

Cenni sulle stelle di neutroni

di Fabrizio Clarelli

Storia delle idee sulle stelle di neutroni

Nel 1934 Baade e Zwicky proposero l'idea di stelle di neutroni, sottolineando che esse dovrebbero avere una densità molto alta ed un raggio piccolo, inoltre dovrebbero essere legate gravitazionalmente molto più delle stelle ordinarie.

I primi calcoli sui modelli di stelle di neutroni furono fatti da Oppenheimer e Volkoff [6], che assunsero la materia composta di un gas ideale di neutroni liberi ad alta densità.

Il lavoro sulle stelle di neutroni si focalizzò principalmente sull'idea che i core di neutroni nelle stelle massive fossero la sorgente di energia stellare.

Quando vennero capiti i dettagli della fusione termonucleare, le stelle di neutroni vennero trascurate dalla comunità scientifica per circa 30 anni. Anche se non fu "universalmente" così, difatti ci furono i lavori di Harrison, Wakano e Wheeler nel 1958 [7], Cameron [8] nel 1959, Ambartsumyan e Saakyan [9] nel 1960, e Hamada e Salpeter [10] nel 1961, contengono dettagliate discussioni delle equazioni di stato e dei modelli di stelle di neutroni. Inoltre il libro di Harrison, Wakano, Thorne, Wheeler [11], ne contiene una estesa discussione. Una delle ragioni per cui si trascurò l'idea delle stelle di neutroni fu a causa della loro piccola superficie, sì che il loro residuo di radiazione termica era troppo debole per essere osservato dai telescopi ottici.

Tuttavia la scoperta di sorgenti X di Giacconi del 1962 [12] portò una nuova ventata d'interesse per le stelle di neutroni. Molti teorici studiarono nella radiazione X anche il raffreddamento delle stelle di neutroni. Nel 1963 fu osservato un Quasar con lo Schmidt a M.te Palomar.

In ogni caso, con la scoperta delle sorgenti X e dei Quasar, molti teorici focalizzarono la loro attenzione sulle proprietà di equilibrio delle stelle compatte. Nonostante questo incremento di apporti teorici, la gran parte dei fisici ed astronomi non presero molto seriamente le stelle di neutroni, mentre lo fecero per i buchi neri.

Tutto questo cambiò quando fu scoperta una Pulsar nel 1967 [13]. Nel 1968 Gold propose che fossero stelle di neutroni rotanti [14], ed è ancora oggi l'idea generalmente accettata. Sin dal 1968 ci furono molti lavori teorici sulle proprietà delle stelle di neutroni. Vennero ulteriori stimoli dalla scoperta delle X-rays pulsars grazie al satellite UHURU nel 1971, delle quali si pensa siano stelle di neutroni in sistemi binari vicini. Le scoperte quasi simultanee delle pulsars Crab e Vela alla fine del 1968, entrambe situate nei resti di una supernova, evidenziarono la formazione delle stelle di neutroni nelle esplosioni di supernova. La Crab Nebula, per esempio, è il resto di una esplosione di supernova osservata dagli astronomi cinesi nel 1054 d.C..

Le osservazioni X e ottiche di sorgenti X binarie, permisero di determinare la massa delle stelle di neutroni in alcuni di questi sistemi. La scoperta della prima pulsar binaria fatta da Hulse e Taylor [15] nel 1975 fornì l'opportunità di misurare la massa di una stella di neutroni.

Costituzione interna di una stella di neutroni

La storia di una stella di massa superiore al limite di Chandrasekhar consiste in una continua contrazione della sua parte centrale, con valori crescenti di temperatura e densità centrali. La contrazione avviene in fasi successive in cui si passa dalla fusione dell'idrogeno a quella dell'elio, cui seguono quella del carbonio, del neon, dell'ossigeno, del silicio. L'ultima tappa è quella del ferro. A questo punto, dato che il ferro ha la massima energia di legame, tutte le risorse disponibili di energia nucleare sono state estratte dalla materia.

Esaurito il combustibile nucleare, la stella non può più esercitare le enormi pressioni termiche che bilanciano la spinta gravitazionale. Allora la struttura della stella è caratterizzata da una instabilità che causa il collasso gravitazionale, liberando enormi quantità di energia, tali da spiegare il fenomeno delle supernovae. Queste sono stelle di eccezionale luminosità per un tempo brevissimo.

Quando inizia la compressione, la pressione interna della stella è fornita dalle forze caratteristiche dello stato solido; ma a densità di 10^5 g cm^{-3} , le forze di valenza possono essere completamente trascurate, e la ionizzazione può considerarsi totale.

A questi valori della densità la struttura della stella è quella che caratterizza la configurazione di equilibrio di una nana bianca, un sistema di nuclei, fissati in un reticolo cristallino dalle reciproche repulsioni elettrostatiche, immerso in un gas di elettroni liberi relativistici.

