

CAPITOLO 1

PULSARS

L'idea della possibile esistenza di stelle di neutroni nacque subito dopo la scoperta del neutrone, per opera di *Baade* e *Zwicky* nel 1934. Questi studiosi pensarono ad un oggetto d'altissima densità e piccolo raggio, legato gravitazionalmente molto più delle stelle ordinarie, che poteva formarsi dalla esplosione di *supernova*. I primi modelli di stelle di neutroni furono realizzati nel 1939 da *Tolman*, *Oppenheimer* e *Volkoff*, che ipotizzarono un oggetto costituito da un gas ideale di neutroni liberi ad alta densità. Data la loro difficile osservabilità questi oggetti celesti continuarono ad essere ignorati, anche se alcuni fisici elaborarono nuove teorie che ne descrivevano la struttura. Solo la scoperta, avvenuta per di più in modo fortuito nel 1967, della prima radio pulsar ha fornito prove evidenti dell'esistenza delle stelle di neutroni; da questo momento in poi numerose ricerche sia osservative che teoriche sono state compiute, tutte finalizzate a comprendere la natura di questo nuovo tipo di oggetti.

1.1 Cosa sono le pulsar?

E' ormai generalmente accettato che le pulsar sono stelle di neutroni rapidamente rotanti e fortemente magnetizzate. Questi oggetti astronomici, per lo più localizzati nel piano galattico, si pensa siano lo stadio evolutivo finale di stelle di massa elevata. Come verrà spiegato in seguito queste stelle, dopo aver esaurito completamente il loro combustibile nucleare, raggiungono uno stadio in cui la loro energia interna non è più in grado di controbilanciare la pressione dovuta alla gravità ed incominciano a collassare su se stesse. Durante la fase di contrazione la densità del nucleo aumenta e con essa l'energia di Fermi delle particelle; all'aumentare di questa energia vi è un aumento anche della pressione dovuta alle particelle che compongono il nucleo. Se quest'ultima raggiunge un valore tale da impedire il collasso si possono formare due tipi di oggetti stellari: le nane bianche, dove il collasso è fermato dalla pressione di degenerazione elettronica, oppure le stelle di neutroni, dove la contrazione viene fermata dalla

pressione di degenerazione neutronica. Il tipico raggio di una stella di neutroni è di circa 10 Km e la sua massa canonica di circa 1,4 masse solari; i valori tipici di campo magnetico sono di 10^{12} - 10^{13} Gauss (anche se valori inferiori ai 10^{10} Gauss si sono trovati nelle *millisecond pulsar*), mentre la luminosità è compresa nell'intervallo 10^{20} ÷ 10^{24} Watt. Queste stelle emettono un fascio di radiazione che, se intercettato dalla Terra, è possibile osservare ad ogni rotazione. L'emissione di radiazione elettromagnetica da parte di questi oggetti avviene su un largo intervallo di lunghezze d'onda, ma soprattutto nella regione delle radio onde.

1.2 Proprietà delle pulsar

Si conoscono tre possibili configurazioni stabili per oggetti di massa stellare: le stelle normali, che mantengono una struttura stabile grazie all'equilibrio idrostatico, le nane bianche, che sono bilanciate dalla pressione di degenerazione elettronica, e le stelle di neutroni che sono tenute insieme dalla pressione di degenerazione neutronica. Partendo dai dati osservativi, i modelli che cercano di descrivere la composizione delle stelle di neutroni convergono con l'ipotesi che, tuttavia, esse sono lontane dall'essere formate solamente da neutroni e che invece sono costituite anche di altre particelle nucleari: quindi il nome di 'stelle di nucleoni' sarebbe più appropriato.

Il problema della costituzione interna di queste stelle è cruciale, soprattutto per le possibili implicazioni che ne deriverebbero, come per esempio: quale periodo minimo questi oggetti potrebbero raggiungere, se è ipotizzabile quindi l'esistenza o meno di *sub-millisecond pulsar*, quale la vera natura della loro emissione ecc. Ricordiamo che per ora il periodo minimo osservato è stato quello di circa 1.558 millisecondi della pulsar PSR 1937+21 (Backer et al. 1982) e che, pur se alcune osservazioni sono state realizzate con la possibilità di rivelare oggetti rotanti più velocemente, nessuna pulsar di questo genere è stata scoperta. Se questo fosse il periodo più basso significherebbe che determinate equazioni di stato¹, cioè le equazioni che descrivono la struttura di una stella di neutroni, non descriverebbero in modo appropriato la fisica di queste stelle. La figura 1 mostra schematicamente la possibile costituzione interna delle stelle di neutroni. Si può notare come le moderne teorie sulla composizione di queste stelle siano molto differenti da quello che è il concetto classico di questi oggetti.

