e l'altro al tempo $t - \tau$ ritardato).

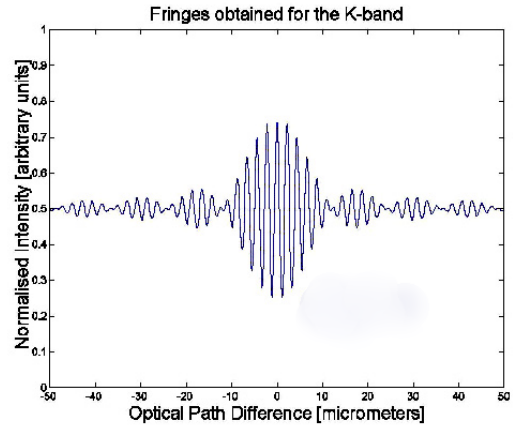


Figura 5: *Frange di interferenza modulate dalla figura di diffrazione.*

4 Telescopi X

Lo studio del cosmo che si basa sulla radiazione X (o più energetica come la radiazione γ) si è sviluppato nella seconda metà del 1900 grazie agli studi e agli esperimenti condotti dai gruppi di ricerca di Giacconi e Rossi. In particolare nel 1962 è stata osservata la prima sorgente extrasolare chiamata Sco-X tramite l'utilizzo di contatori Geiger posizionati in quota. L'astronomia a raggi X prevede l'osservazione attraverso due metodi principali: possono essere costruiti congegni che sfruttano i conteggi oppure veri e propri telescopi.

4.1 Contatori proporzionali

Il funzionamento dei contatori proporzionali è basato sull'effetto fotoelettrico. Un fotone energetico cede la propria energia a uno degli elettroni presenti in un atomo, il quale può acquisire energia sufficiente da uscire dal potenziale coulombiano dell'atomo

⁵ $d_\lambda = \frac{d}{\lambda}$, $D_\lambda = \frac{D}{\lambda}$

e quindi diventare un elettrone libero oppure può acquisire una quantità di energia sufficiente a spostarsi 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_b .

$$E_k = h\nu - E_b \quad (4.1)$$

I primi strumenti utilizzati per la detezione di radiazione nella banda X furono i contatori proporzionali. Questi strumenti sono costituiti da un contenitore che funge da catodo riempito di gas (Argon, Xenon) e contenente l'anodo, fig. 6. Quando il raggio X entra a contatto con il gas, lo ionizza. In questo modo si creano fotoelettroni ancora abbastanza energetici da ionizzare il gas e creare in questo modo una valanga di elettroni, che si spostano verso l'anodo amplificando il segnale iniziale. Il voltaggio di questa valanga di elettroni sarà quindi proporzionale all'energia del raggio incidente. Utilizzando questo tipo di rilevatori è possibile calcolare solo l'energia del raggio incidente ma non la sua posizione.

Contatori proporzionali sensibili alla posizione

Utilizzando diverse griglie di anodi poste in modo ortogonale l'una all'altra è possibile calcolare la posizione del raggio X che colpisce il rivelatore. Per migliorare la risoluzione dei contatori di questo tipo è possibile passare ai contatori che si basano sulla scintillazione. In questo caso, il raggio incidente ionizza il gas ma viene applicato un voltaggio di bias tale che gli elettroni liberi sono in grado di acquisire energia sufficiente solo per eccitare gli altri elettroni legati, che emetteranno nella regione UV. In questo modo i fotoni UV possono essere rilevati da un fotomoltiplicatore ottenendo una risoluzione migliore.

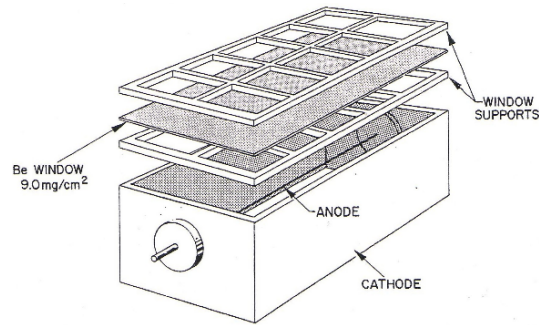


Figura 6: Esempio di contatore proporzionale.

