

I buchi neri: analisi della loro formazione e classificazione

Ferdinando Di Martino, Salvatore Sessa²

¹Università degli Studi di Napoli Federico II, Dipartimento di Architettura

Centro Interdipartimentale di Ricerca Calza Bini

Via Toledo 402, 80134 Napoli, Italy

(fdimarti@unina.it, sessa@unina.it)



DOI : 10.53159 /PdM(IV).v3n2.045

Sunto: *Con il solo supporto degli strumenti della fisica di base, in questo articolo è stata analizzata la formazione dei buchi neri stellari, raccontando il processo evolutivo seguito da una stella, a partire dalla sua formazione, alla conclusione della sua permanenza in sequenza principale e al successivo collasso gravitazionale che condurrà, per le stelle molto massicce, alla formazione di buchi neri stellari. Nell'ultima sezione sono stati analizzati i tipi possibili di classificazione di un buco nero, evidenziando come, a partire da buchi neri stellari si possano formare buchi neri super-massicci nei centri galattici e trattando di altri tipi di buchi neri, come i buchi neri primordiali che modelli cosmologici prevedano si siano formati successivamente al Big Bang.*

Parole Chiave: *raggio di Schwarzschild, buchi neri stellari, buchi neri super-massicci, buchi neri primordiali*

Abstract: *Using only the tools of basic physics, in this article the formation of stellar black holes has been analyzed, describing the evolutionary process followed*

by a star, starting from its formation to the conclusion of its permanence in the main sequence and to the subsequent gravitational collapse, which will lead, for very massive stars, to the formation of stellar black holes. In the last chapter, the possible types of classification of a black hole were analyzed, highlighting how super-massive black holes can be formed starting from stellar black holes in the galactic centers and dealing with other types of black holes, such as black holes primordial that cosmological models predict arose after the Big Bang.

Keywords: *Schwarzschild radius, stellar black holes, super-massive black holes, primordial black holes*

1 - Introduzione

I buchi neri sono oggetti misteriosi ormai da tempo entrati nella letteratura fantastica e fantascientifica per il fascino che trasmette l'impossibilità di comprenderne appieno i segreti con le leggi fisiche di cui siamo a conoscenza. Nulla, neanche la radiazione elettromagnetica, può sfuggire all'attrazione gravitazionale di un buco nero e nessuno sa come si trasforma e dove finisce la materia inghiottita da un buco nero. Questo alone di mistero che avvolge la fisica dei buchi neri ha così visto fiorire una varietà di romanzi fantastici in cui si immagina un'astronave inghiottita da un buco nero e fuoriuscire in una lontana zona del nostro universo o, addirittura, in un universo parallelo.

Lo studio della fisica dei buchi neri è materia assai complessa, che necessita di conoscenze avanzate di relatività generale e meccanica quantistica; ma è possibile a un non addetto ai lavori ricorrere a conoscenze di base di fisica per poter avere un'idea chiara di ciò che sono i buchi neri. È ciò che si intende fare con questo articolo in cui, per arrivare a

capire come si generano i buchi neri nel nostro universo concentreremo l'attenzione sulla formazione dei buchi neri stellari, ovvero su come stelle super-massicce, al termine della loro vita, evolvono trasformandosi in buchi neri.

È importante offrire una breve sintesi del processo evolutivo che compiono tali stelle, che ci permetterà di comprendere come una nube di gas a basse densità e temperatura si sia potuta trasformare in una o più stelle e come una stella super-massiccia all'estinzione del suo carburante, segua una evoluzione che la trasformerà in un in un buco nero.

Inizieremo, quindi, a dare uno sguardo ai processi fisici che permettono la nascita di una stella da una nube di gas e polveri a temperature vicine allo zero assoluto che incomincia lentamente a collassare sotto l'azione costante della forza di gravità. Poi analizzeremo il processo scatenante che fa nascere una stella: la fusione termonucleare nel suo nucleo, e cosa accade quando il combustibile necessario alla fusione si esaurisce. In particolare, osserveremo come una stella super-massiccia nel suo collasso possa trasformarsi in un buco nero, e prenderemo in considerazione tre parametri fondamentali:

- il limite di Chandrasekhar pari a $1.44 M_{\odot}$, dove M_{\odot} è la massa del Sole ($\approx 2 \times 10^{33}$ g); esso è dato dalla massa residua limite di una stella che si sta contraendo al termine della sua vita, oltre la quale la forza elettrica di repulsione tra gli elettroni non sarà in grado di contrastare la forza gravitazionale;
- il limite di Tolman-Oppenheimer-Volkoff pari a circa $3.8 M_{\odot}$; esso è costituito dalla la massa residua limite di

una stella che si sta contraendo al termine della sua vita, oltre la quale neanche la forza nucleare prodotta dalla degenerazione quantistica dei neutroni sarà in grado di contrastare la forza gravitazionale;

- il raggio di Schwarzschild, che è il raggio al di sotto del quale, nel processo di contrazione della stella, neanche la radiazione elettromagnetica riuscirà a sfuggire alla gravità e la stella morente si sarà trasformata in un buco nero.