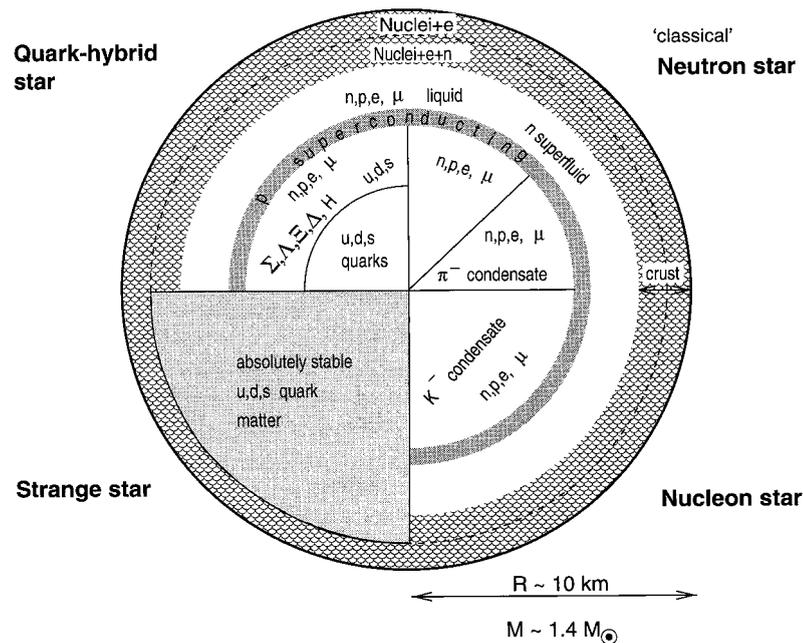


Figura 1 Sezione interna di una stella di neutroni secondo varie teorie.

1.2.1 Forma dell'impulso, periodo, spettro

La caratteristica principale di una pulsar è quella di emettere radiazione in modo pulsato, cioè impulsi che si ripetono con una costanza eccezionale nel tempo: le variazioni del periodo osservate sono tipicamente di $10^{-15} s \cdot s^{-1}$. Spesso, ma non sempre, si evidenzia che gli impulsi emessi dalle pulsar sono costituiti da due o più sub-impulsi; l'impulso medio o integrato, che si mantiene piuttosto stabile su tempi scala dell'ordine delle ore, è quello che si ottiene sommando in modo sincrono un insieme di molti impulsi, di norma da 100 a 1000. Per risoluzioni temporali minori di un 'milliperiodo' si possono osservare a volte microstrutture o microimpulsi, che possono venire interpretati come possibili variazioni temporali dell'emissione della pulsar (Cordes 1979).

Lo spettro di una pulsar, che si estende su tutto lo spettro radio, può essere descritto mediante una legge di potenza di questo tipo $S(n) \propto n^{-a}$ dove l'indice spettrale a assume un valore compreso tra 1 e 3 con un valore medio di circa 1.5 (Manchester&Taylor 1977). In genere il flusso medio, emesso da una pulsar a

¹ Per equazioni di stato si intendono le relazioni che intercorrono tra pressione, temperatura e densità in un sistema fisico.

lunghezze d'onda radio, è compreso nell'intervallo che va da 0.1 mJy a 1 Jy o più; tipicamente il suo valore medio a 400 MHz è di circa 0.1 Jy. In questi oggetti la frazione di periodo con emissione misurabile, il cosiddetto *duty cycle*, è dell'ordine in media del 6 %; da queste considerazioni si evince che una pulsar, che a 400 MHz ha un flusso medio di 0.1 Jy avrà un flusso di picco di alcuni Jy.

Il periodo di rotazione delle pulsar varia da oggetto ad oggetto, quelli osservati sono compresi nell'intervallo che va da qualche millisecondo a qualche secondo. Il valore di questo periodo, come hanno evidenziato analisi dettagliate, va lentamente aumentando, anche se si sono osservate a volte pulsar che hanno mostrato una sua improvvisa diminuzione. Il fenomeno viene denominato *'glitches'*²: alcuni modelli lo spiegano attraverso possibili terremoti che si verificherebbero sulla crosta della stella di neutroni e che provocherebbero una rottura improvvisa della superficie di questo oggetto, causando una variazione nel suo momento di inerzia e conseguentemente un cambio del periodo di rotazione (Weber F. 1999, Shapiro & Teukolsky 1983). Il periodo differenzia inoltre due classi di pulsar, quelle lente e più giovani, che rallentano la loro rotazione in maniera più elevata, e le *millisecond pulsar*, definite come oggetti con periodo di rotazione al di sotto dei 20 millisecondi, che si presume siano oggetti vecchi, il cui aumento del periodo appare essere molto più piccolo.

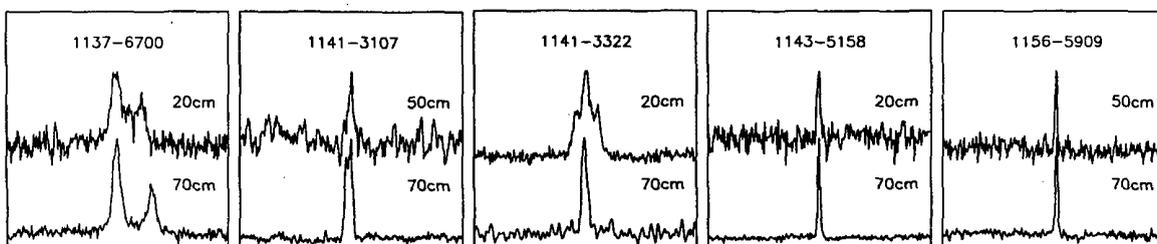
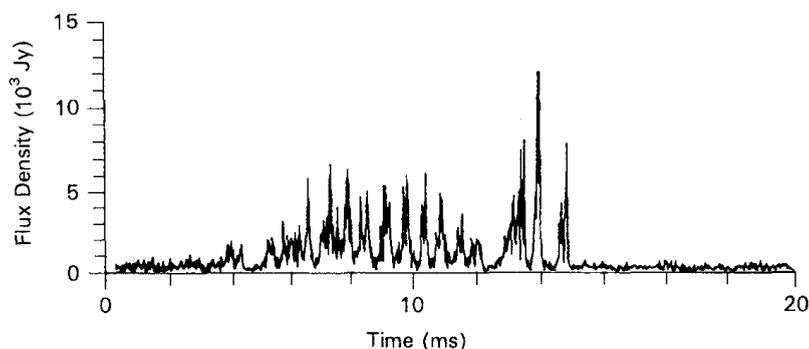


Figura 2 Impulsi integrati di alcune pulsar (da MNRAS, 1998, 297, 28).