Micro-channel plates, MCP Questo tipo di contatori si basa sull'utilizzo di canali che, sfruttando l'effetto valanga, aiutano ad amplificare il segnale anche di diverse magnitudini in base al voltaggio applicato, come per quanto riguarda il telescopio Chandra/HRC-I che è in grado di amplificare fino a 10^7 magnitudini.

Calorimetri a raggi X I calorimetri presentano una componente costituita da cristalli mantenuti a bassa temperatura (circa 0,1 K) collegati ad un assorbitore in coppia con un termistore. L'assorbitore è composto da un materiale con bassa capacità termica

ed alta efficienza d'assorbimento. In questo modo il termistore è in grado di valutare il cambiamento di temperatura nell'assorbitore e di calcolare l'energia del raggio incidente, che sarà proporzionale alla temperatura.

Charged Coupled Devices - CCD I CCD basano il loro funzionamento sull'effetto fotoelettrico e sulle proprietà dei semiconduttori. Vengono infatti sfruttate le bande di valenza e di conduzione degli elementi che compongono il CCD per generare una corrente che avrà un potenziale proporzionale alla quantità di fotoni incidenti. I fotoni incidenti agiscono sugli atomi della banda di valenza, cedendo la propria energia agli elettroni più esterni, i quali si sposteranno nella banda di conduzione lasciando le lacune nella banda di valenza e creando in questo modo una corrente indotta. I CCD presentano buone risoluzioni nella formazione delle immagini e nella stima dell'energia del raggio incidente ma sono limitati nel tempo di osservazione dal readout. Le osservazioni possono essere compromesse dall'accumulo di fotoni in caso di sorgenti molto brillanti oppure da fattori termici.

Scintillatori Gli scintillatori presentano un funzionamento simile ai contatori proporzionali ma basano il loro funzionamento anch'essi sulle proprietà dei semiconduttori. Una volta eccitati dal raggio X incidente, gli elettroni ricadono nelle bande che si trovano tra la banda di valenza e quella di conduzione create dalle impurità presenti nel cristallo. In questo modo viene generato un fotone di scintillazione che sarà rilevato grazie alla presenza di un fotomoltiplicatore che ne amplifica il segnale.

4.2 Telescopi

Per osservare la banda X si fa uso di diversi strumenti, fino a energie di 100 KeV infatti è possibile utilizzare collimatori o coded mask mentre per energie inferiori a 10 KeV si fa uso di telescopi a incidenza radente. La differenza principale tra collimatori/coded mask e telescopi a incidenza radente è che i primi presentano un'area di ricezione molto più grande dei secondi, che teoricamente tendono a focalizzare la luce incidente in un solo punto.

Collimatori Slat Questo tipo di collimatori è stato il primo ad essere utilizzato e consiste in una griglia che limita la superficie di osservazione. In base alla risposta del collimatore è possibile dedurre la dimensione angolare della sorgente.

Collimatori scanning grid In questo caso vengono utilizzate più griglie in modo tale da migliorare la risoluzione. Se si utilizza questa configurazione e la si fa ruotare con velocità costante è possibile calcolare la posizione della sorgente.

Coded Mask Vengono utilizzate per i raggi X altamente energetici e consistono in una lastra di materiale assorbente avente un pattern di buchi. La lastra è posta dinanzi a una piastra sensibile alla posizione. Le differenze tra il pattern rilevato e quello proprio della coded mask forniscono la posizione della sorgente. Inoltre è possibile ottenere l'immagine della sorgente utilizzando la distribuzione della radiazione osservata, la coding function e la distribuzione di radiazione proveniente dal cielo.

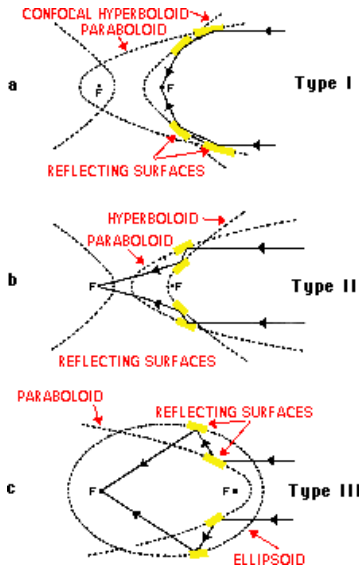


Figura 7: Schemi specchi Wolter.