Oltre il valore di 10^6 g cm^{-3} , gli elettroni non solo sono totalmente liberi, ma diventano anche completamente relativistici. Ci si sta presentando una nuova struttura: un sistema di nuclei immerso in un gas di elettroni che si muovono relativisticamente. In questo caso i nuclei si disporranno in una struttura cristallina piuttosto che in un gas o liquido. Questo risultato però non è mai stato rigorosamente dimostrato. L'azione essenziale degli elettroni, quando sono ancora attaccati al nucleo come materia ordinaria, è innanzitutto quella di schermare la forte repulsione fra le Z cariche di ogni nucleo, azione che essi cessano di esercitare quando subiscono lo *squeezing* per compressione. In un sistema di particelle fortemente repulsive, il solo modo di minimizzare l'energia è di disporle in una struttura cristallina.

In questo caso la pressione di Fermi non è sufficiente a sostenere la spinta gravitazionale e la stella si contrae ulteriormente, così da andare incontro ad un fenomeno particolare, la neutronizzazione [2].

$$e^- + p \rightarrow n + \nu \quad (1)$$

Gli elettroni liberi vengono catturati dai protoni e trasformati in $n + \nu$. Tale processo funziona solo se abbiamo cura che i nuovi neutroni non subiscano il decadimento β diretto. Per il principio di Pauli, riempiendo lo spazio con abbastanza elettroni da rendere ogni cella dello spazio delle fasi proibita per i "nuovi" e^- che verrebbero prodotti dal decadimento β , otteniamo l'impossibilità di tale decadimento, cioè del processo inverso della neutronizzazione.

Il modo più semplice per descrivere l'energia dei nuclei è di adottare la formula di massa nucleare. Fino a $\rho \sim 10^{11} \text{ g cm}^{-3}$, la sua applicazione, in principio limitata a quei nuclei per cui N non eccede Z di molto, è ancora valida, come indicato da risultati identici ottenuti usando tecniche differenti. Infatti $\frac{Z}{N+Z}$, cioè la percentuale di protoni rispetto ai nucleoni del nucleo, decresce da 0.46 per il Fe^{56} a $\rho = 8 \cdot 10^6 \text{ g cm}^{-3}$ fino a 0.305 a $\rho \approx 4 \cdot 10^{11} \text{ g cm}^{-3}$,

dove il nucleo più abbondante è il Kr^{118} , un nucleo con $A = 118$, $Z = 36$. Ovviamente tale situazione è molto schematizzata, ma non molto lontana dalla realtà. Andando dalla superficie, diciamo $\rho \sim 8 \cdot 10^6 \text{ g cm}^{-3}$, verso l'interno della stella, passiamo attraverso regioni in cui i costituenti più abbondanti sono Fe , Ni , Ge , Zn , Nb ... Gli ultimi 4 elementi sono instabili in laboratorio.

Fino a $4.3 \cdot 10^{11} \text{ g cm}^{-3}$ i calcoli fatti sono in accordo con il modello. Tale valore di ρ è uno dei più accurati calcoli fatti finora in questa regione [17]. Questo punto è noto come *neutron drip point*, dato che costruendo nuclei con un numero eccessivo di neutroni, noi li rendiamo meno capaci di restare uniti. La grande preponderanza di neutroni porta al fatto che il nucleo non è capace di trattenere tutti i neutroni in una regione definita. È stato calcolato che a $\rho = 4.3 \cdot 10^{11} \text{ g cm}^{-3}$ i neutroni cominciano a staccarsi dal nucleo.

Un problema molto più serio sorge nella regione successiva, cioè per $\rho > 4 \cdot 10^{11} \text{ g cm}^{-3}$. In tale zona il sistema è fatto di e^- , nuclei e neutroni liberi. Un primo problema è presentato da un gas di neutroni, la cui energia deve essere descritta usando una teoria a molti corpi. Si veda ad esempio [18]. Un secondo e più serio problema è correlato ai nuclei, lontano dalla possibilità di usare la formula di massa. Dato che i nuclei perdono neutroni, è plausibile aspettarsi che il processo continui finché il nucleo non scompaia. Più esattamente dovremo dire che il cluster di neutroni e protoni ($N \gg Z$), che stiamo chiamando nucleo, al decrescere della densità avrà una distribuzione di densità spaziale $\rho = \rho(r)$ molto meno localizzata attorno ai loro centri, fino al punto in cui $\rho(r)$ del nucleo 1 si sovrappone a $\rho(r)$ del nucleo 2, senza spazi fra loro, in cui sia ρ_1 che ρ_2 andrebbero a zero. Questo avviene attorno a $\rho \sim 10^{14} \text{ g cm}^{-3}$.

La soluzione a questo problema è estremamente complessa, e le attuali conoscenze non permettono di risolvere il problema; sono stati sviluppati numerosi modelli teorici negli ultimi 25 anni, ma in assenza di riscontri sperimentali, data l'enorme densità in gioco, dell'ordine di $10^{14} \text{ g cm}^{-3}$, non restano che delle ipotesi.