² Questo fenomeno è stato osservato in poche pulsar, nella maggior parte dei casi giovani; non è stato osservato in nessuna *millisecond pulsar*.

Figura 3 Micro impulsi nella pulsar PSR 0950+08 (da Manchester&Taylor, Pulsar, 1977).

1.2.2 Formazione di pulsar

Secondo il modello standard le pulsar ‘normali’ nascono dalla esplosione di *supernova* di tipo II³, cioè dalla esplosione di stelle massive; tuttavia questa visione è messa in discussione dall’esiguo numero di associazioni tra pulsar e resti di *Supernova* (SNR_s).

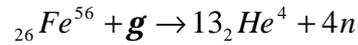
La carenza di associazioni $PSR-SNR_s$ può comunque essere giustificata in questo modo: i resti di *supernova* sono visibili per un tempo breve ($10^4 \div 10^5$ anni), se confrontato con l’età di una pulsar, e poiché si espandono e si mescolano con il mezzo interstellare, non sono più riconoscibili come tali, quindi una possibile associazione $PSR-SNR_s$ sarà difficilmente osservabile. Un’altra spiegazione può trovarsi nella sfavorevole orientazione del cono di emissione, o ancora, data la alta luminosità dei SNR_s , nel fatto che questi possono essere visti a distanze alle quali le pulsar ad essi associate non lo sono più. Analizziamo in linee generali il possibile scenario formativo⁴.

Le stelle di grande massa (dell’ordine di 8 o più masse solari) durante la loro fase evolutiva, poiché producono energia dalle reazioni nucleari che trasformano nuclei di atomi leggeri, come l’idrogeno e l’elio, in atomi più pesanti, raggiungono lo stadio in cui la parte centrale, il cosiddetto ‘*core*’, è costituita da un nocciolo di nickel-ferro. A questo punto le reazioni termonucleari, che avvenivano nelle parti centrali e che avevano sorretto la stella controbilanciando la pressione gravitazionale, non avvengono più. Infatti, una volta raggiunto il punto in cui il nucleo è costituito di atomi di ferro, il processo diviene endotermico e non è più disponibile energia sufficiente per la fusione, a questo punto il *core* incomincia a collassare su se stesso. A contrastare questo collasso vi è la pressione di degenerazione elettronica mentre, a favorirlo vi è l’aumento di massa del *core* stesso dovuto al bruciamento dello strato più esterno di silicio (le stelle di grande massa negli stadi evolutivi avanzati assumono una struttura detta a ‘*cipolla*’, dove l’oggetto è costituito da un nucleo centrale che non brucia più e da strati

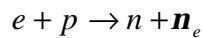
³ La classificazione di *supernovae* in tipo I (che ha poi delle sotto classi) e tipo II si basa sulle caratteristiche del loro spettro, in generale si può dire che le *supernovae* di tipo I non mostrano righe dell’idrogeno, mentre quelle di tipo II sì.

⁴ Braccesi A. *Dispense d’Astronomia II*.

sovrastanti che bruciano ancora materiale; nello strato più interno vi è bruciamento di silicio, mentre negli strati più esterni si va dal bruciamento dell'ossigeno, a quello del neon, del carbonio fino ad arrivare, nella parte più esterna, a quello di idrogeno). Il collasso comporta un aumento della temperatura che rende possibile la reazione detta di fotodisintegrazione che porta alla formazione di neutroni secondo la reazione:



ed un aumento della densità che favorisce il fenomeno della neutronizzazione, dove, al diminuire del volume, gli elettroni liberi e i protoni legati si convertono in neutroni secondo la reazione:



L'energia liberata dalla contrazione, come si vede, serve a fotodissociare il ferro e quindi non produce un aumento di pressione, il fenomeno favorisce allora il collasso del nucleo che, a questo punto, avviene su tempi scala molto più corti (prossimi a quelli di caduta libera). Il nucleo, a questo stadio, è composto da due parti, una interna ed una esterna, che hanno velocità di collasso differenti (la parte interna ha $V \propto r$ quella esterna $V \propto \sqrt{r}$). Quando la densità della parte più interna raggiunge valori di $10^{14} \text{ g} \cdot \text{cm}^{-3}$ i neutroni degenerano e producono una pressione elevatissima (pressione di degenerazione neutronica); si forma allora un nocciolo rigidissimo sul quale la parte più esterna, che stava cadendo sul *core* interno, 'rimbalza' (il cosiddetto '*core bounce*') producendo un'onda di *shock* che causa una esplosiva espulsione degli strati esterni della stella, lasciando il nucleo sotto forma di stella di neutroni.

1.3 Meccanismo di emissione

Il modello⁵ generalmente accettato è quello del '*rotatore obliquo*'⁶, dove si assume che la stella di neutroni abbia un momento di dipolo magnetico \vec{m} inclinato di un angolo α rispetto all'asse di rotazione (che in questo caso è anche asse di simmetria). La componente di questo vettore lungo il piano equatoriale assumerà la forma $\vec{m}_\perp = \vec{m} \sin \alpha$

⁵ Pacini (1967), prima della scoperta della prima pulsar, aveva indicato che una stella di neutroni rapidamente ruotante e fortemente magnetizzata avrebbe irradiato energia sotto forma di onde elettromagnetiche a spese dell'energia cinetica di questa, rallentandola.