Infine, a partire dai buchi neri stellari, saranno esplorate le classificazioni vigenti dei vari tipi di buco nero nell'universo analizzando sinteticamente come essi si siano formati.

2 – La nascita di una stella

La nascita di una stella può essere spiegata in maniera semplice utilizzando un famoso teorema che regola l'equilibrio energetico di un sistema di particelle in moto, enunciato per la prima volta da Clausius nel 1870: *il teorema del viriale*. Tale teorema afferma che il sistema di particelle è in equilibrio se l'energia cinetica è pari al doppio dell'energia potenziale.

$$2K + U = 0 \quad (1)$$

dove K è l'energia cinetica e U l'energia potenziale gravitazionale.

Possiamo ottenere facilmente l'equazione (1) se pensiamo ad una particella di massa m in orbita circolare a distanza r dal centro di massa M . Eguagliando la forza centripeta alla forza di attrazione gravitazionale, si ottiene:

$$\frac{mv^2}{r} = \frac{GMm}{r^2} \quad (2)$$

da cui

$$K = \frac{1}{2}mv^2 = \frac{1}{2}\frac{GMm}{r} = \frac{1}{2}U \quad (3)$$

che ci fornisce la (1). La stessa soluzione si determina considerando un sistema di particelle in orbita circolare rispetto al proprio centro di massa.

Il nostro sistema di particelle è costituito da una nube di gas interstellare (prevalentemente idrogeno neutro con tracce di gas più pesanti e polveri) le cui molecole si attraggono reciprocamente e tendono a collassare per effetto della gravità verso il centro della nube. Il moto caotico delle molecole esercita una pressione verso l'esterno che si oppone al collasso della nube. Questa condizione di equilibrio è governata dall'equazione del viriale (1), dove l'energia cinetica è generata dal moto caotico delle molecole e l'energia potenziale è dovuta alla forza di gravità.

Le nubi di gas interstellare sono molto grandi, con masse di gas fino ad un milione di volte quella del Sole, e hanno temperature molto basse, da circa una decina a poche centinaia di gradi sopra lo zero assoluto.

In alcuni casi l'equilibrio energetico è rotto da interventi esterni, quali urti con altre nubi di gas o compressioni della nube causate da materiale espulso da supernovae o stelle vicine; questi interventi esterni rendono la pressione esercitata dal moto caotico delle molecole insufficiente a bilanciare l'azione della forza di gravità.

La nascita di una struttura stellare è allora assimilabile a una progressiva contrazione di una sfera di gas auto-gravitante che determina un progressivo innalzamento della

temperatura del gas. La nube comincia a collassare e a frammentarsi in nubi di dimensioni minori; ognuna di queste nubi, attraverso un meccanismo detto di Kelvin-Helmoltz, perde parte della sua energia sotto forma di radiazione e comincia a contrarsi. Metà dell'energia guadagnata dalla contrazione causa un aumento di temperatura e l'altra metà compensa le perdite radiative. Le particelle di gas si muovono più rapidamente e il nucleo si riscalda. In questa fase, che prende il nome di *protostella*, il nucleo, che ha raggiunto una temperatura tra i 2 e i 3 milioni di gradi, emette energia sotto forma di radiazione a discapito dell'energia gravitazionale. La protostella resta avvolta da un disco di gas che lentamente cade su di essa, assorbendone la radiazione emessa e riemettendola a frequenze più basse, nell'infrarosso spinto. A temperature così elevate anche gli elettroni negli stati quantici più interni si dissociano dai propri atomi e la protostella si comporrà di una miscela di particelle cariche: il *plasma*.

La contrazione della protostella continua sotto effetto della gravità, finché al suo interno la protostella non raggiunge temperature così elevate (intorno a 10^7 °K) da poter dare inizio alla sua fusione nucleare. Da questo momento in poi la protostella si è trasformata in una stella; l'energia che essa emette non è più prodotta a spese della propria energia gravitazionale, ma mediante reazioni nucleari; esse consistono nella fusione di più nuclei atomici in un nucleo solo, di massa leggermente minore rispetto alla somma delle masse dei nuclei di partenza. La massa che viene persa nel processo è quella che si trasforma in energia secondo la famosa equazione di Einstein.