Arrivati a questo punto possiamo suddividere una stella di neutroni in diversi strati, al variare della densità. [4], e [5]:

1. La *superficie* ($\rho \leq 10^6 \text{ g cm}^{-3}$), una regione in cui le temperature ed i campi magnetici possono influenzare significativamente l'equazione di stato.
2. La *crosta esterna* ($10^6 \text{ g cm}^{-3} \leq \rho \leq 4.3 \cdot 10^{11} \text{ g cm}^{-3}$), una regione solida in cui un reticolo coulombiano di nuclei pesanti coesiste in equilibrio- β con un gas degenere di elettroni.
3. La *crosta interna* ($4.3 \cdot 10^{11} \text{ g cm}^{-3} \leq \rho \leq (2 - 2.4) \cdot 10^{14} \text{ g cm}^{-3}$), che consiste di un reticolo di nuclei ricco di neutroni assieme ad un gas di neutroni superfluido e ad un gas di elettroni.
4. Il *liquido di neutroni* ($(2 - 2.4) \cdot 10^{14} \text{ g cm}^{-3} \leq \rho \leq \rho_{core}$), che contiene principalmente neutroni superfluidi con una più piccola concentrazione di protoni superfluidi ed elettroni normali.
5. La regione del *core* ($\rho > \rho_{core}$), che potrebbe esistere o no in alcune stelle, e dipendere da un'eventuale condensazione di pioni, o da una transizione a solido di neutroni, o a materia di quark, o ad altra fase fisicamente distinta da un liquido di neutroni a densità maggiore di un valore critico ρ_{core} .

Se l'equazione di stato è stabilita, la densità centrale di una stella di neutroni relativamente massiva $\sim 1.4M_{\odot}$ è $\leq 10^{15} \text{ g cm}^{-3}$; infatti, anche le stelle di neutroni più massive stabili hanno $\rho_C \leq$ qualche $10^{15} \text{ g cm}^{-3}$.

Così la possibilità di una transizione a materia di quark o altre forme esotiche

di materia, sembra piuttosto improbabile. Tuttavia l'esistenza di una branca stabile oltre le nane bianche e le stelle di neutroni, sul diagramma $M(\rho_c)$, resta una possibilità.

References

- [1] S. Chandrasekhar, *An introduction to the study of stellar structure*
- [2] Bernardini C., Guaraldo C., *Fisica del Nucleo*, Editori Riuniti, Roma, 1982.
- [3] Giannone P., *Elementi di Astronomia*, Pitagora Editrice, 1996.
- [4] Ruffini R., *On the Critical Mass of a Neutron Star, Les Houches Lectures* Edited by B. and C. De Witt, New York and London 1973
- [5] Shapiro S.L., Teukolsky S.A., *Black Holes, White Dwarfs and Neutron Stars*, Wiley Interscience, New York, 1983
- [6] Oppenheimer J.R., Volkoff G.M., *On Massive Neutron Cores, Phys. Rev.*, **55**, 374, (1939).
- [7] Harrison B.K., Wakano M., Wheeler J.A., *Matter-Energy at High Density; End Point of Thermonuclear Evolution*, in *La Structure et l'èvolution de l'univers*, Onzième Conseil de Physique Solvay, Stoops, Brussels, Belgium, p.124, 1958.
- [8] Cameron A.G.W., *Neutron Stars Models, Astrophys. J.* **130**, 884, 1959.
- [9] Ambartsumyan V.A., Saakyan G.S., *The Degenerate Superdense gas of Elementary particles, Astron. Zhur.* **37**, 193, 1960.
- [10] Hamada T., Salpeter E.E., *Models for Zero Temperature Stars, Astrophys. J.* **134**, 683, 1961.
- [11] Harrison B.K., Wakano M., Wheeler J.A., Thorne K. S., *Gravitation Theory and Gravitational Collapse*, University of Chicago Press, Chicago, Illinois, 1965.
- [12] Giacconi R., Gursky H., Paolini F.R., Rossi B.B., *Evidence for X-Rays from Sources outside the Solar System, Phys. Rev. Lett.* **9**, 439, 1962.
- [13] Hewish A., Bell S.J., Pilkington D.H., Scott P.F., Collins R.A. " *Observation of a Rapidly Pulsating Radio Source*", *Nature* **217**, 709, 1968.
- [14] Gold T., " *Rotating Neutron Stars as the Origin of the Pulsating Radio Sources*", *Nature* **218**, 731, 1968.
- [15] Hulse R.A., Taylor J.H., 1975. " *Discovery of a Pulsar in a Binary System*", *Astrophys. J. Lett.* **195**, L51.
- [16] Ruffini R., Ohanian H.C., " *Gravitation and Spacetime*", W.W. Norton And Company, New York, London, 1994.
- [17] Baym G., Pethick C.J. , Sutherland P., *Astrophys. Journ.* **170**, 299, 1971.
- [18] Siemens P.J., *Nucl. Phys.* **141** A, 225, 1970.