⁶ Proposto per la prima volta da Ostriker e Gunn (1969).

e ruoterà con la stella alla sua stessa velocità angolare, che indicheremo con \mathbf{w}_{rot} . Dalla formula di *Larmor* possiamo ricavare la potenza irradiata dal dipolo magnetico

$$\frac{d\mathbf{e}}{dt} = \frac{2}{3} \frac{1}{c^3} \left(\frac{d^2 \bar{\mathbf{m}}}{dt^2} \right)^2 = \frac{2}{3} \frac{1}{c^3} \mathbf{w}_{rot}^A (\bar{\mathbf{m}} \mathbf{e} n \mathbf{a})^2 \quad 1.1$$

Questa energia viene emessa a spese dell'energia cinetica rotazionale della stella di neutroni, K_{rot}

$$K_{rot} = \frac{1}{2} I \mathbf{w}_{rot}^2 \quad 1.2$$

per cui possiamo scrivere che:

$$\frac{2}{3} \frac{1}{c^3} \mathbf{w}_{rot}^A (\bar{\mathbf{m}} \mathbf{e} n \mathbf{a})^2 = \frac{d\mathbf{e}}{dt} = - \frac{dK_{rot}}{dt} = - I \mathbf{w}_{rot} \dot{\mathbf{w}}_{rot} \quad 1.3$$

(I è il momento di inerzia della stella, che è assunto rimanga strettamente costante), da cui si ricava:

$$\dot{\mathbf{w}}_{rot} = - \frac{2 \mathbf{w}_{rot}^3 \bar{\mathbf{m}}_0^2}{3 c^3 I} \quad 1.4$$

oppure:

$$P \dot{P} = \frac{8 P^2 \bar{\mathbf{m}}_0^2}{3 c^3 I} \quad 1.5$$

dove P è il periodo di rotazione della stella.

L'equazione 1.4 fornisce una relazione del tipo $\dot{\mathbf{w}} \propto \mathbf{w}^n$ dove, nel caso analizzato $n=3$, la grandezza n prende in nome d'indice di frenamento (*Braking Index*). Il valore di n trovato non si discosta molto dal valore sperimentale ricavato dalla *Crab pulsar* o dalla pulsar PSR 0540-69, che è di circa 2.5. Alcuni modelli assumendo che la struttura stellare non sia perfettamente sferica ma ellissoidale, e che quindi vi sia la possibilità di una perdita d'energia sotto forma d'onde gravitazionali, ricavano un valore di n uguale a 5, per cui, in ultima analisi, possiamo dire che la conoscenza precisa di

questo indice potrebbe essere un fattore discriminante tra i modelli di pulsar⁷. Dalla relazione che lega il momento di dipolo al campo magnetico superficiale della stella, $|\vec{m}| \approx BR^3$ dove R è il suo raggio, possiamo scrivere:

$$B = \left(\frac{3c^3 I}{8p^2 R^6} P\dot{P} \right)^{\frac{1}{2}} \approx 3.2 \times 10^{19} (P\dot{P})^{\frac{1}{2}} \text{ Gauss} \quad 1.6$$

Dalla conoscenza di P e \dot{P} e da una stima di R si può risalire al valore del campo magnetico superficiale di una pulsar⁸.

Gli impulsi radio che osserviamo dalle pulsar sono originati nello spazio intorno all'oggetto, la forte rotazione della stella di neutroni e il suo forte campo magnetico producono un forte campo elettrico che potrebbe strappare particelle cariche dalla superficie e fornire agli elettroni ed agli ioni una accelerazione in grado di vincere la forte gravità della stella: in questo modo si genera una regione di plasma intorno alla pulsar. Le cariche, a causa del forte campo magnetico, fluiscono lungo le linee di forza di questo e quindi sono forzate a 'co-ruotare' con la stella. Questa co-rotazione non persiste oltre quello che è chiamato '*cilindro di luce*', oltre il quale le particelle co-rotanti avrebbero velocità tangenziale maggiori di quella della luce. Esistono allora due regioni, come alcuni modelli descrivono, una dove le linee del campo non intercettano il cilindro di luce e sono chiuse (zona che viene denominata magnetosfera chiusa): le particelle che seguono queste linee rimangono intrappolate e non si allontanano dalla stella; e l'altra, dove le linee del campo si dipartono dai poli magnetici intercettano il cilindro di luce e sono aperte (zona che viene denominata magnetosfera aperta): le particelle, che sono forzate a muoversi lungo queste linee, fluiscono via dalla stella e producono la radiazione che noi osserviamo. Gli elettroni sono accelerati lungo queste linee di forza e poichè queste sono curve essi producono una radiazione detta di curvatura. Questo processo è simile a quello di sincrotrone, dove però il raggio di *Larmor* è sostituito dal raggio di curvatura delle linee del campo magnetico. Questi fotoni interagiscono nuovamente con il campo magnetico secondo il processo

⁷ Il valore di n può essere ricavato dalla conoscenza di $\ddot{\mathbf{w}}$ infatti si può scrivere $n = \frac{\mathbf{w}\ddot{\mathbf{w}}}{\dot{\mathbf{w}}^2}$.

$$g + \bar{B} \rightarrow e^+ + e^- + \bar{B}$$

e determinano la produzione di coppie $e^+ e^-$ che a loro volta irradiano radiazione di curvatura producendo così un processo a cascata, raggi gamma produzione di coppie di nuovo raggi gamma e così via, che si pensa sia l'origine principale dell'emissione d'energia da parte della stella di neutroni.