Telescopi a incidenza radente Il problema principale che si presenta nel costruire un telescopio con funzionalità simili ad uno ottico consiste nel riuscire a deviare correttamente nel fuoco i raggi X incidenti. I materiali presentano infatti un indice di rifrazione che è vicino a 1 o di poco inferiore per quanto riguarda questo tipo di radiazione. Il comportamento dei raggi X è descritto da un indice di rifrazione immaginario:

$$n = 1 - \delta + i\beta \quad (4.2)$$

dove δ descrive il cambiamento di fase e β l'assorbimento ed entrambi dipendono dalla lunghezza d'onda. Utilizzando la legge di Snell, e ponendo come indice di rifrazione $n_2 = 1 - \delta$ per il materiale su cui il raggio incide, è possibile ricavare l'angolo critico θ_c che rappresenta l'angolo massimo a cui può avvenire la riflessione totale del raggio. Nel caso angoli piccoli, approssimando il coseno, si ottiene che $\theta_c = \sqrt{2\delta}$ e in particolare, siccome

$$\delta \approx \frac{N_0 Z r_e \rho \lambda^2}{2\pi A} \quad (4.3)$$

$$\theta_c \approx 28 \left(\frac{\rho Z}{A} \right)^{\frac{1}{2}} \frac{1}{E} \quad (4.4)$$

ovvero, fissato l'angolo di incidenza, i 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 [12].

Un altro fattore di cui si deve tenere conto è la condizione di Abbe secondo la quale per ottenere un'immagine nitida deve essere

$$\frac{d}{\sin\theta} = f \quad (4.5)$$

dove d è la distanza del raggio dall'asse ottico, f il raggio della sfera e θ l'angolo tra la direzione iniziale e finale del raggio incidente [12]. La condizione di Abbe è verificata se la superficie dello specchio è sferica e centrata nel fuoco.

Nella costruzione dei telescopi a incidenza radente si utilizzano specchi parabolici che vicino all'asse ottico approssimano bene una superficie sferica. Per accorciare la focale è utile accoppiare agli specchi parabolici degli specchi iperbolici. In particolare esistono tre conformazioni di specchi, dette Wolter, fig. 7. Il tipo 1 corrisponde ad uno specchio parabolico e uno iperbolico confocali, nel tipo 2 si hanno ancora uno specchio parabolico e uno iperbolico ma i raggi vengono deviati nel fuoco dell'iperbole che non coincide con quello del paraboloide. Il tipo 3 consiste in uno specchio parabolico in coppia con uno ellittico e al momento non viene utilizzato.

Raggi X duri Si può estendere il limite di funzionamento dei telescopi al confine dei raggi X molto energetici utilizzando strati di materiale ad alto Z in modo tale da avere un multistrato: strati alternati di materiale ad alta densità e a densità più bassa permettono di avere una riflettività migliore anche per energie più alte. Variando la distanza tra gli strati è possibile selezionare le energie su cui si preferisce lavorare.

5 GW170817

L'evento GW170817 è uno dei primi esempi di astronomia multi-messenger, dove sono state effettuate osservazioni lungo tutto lo spettro elettromagnetico. GW170217 è un'onda gravitazionale rilevata attraverso gli interferometri Advanced LIGO e VIRGO a cui è seguito 1,7 s dopo un short Gamma Ray Burst (GRB 170817A) rilevato dal satellite Fermi. L'evento in questione riguarda la coalescenza di due stelle di neutroni, NS, ed è stato possibile classificarlo in questo modo grazie alla controparte di radiazione elettromagnetica che è stata emessa in seguito al merging delle due stelle. Se gli oggetti coinvolti nel merging fossero stati due buchi neri, infatti, non sarebbe stata rilevata emissione γ , quindi è necessaria la presenza di materia coinvolta nel merging e la stima delle masse in seguito ai dati di LIGO fa supporre che si tratti di stelle di neutroni.