La principale reazione nucleare che avviene nel nucleo di una stella, detta reazione termonucleare, è una reazione nucleare che produce nuclei di elio da nuclei di idrogeno; in stelle con massa minore di $1.5 M_{\odot}$ è eseguito un ciclo detto *catena protone-protone*. Il plasma è formato principalmente da idrogeno ionizzato H^+ ; nel primo processo della catena avviene la reazione di due protoni H^+ , che formano un nucleo di deuterio, un positrone e un neutrino, liberando 1.44 MeV di energia. Un'altra principale reazione con produzione di una enorme quantità di energia è ottenuta mediante la produzione di un nucleo di elio (particella alpha) e un neutrone dalla fusione di un nucleo di deuterio e di un nucleo di trizio.

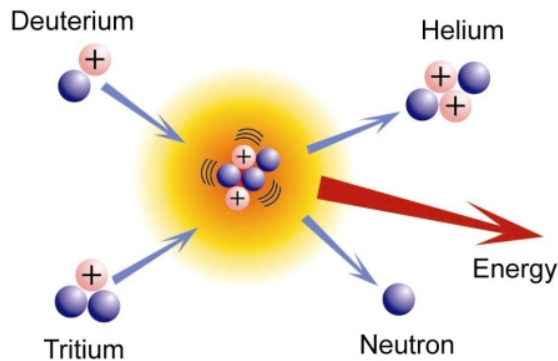


Fig. 1 - Processo di fusione termonucleare con produzione di un nucleo di elio da un nucleo di deuterio e un nucleo di trizio.

In stelle con massa superiore a $1.5 M_{\odot}$ la fusione dell'idrogeno in elio è compiuta mediante una sequenza di reazioni, nota come ciclo CNO, che sfruttano come

catalizzatori gli atomi di carbonio, azoto e ossigeno (Castellani, 1985; Salaris & Cassisi, 2005).

3 - La vita di una stella in sequenza principale

La stella ha raggiunto l'equilibrio tra la forza gravitazionale e contrastata dalla pressione di radiazione del nucleo di plasma. L'energia prodotta nel nucleo dalle reazioni termonucleari è trasportata attraverso gli strati superiori tramite irraggiamento o convezione, a seconda del gradiente di temperatura e dell'opacità; alla fine raggiunge la fotosfera, da cui è irradiata nello spazio sotto forma di energia radiante. Le stelle di sequenza principale con una massa superiore alle $1.5 M_{\odot}$ possiedono un nucleo convettivo, mentre fra il nucleo e la superficie l'energia viene trasportata per irraggiamento. Nelle stelle di massa compresa fra $1,5 M_{\odot}$ e $0,5 M_{\odot}$ avviene il contrario: esse possiedono un nucleo in cui la trasmissione dell'energia avviene per irraggiamento, mentre la convezione si innesca al di sopra del nucleo, in prossimità della superficie. Infine, le stelle di sequenza principale con massa inferiore a $0.5 M_{\odot}$ hanno un interno completamente convettivo.

Dal momento della sua nascita la stella entra in una fase chiamata *Sequenza principale*, in cui resterà fino a quando tutti i nuclei di idrogeno non saranno stati trasformati in nuclei di elio nei processi termonucleari. La sequenza principale è ben visibile nel ben noto diagramma di Hertzsprung-Russel (H-R) che mette in relazione la temperatura superficiale della stella con la sua luminosità assoluta.

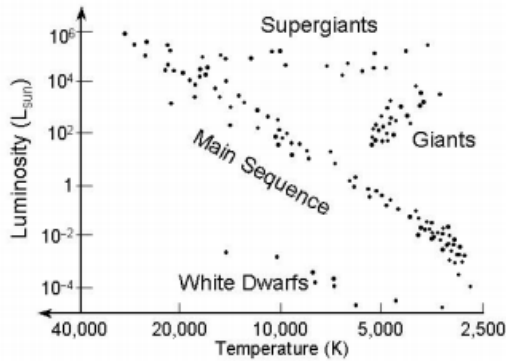


Fig. 2 - Diagramma di H-R.

Per comprendere perché le stelle appaiono di diverso colore bisogna ricorrere alla legge di Wien che stabilisce la relazione tra la temperatura di un corpo nero (un corpo ideale che assorbe tutta l'energia incidente senza rifletterla) e la lunghezza d'onda di massima intensità d'emissione dell'energia assorbita:

$$\lambda_{max} = \frac{b}{T} \quad b = 2.898 \times 10^{-6} \text{ K} \quad (4)$$

Approssimando la stella a un corpo nero e calcolando la temperatura superficiale della stella è possibile stimare dalla (4) la lunghezza d'onda di massima intensità emissiva della stella. Le

stelle hanno a una temperatura superficiale tra 2×10^3 e 4×10^4

°K. La classificazione spettrale delle stelle o classificazione di Harward, divide le stelle in 7 classi, O-B-A-F-G-K-M. Ad ogni classe spettrale è associato un intervallo di temperatura

superficiale e un colore corrispondente alla lunghezza d'onda della massima intensità emissiva. Ogni classe è divisa in 10 sottoclassi, da 0 a 9. La tabella successiva riporta la temperatura media, il colore e il colore apparente delle stelle, nonché la loro massa, raggio e luminosità complessiva per le stelle in sequenza principale.