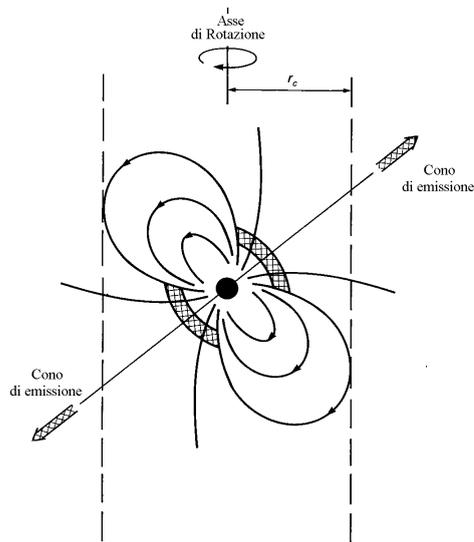


Figura 4 geometria schematica di emissione di una pulsar, r_c indica il raggio del cilindro di luce.

1.3.1 Età delle pulsar

La possibilità di stimare l'età di una pulsar ci viene fornita dalla conoscenza del valore di P e \dot{P} , infatti, ricordando l'equazione 1.6 possiamo scrivere che:

$$P\dot{P} = aB^2 \quad 1.7$$

e quindi che :

$$\dot{P} = \frac{dP}{dt} = aB^2 P^{-1} \quad 1.8$$

da cui discende:

⁸ Per la formula 1.6 si sono usati i valori canonici di 10 Km per il raggio e di $10^{45} g \cdot cm^2$ per il momento d'inerzia, dalla conoscenza del periodo e della sua variazione temporale, risulta che il campo magnetico è compreso tra $10^{10} < B < 10^{14}$ Gauss.

$$\int_{P_i}^P P dP = \int_0^{t_c} aB^2 dt \quad 1.9$$

e quindi:

$$\frac{P^2}{2} - \frac{P_i^2}{2} = aB^2 t_c \quad 1.10$$

assumendo che il periodo iniziale P_i di una pulsar sia piccolissimo, e quindi approssimabile a zero, e ricordando la 1.7, possiamo scrivere che:

$$t_c \approx \frac{P}{2\dot{P}} \quad 1.11$$

la quantità t_c prende il nome di età caratteristica.

Un'altra stima della età di una pulsar può essere fatta da considerazioni di tipo cinematico; infatti, essendo questi oggetti caratterizzati da elevate velocità, comprese tra $80 \text{ Km} \cdot \text{s}^{-1}$ e $500 \text{ Km} \cdot \text{s}^{-1}$ con un valore medio di circa $200 \text{ Km} \cdot \text{s}^{-1}$, ed assumendo che siano nate pressochè tutte sul piano galattico ($z=0$), la loro distanza z dal piano galattico può essere usata come indicatore dell'età; questa grandezza prende il nome di età cinematica di una pulsar, la sua espressione è la seguente:

$$t_k = \frac{z}{V_z} \quad 1.12$$

La quantità V_z è la componente della velocità perpendicolare al piano galattico. Per giustificare le alte velocità di questi oggetti si sono fatte varie ipotesi come quella di una esplosione asimmetrica di *supernova* oppure quella di una possibile distruzione di un sistema binario, composto da una stella di neutroni e da una stella secondaria massiccia, che, esplodendo, 'slega' il sistema e lancia la stella di neutroni a grandi velocità (*Machester&Taylor 1977*).

1.4 Origine ed evoluzione delle pulsar binarie e delle millisecond pulsar

La scoperta della prima pulsar binaria, avvenuta per opera di *Hulse e Taylor* nel 1974, e pochi anni dopo, quella forse più sensazionale della prima *millisecond pulsar* sconvolsero radicalmente le conoscenze che si erano acquisite sulla nascita ed

evoluzione delle stelle di neutroni. Prima di queste scoperte c'era la convinzione che le pulsar con periodo molto breve dovevano essere degli oggetti giovani e dovevano possedere un elevato campo magnetico, ma questo contrastava l'evidenza: le *millisecond pulsar* sì avevano un periodo brevissimo, costituiscono la classe di oggetti con il periodo più breve che si conosca finora, ma avevano un basso campo magnetico (di circa qualche ordine di grandezza inferiore a quello delle normali pulsar) e quindi dovevano essere degli oggetti abbastanza 'vecchi'⁹.

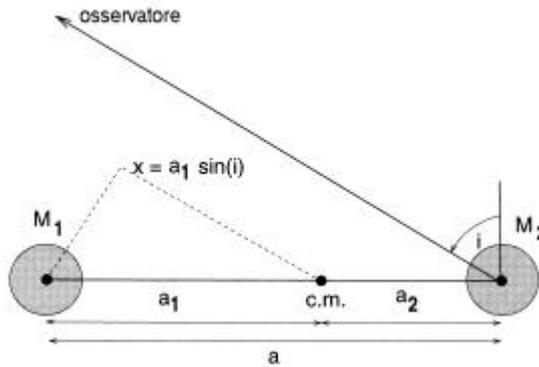
L'esistenza di sistemi binari di pulsar ha inoltre fornito la possibilità di misurare, e quindi di conoscere con una certa accuratezza, i valori delle masse di queste stelle. Se si considerano, ad esempio, due stelle di massa M_1 ed M_2 ed indichiamo con a_1 ed a_2 i semiassi maggiori delle orbite dei due oggetti e con $P_{orbitale}$ il periodo orbitale, possiamo scrivere le seguenti relazioni:

$$a_1 + a_2 = a$$

$$M_1 a_1 - M_2 a_2 = 0 \quad (\text{Teorema del centro di massa})$$

$$\frac{a^3}{P_{orbitale}^2} = M_1 + M_2 \quad (\text{terza legge di Keplero})$$

da cui si ricava:



$$f(M_1, M_2, i) = \frac{(M_2 \text{sen} i)^3}{(M_1 + M_2)^2} = \frac{4P^2}{G} \frac{(a_1 \text{sen} i)^3}{P_{orbitale}^2}$$