La massa totale del sistema è stata stimata come compresa tra $2,73 - 3,29 M_{\odot}$ e le masse delle singole componenti spaziano in un range di $0,86 - 2,26 M_{\odot}$ [1]. I dati sulla massa delle NS sono stati stimati utilizzando solo le rilevazioni degli interferometri LIGO in quanto VIRGO non ha raccolto dati abbastanza precisi ma è stato di fondamentale importanza per permettere di localizzare la regione di cielo in cui è avvenuta la coalescenza. L'area stimata è risultata essere di $28^{\circ 2}$, [1], e ciò ha permesso di ricercare l'evento tramite telescopi ottici: effettuando osservazioni sulle galassie catalogate in quest'area e confrontandole con i dati raccolti prima dell'evento è stata scoperta un'esplosione di kilonova appartenente alla galassia NGC 4993 e registrata come SSS17a⁶ [2]. In seguito alle osservazioni in ottico che hanno fornito le coordinate

⁶Swope Supernova Survey 2017a

dell'evento, sono partite quelle mirate nella banda radio e X collezionando osservazioni nel tempo ed evidenziando uno spettro energetico, fig. 8, che presenta un picco dopo circa 150 giorni. Le osservazioni effettuate a distanza di un anno nelle bande ottica, radio e X, confermano che la radiazione proviene da un off-axis⁷ structured jet⁸ che si muove in una shell di materiale che sta accrescendo sul remnant del merging.

Combinando le osservazioni è stato possibile testare le correnti teorie sulla gravità, misurare l'attuale velocità di espansione dell'Universo (e quindi dare una nuova stima per la costante di Hubble) e comprendere meglio la composizione della materia in uno degli stati più densi conosciuti. Inoltre, per la prima volta è stata rilevata una controparte elettromagnetica alle onde gravitazionali ed osservata un'esplosione di kilonova.

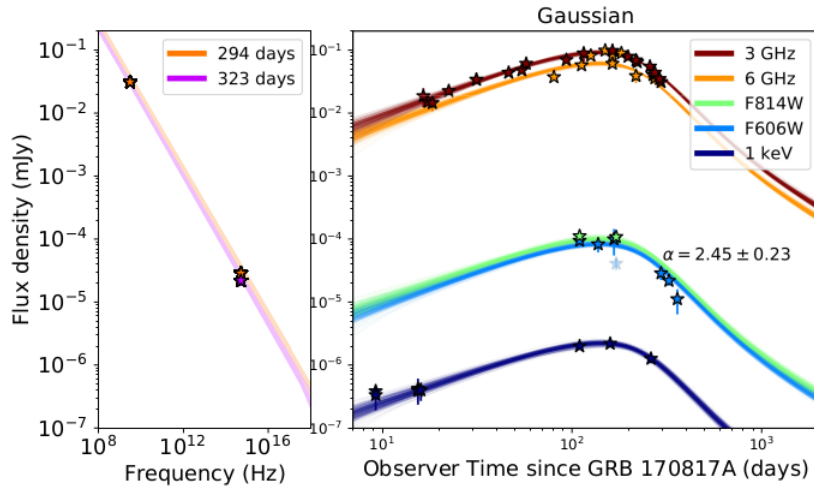


Figura 8: Spettri energetici dell'emissione fino a 1 anno dopo il merging delle NS. Le stelle rappresentano i dati raccolti mentre le linee rappresentano i modelli teorici.

6 Conclusioni

Le differenze tra i metodi di osservazione della radiazione appartenente a diverse zone dello spettro elettromagnetico sono consistenti sia in termini di strumentazione sia per quanto riguarda la teoria che si trova alla base della costruzione dei rilevatori. Come esemplificato dall'evento GW 170817, unendo le osservazioni nelle diverse bande dello spettro si ottengono risultati molto importanti per diversi aspetti della fisica attuale, che spaziano dalla teoria della gravità alla composizione e alla vita delle stelle, aprendo le porte alla nuova era dell'astronomia multi-messenger.