⁹ Queste considerazioni possono essere ricavate facilmente tenendo presente l'equazione 1.6 che mette in relazione il periodo di rotazione delle pulsar con il campo magnetico, e l'equazione 1.11 per quanto

Figura 5 Parametri di un sistema binario.

l'angolo i rappresenta l'inclinazione del piano orbitale rispetto alla linea di vista. La quantità f , che è chiamata funzione di massa, come si può constatare, pur dipendendo solo da parametri osservabili non è sufficiente da sola a determinare il valore delle due masse, ma solo a porre un limite superiore al valore di queste. Nel caso però di sistemi binari, come quello di *Hulse-Taylor*, costituito da due stelle di neutroni, si ha la possibilità di misurare effetti relativistici di ordine superiore come l'avanzamento del periastro, l'effetto *Doppler* del secondo ordine, il *redshift* gravitazionale o anche l'emissione d'onde gravitazionali. Queste forniscono delle relazioni che insieme alla funzione $f(M_1, M_2, i)$ permettono di determinare le masse dei due oggetti, che compongono il sistema, in modo molto accurato e permettono una verifica diretta della teoria della relatività generale che in un laboratorio sulla terra non sarebbe stata mai possibile effettuare (*Weber F. 1999, Shapiro&Teukolsky 1983*).

1.4.1 Pulsar binarie

Le pulsar binarie si suddividono, generalmente, in due gruppi distinti d'oggetti: il primo è quello la cui stella compagna ha una massa relativamente alta, le cosiddette *HMBP_s*¹⁰, il secondo quello la cui stella compagna ha una massa molto bassa, le cosiddette *LMBP_s*¹¹. Le *HMBP_s* si pensa si siano originate da un sistema binario di stelle massive nel quale la stella primaria, evolutasi nel corso della sua esistenza, si è trasformata in una stella di neutroni. La stella secondaria, che è rimasta legata al sistema dopo l'esplosione della *supernova* che ha portato alla formazione della stella di neutroni, nel corso della sua evoluzione attraverserà lo stadio in cui il suo lobo di *Roche* sarà

riguarda l'età caratteristica di una pulsar, tenendo presente che la variazione del periodo con il tempo è molto più bassa che nelle pulsar ordinarie.

¹⁰ High-Mass Binary Pulsars.

riempito: a questo punto si verificherà un trasferimento di materia dalla stella secondaria alla stella di neutroni con la possibile emissioni di raggi X.

Figura 6 Modello di accrescimento di materia.

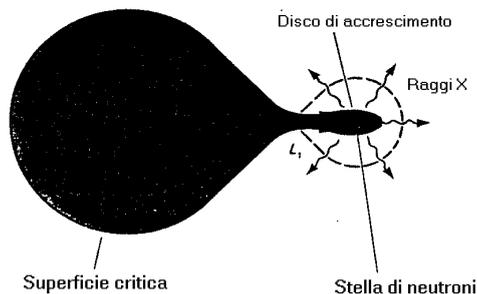
Se la secondaria, continuando la sua evoluzione, esploderà anch'essa come *supernova*, lo stadio finale sarà costituito o da due stelle di neutroni rotanti su orbite molto eccentriche o, se il sistema verrà distrutto, da due stelle di neutroni isolate. Il trasferimento di materia dalla secondaria alla stella di neutroni produrrà, per la conservazione del momento della quantità di moto, una diminuzione del periodo della pulsar. Lo scenario evolutivo delle $LMBP_s$ è abbastanza differente da quello delle $HMBP_s$: la formazione della stella di neutroni, che è accompagnata da una perdita elevata di massa, potrebbe, dopo l'esplosione di *supernova*, distruggere il sistema; inoltre, essendo la stella secondaria di massa non elevata, la sua evoluzione sarà molto più lunga di

quella della
corrispettiva

$HMBP_s$.

Un'altra
particolarità,
che differenzia

queste due classi di binarie, si evidenzia nei valori del campo magnetico e del periodo: questi risultano molto più bassi dei corrispettivi delle $HMBP_s$. La spiegazione di questo



¹¹ Low-Mass Binary Pulsars.

non è univoca; esistono vari modelli che tentano di darne una spiegazione, tra questi i più accreditati sono il modello AIC^{12} e il modello delle pulsar ‘riciclate’. Qui di seguito tratteremo, in modo semplicistico, il modello AIC , mentre per il modello delle pulsar ‘riciclate’ si rimanda al paragrafo 1.4.2.

Il modello AIC (Phinney, 1994) descrive uno scenario in cui una nana bianca accresce materia da una stella compagna; durante questo processo la stella aumenta la propria massa, oltre a momento della quantità di moto, raggiunge e supera il limite di Chandrasekhar, e, a questo punto implode trasformandosi in una stella di neutroni, con periodo di rotazione molto breve. Questo scenario ha il vantaggio di evitare le possibili implicazioni di una esplosione di *supernova* che potrebbe distruggere il sistema binario, ma apre nuovi quesiti quali per esempio: il perché di una implosione e non di una esplosione di *supernova* di tipo I (lo stadio finale della esplosione di nane bianche), oppure perché i valori del campo magnetico e del periodo sono molto minori di quelli delle stelle di neutroni, che si formano dalla esplosione di *supernova* di tipo II.