⁷Emissione da materiale relativistico avente un fattore di Lorentz Γ dove l'angolo tra la velocità del materiale e la linea di vista soddisfa la relazione $\theta_{obs} > 1/\Gamma$. [8]

⁸Outflow a struttura angolare dove lungo l'asse di simmetria si ha un jet relativistico. [8]

Riferimenti bibliografici

- [1] Abbott, B.P.; et al. (20 October 2017), *GW170817: Observation of Gravitational Waves from a Binary Neutron Star Inspiral*, Physical Review Letters.
- [2] Coulter, D.A.; et al. (16 October 2017), *Swope Supernova Survey 2017a (SSS17a), the Optical Counterpart to a Gravitational Wave Source*.
- [3] Dallacasa, Daniele (2018), *Slides del corso "Laboratorio di Astrofisica"*.
- [4] Dobie, Dougal; et al. (1 May 2018), *A Turnover in the Radio Light Curve of GW170817*.
- [5] Hecht, Eugene (2017), *Optics, 5th edition*, Pearson Education Limited, Edinburgh Gate.
- [6] Lamb, G.P.; et al. (19 December 2018), *The Optical Afterglow of GW170817 at One Year Post-Merger*.
- [7] Marano, Bruno (2018), *Slides del corso "Ottica Astronomica"*.
- [8] Nakar, E.; Piran, T. (3 April 2018), *Implications of the Radio and X-ray Emission that Followed GW170817*.
- [9] Seward, Frederick D.; Charles, Philip A. (2010), *Exploring the X-ray Universe, 2nd edition*, Cambridge University Press, Cambridge.
- [10] Siroli, Gian Piero (2019), *Slides del corso "Esperimentazioni di Fisica 2"*.
- [11] Soares-Santos, M.; et al. (17 October 2017), *The Electromagnetic Counterpart of the Binary Neutron Star Merger LIGO/VIRGO GW170817. I. Discovery of the Optical Counterpart Using the Dark Energy Camera*, The Astrophysical Journal Letters.
- [12] Vignali, Cristian (2018), *Slides del corso "Astrofisica alle Alte Energie"*.
- [13] Wilson, Raymond N. (2004), *Reflecting Telescope Optics I, 2nd edition*, Springer, Berlin.
- [14] Wilson, Thomas L.; Rohlfs, Kristen; Hüttemeister, Susanne (2009), *Tools of Radio Astronomy, 5th edition*, Springer, Berlin.

Ringraziamenti

Sebbene questa tesi sia dedicata a una persona che purtroppo non potrà leggerla, ci sono molte altre persone che mi hanno accompagnata in questo percorso.

Voglio ringraziare prima di tutti mia madre che è l'unica che conosce tutto quello che ho passato in questi anni -che non sono sempre stati rose e fiori- e mi è sempre stata vicina, anche nei momenti più bui. Ringrazio la mia famiglia che nonostante tutto mi ha permesso di spostarmi a Bologna ed iscrivermi a questo corso e mi ha sempre sostenuta e spronata nelle mie scelte, anche quando non ero troppo convinta di quello che facevo (come quella volta che mi hanno praticamente caricata sul treno per convincermi a dare un esame!).

Ringrazio i miei amici di "su", è sempre bello tornare a casa e ne abbiamo passate tante insieme, non so come farei senza di voi.

Qui a Bologna ho passato 4 anni intensi in cui sono cresciuta, ho imparato tantissime cose nuove, ho trovato la mia identità politica, ma soprattutto ho conosciuto persone meravigliose -amici, coinquiline (che, alla fine, ritengo più amiche che coinquiline), compagni- che mi hanno accompagnata fino a questo momento. Credo che ognuno di voi abbia lasciato un segno e arricchito questo percorso (che non è ancora finito!) con ricordi che porterò sempre con me.

Negli ultimi tempi ho conosciuto una persona che per me è diventata sempre più importante e che voglio ringraziare, per avermi sopportata con la mia ansia pre-esame, per avermi aiutata in questi mesi, per aver letto praticamente ogni nuova versione di questa tesi e per l'enorme pazienza... Ma soprattutto per tutti i bei momenti che abbiamo passato insieme.