1.4.2 Millisecond pulsar

L’origine e l’evoluzione delle *millisecond pulsar* sono argomenti teorici non del tutto compresi. Il fatto che questi oggetti abbiano periodi di rotazione molto brevi ed un basso campo magnetico, valore di circa 10^8 gauss, ha cambiato l’opinione ‘standard’, che si aveva su di essi, e quindi i possibili scenari evolutivi. Tra i vari modelli il più convincente è quello denominato delle ‘*pulsar riciclate*’, in cui si presume che le *millisecond pulsar* siano l’evoluzione di sistemi binari composti di stelle di piccola massa, i cosiddetti $LMBP_s$. Secondo questo modello l’evoluzione del sistema è la seguente:

La primaria è una stella con una massa superiore al limite di Chandrasekhar mentre la secondaria è una stella con una massa inferiore a quella solare; durante la sua fase evolutiva la primaria si espande trasferendo massa sulla secondaria. A questo punto il sistema è composto da due oggetti: un’evoluta stella di elio (‘*core*’ di elio), che eventualmente esploderà divenendo una stella di neutroni, ed una secondaria ancora in sequenza principale. Le successive fasi evolutive della stella secondaria avverranno con

¹² Accretion Induced Collapse.

tempi sempre più lunghi, perciò il trasferimento di materia dalla secondaria alla stella di neutroni ritarderà e durerà più a lungo¹³. Durante questo lasso di tempo il campo magnetico, supponendo un suo decadimento temporale scenderà al valore di circa 10^8 Gauss . Si pensa, infatti, che il campo decada in modo esponenziale su tempi scala dell'ordine di 10^6 anni ¹⁴: l'evidenza di un decadimento è fornita, per esempio, dal suo basso valore nelle *millisecond pulsar* o dalla distribuzione delle pulsar nel diagramma *B-P*. La stella secondaria evolvendosi trasferirà materia sulla stella di neutroni; se il materiale in caduta è dotato di momento angolare si formerà un disco di accrescimento. In questo modo il continuo trasferimento di massa e quindi di momento angolare farà aumentare la velocità angolare della stella di neutroni, diminuendone il periodo, che potrà raggiungere valori dell'ordine dei millisecondi, questo meccanismo è denominato '*spin-up*'. Quale sarà il periodo minimo che questa stella potrà raggiungere? La materia catturata durante il trasferimento di massa descriverà orbite Kepleriane intorno alla stella di neutroni, questa diminuirà il periodo finché la sua rotazione non sarà pari a quella del bordo interno del disco di accrescimento. Rotazioni superiori non sono permesse dalla forza centrifuga che inibirebbe l'accrescimento. Per ottenere però il valore del periodo minimo d'equilibrio, che una stella di neutroni può raggiungere, bisogna fare le considerazioni seguenti:

La massa che può essere trasferita, nell'unità di tempo, dalla stella secondaria alla stella di neutroni non è arbitrariamente grande ma presenta un limite superiore. Infatti esiste un limite, chiamato limite di *Eddington*, al di sopra del quale non ci può essere trasferimento di materia. Durante la fase d'accrescimento è liberata una quantità d'energia gravitazionale data dall'equazione seguente:

$$\Delta e = \frac{GMm}{R} \quad 1.13$$

dove M ed R sono la massa dell'oggetto ed il suo raggio, mentre m è la massa che viene trasferita. Se consideriamo un ritmo di accrescimento di massa pari a \dot{m} , l'energia che viene liberata durante il processo nell'unità di tempo, e quindi la sua luminosità, sarà pari a:

¹³ Stelle di piccola massa impiegano più tempo ad evolversi lungo la sequenza principale.

¹⁴ Alcuni autori hanno ipotizzato che il decadimento del campo magnetico avvenga solo in presenza di accrescimento di materia (*Bailes 1989*).

$$L = \frac{GM\dot{m}}{R} \quad 1.14$$

Questa luminosità non potrà aumentare arbitrariamente, infatti sulla materia che viene accresciuta agiscono due forze: la forza gravitazionale e, di segno opposto, la pressione di radiazione; all'aumento della materia accresciuta corrisponderà quello della pressione che arriverà ad un punto in cui controbilancerà la forza gravitazionale. Dalla uguaglianza di queste due forze si ricava la luminosità limite di *Eddington*:

$$L_E \approx 6 \times 10^4 \left(\frac{M}{M_\odot} \right) L_\odot \quad 1.15$$

e da qui il limite superiore di accrescimento di massa, che è pari a:

$$\dot{M}_E \approx 7 \times 10^{17} \left(\frac{M}{M_\odot} \right) gr \cdot s^{-1} \quad 1.16$$

Il periodo della pulsar scenderà fino a raggiungere la velocità di rotazione del disco di accrescimento, il valore di questo periodo, per un dato trasferimento di massa \dot{M} , può essere espresso abbastanza bene dalla relazione seguente:

$$P_{eq} = 2.4 \left(\frac{B}{10^9 \text{ Gauss}} \right)^{\frac{6}{7}} M^{-\frac{5}{7}} \left(\frac{\dot{M}}{\dot{M}_{Edd}} \right)^{\frac{3}{7}} \left(\frac{R}{10^6 \text{ cm}} \right)^{\frac{16}{7}} \text{ ms} \quad 1.17$$

per valori canonici di R ed M , cioè di 1.4 masse solari e 10 Km, si ottiene che il valore del periodo minimo è

$$P_{eq} = 1.89 \left(\frac{B}{10^9 \text{ Gauss}} \right)^{\frac{6}{7}} \quad 1.18$$

Se si considera come valore del campo magnetico delle *millisecond pulsar* quello di 10^8 Gauss , che è il valore tipo di questi oggetti, notiamo che il periodo può scendere al di sotto del millisecondo.

1.5 Diagramma B-P

Uno strumento utile per descrivere le varie fasi evolutive delle pulsar ci viene fornito dal diagramma B - P ; esso come il diagramma H - R (*Hertzsprung-Russell*) per le stelle ordinarie, è una efficace rappresentazione per la comprensione della loro evoluzione.

Le pulsar si presume nascano con periodo molto corto, inferiore ai 100 millisecondi (*Lyne A. G., Graham-Smith F., 1990*), tuttavia durante il corso della loro vita, come hanno evidenziato molte ricerche, questo tende ad aumentare. Ricordando l'equazione 1.6 che scritta in una forma diversa diventa:

$$P\dot{P} \propto B^2 \quad 1.19$$

e considerando un campo magnetico, che almeno nelle prime fasi evolutive si pensa resti costante, la pulsar si muoverà lungo una retta orizzontale nel diagramma B - P . C'è comunque una forte evidenza osservativa che il campo magnetico su tempi scala lunghi decada, in questo caso allora le cose sul diagramma cambiano: al diminuire del campo, il meccanismo di emissione (rotatore obliquo) diventa sempre meno efficace e la variazione di P diventa sempre più piccola (P cresce di poco); la pulsar allora descriverà una traiettoria verso il basso che diventerà quasi una linea verticale. A questo punto il campo magnetico scenderà sotto il valore di 10^{11} Gauss ed il meccanismo di emissione non sarà più funzionale; e la pulsar si spegnerà; nel diagramma B - P questo fenomeno viene evidenziato dall'attraversamento della *death line* e dal passaggio degli oggetti nella zona chiamata *Graveyard* (cimitero delle pulsar).

A questo punto cosa succede? Studi teorici suggeriscono che il campo magnetico non decada indefinitamente, ma si assesti su valori intorno ai 10^8 Gauss ; se la stella di neutroni si trova in un sistema binario potrebbe accrescere materia dalla stella compagna e quindi aumentare il proprio periodo di rotazione, spostandosi verso la parte sinistra del diagramma. Durante questa fase la stella di neutroni può attraversare di nuovo la *death line*, ma dalla parte opposta, e quindi riapparire come pulsar. L'accrescimento di materia farà sì che la pulsar raggiunga periodi dell'ordine dei millisecondi e, se il tempo di durata dell'accrescimento sarà sufficiente, la *spin-up line*. Questa linea rappresenta il minimo periodo di rotazione che una stella di neutroni può raggiungere, con un accrescimento di materia pari a quello limite di *Eddington*. La posizione di questi oggetti nel diagramma B - P è in basso a sinistra. Da questo momento in poi, dato che il campo magnetico tenderà a decadere su tempi scala lunghissimi, il

periodo aumenterà in maniera molto lenta e la stella di neutroni si suppone resterà una *millisecond pulsar* per sempre.

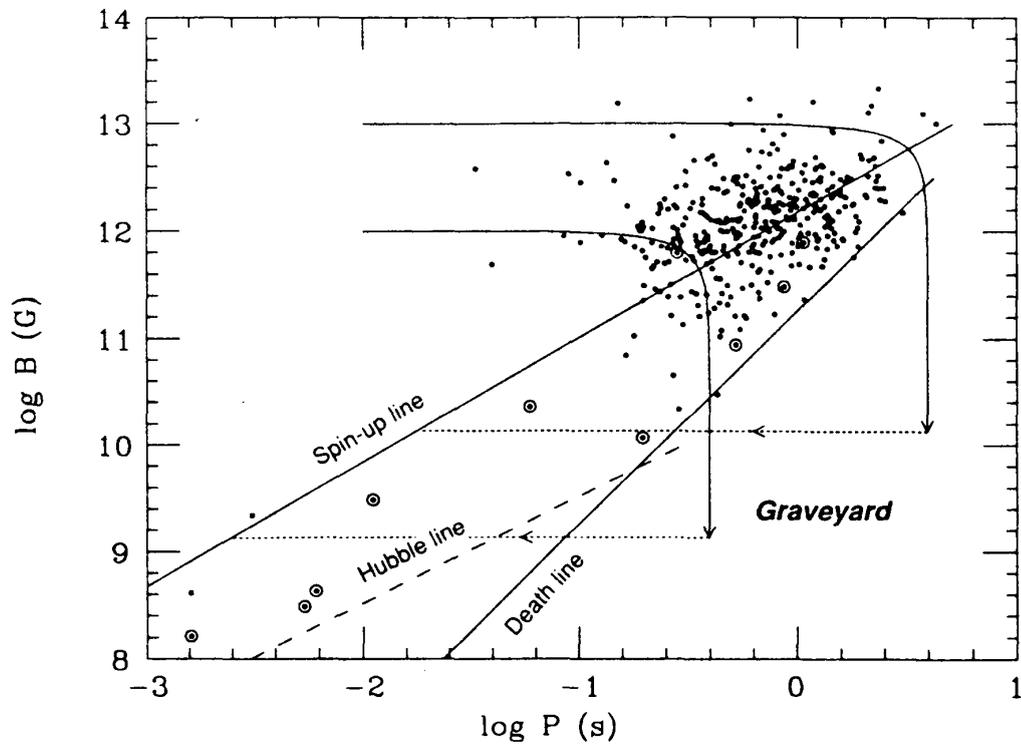


Figura 7 Diagramma B-P.