Class	Temperatura ^[16] (Kelvin)	Colore convenzionale	Colore apparente ^{[17][18][9]}	Massa ^[10] (masse solari)	raggio ^[10] (raggi solari)	Luminosità ^[10] (bolometrica)
O	≥ 33 000 K	blu	blu	≥ 16 M _☉	≥ 6,6 R _☉	≥ 30 000 L _☉
B	10 000–33 000 K	azzurro	blu chiaro	2,1–16 M _☉	1,8–6,6 R _☉	25–30 000 L _☉
A	7 500–10 000 K	bianco	azzurro	1,4–2,1 M _☉	1,4–1,8 R _☉	5–25 L _☉
F	6 000–7 500 K	bianco-giallo	bianco	1,04–1,4 M _☉	1,15–1,4 R _☉	1,5–5 L _☉
G	5 200–6 000 K	giallo	bianco-giallo	0,8–1,04 M _☉	0,96–1,15 R _☉	0,6–1,5 L _☉
K	3 700–5 200 K	arancione	giallo-arancione	0,45–0,8 M _☉	0,7–0,96 R _☉	0,08–0,6 L _☉
M	≤ 3 700 K	rosso	arancio-rosso	0,08–0,45 M _☉	≤ 0,7 R _☉	≤ 0,08 L _☉

Tab. 1 - Caratteristiche delle stelle di diversa classe in sequenza principale.

Le stelle più calde sono quelle della classe O; esse hanno una temperatura superficiale superiore a 3.3×10^4 °K e una intensità emissiva della radiazione elettromagnetica con picco nel blu. Il Sole è una stella di classe G2 con temperatura superficiale pari a 5.5×10^3 °K, cui è associato un colore convenzionale giallo.

La massa M e la luminosità L di una stella possono essere messe in relazione dalla legge di potenza:

$$L \sim M^{3.5} \quad (5)$$

Più la stella è massiccia, minore è il tempo in cui permane nella sequenza principale; ciò perché, maggiore è la sua massa, maggiore è la rapidità dei processi termonucleari

necessari a contrastare la gravità ed evitare il collasso della stella.

Se $m=M/M_{\odot}$ è la massa della stella rispetto alla massa del sole, allora il tempo τ_S in cui la stella rimane in sequenza principale è:

$$\tau_S \sim \frac{1}{m^{2.5}} 10^{10} \text{ anni} \quad (6)$$

Quindi, ad esempio, stelle rosse di massa minore di $0.1 M_{\odot}$ restano in sequenza principale per un periodo superiore a 10^{12} anni, ben superiore all'attuale età dell'universo. Il Sole, che ha una età di circa 4.5 miliardi di anni, è a circa metà del suo ciclo in sequenza principale, mentre una stella appena nata con massa pari a $0.1 M_{\odot}$ resterà in sequenza principale soltanto una trentina di milioni di anni.

Ciò significa che tutte le stelle meno massicce con massa minore di $0.1 M_{\odot}$ dalla loro nascita sono sempre rimaste in sequenza principale, mentre stelle molto massicce già dopo qualche milione di anni dalla nascita bruciano tutto il loro combustibile e lasciano la sequenza principale (Castellani, 1985; Salaris & Cassisi, 2005; Carroll & Ostile, 2017).

4 - Stadi finali di vita di una stella

Dopo che il quantitativo di idrogeno nel nucleo si è completamente convertito in elio, la stella esce dalla sequenza principale, seguendo differenti tragitti a seconda della sua massa.

Se la massa della stella ha una massa superiore a $0.2 M_{\odot}$ e inferiore a $8 M_{\odot}$ il suo nucleo continua a contrarsi compiendo

la fusione dei nuclei di elio, mentre la parte esterna della stella si espande fino ad un raggio di 10^8 km. A causa della sua espansione la stella si raffredda e diventando così una gigante rossa. Quando il nucleo della stella avrà bruciato tutto l'elio, fino ad arrivare a bruciare nuclei di carbonio, gli strati esterni arriveranno a collassare e la forza gravitazionale, non più bilanciata dalla forza di espansione termonucleare, contrae la stella, che emette gli strati gassosi più esterni. Tali strati gassosi, nelle stelle meno massicce formano un vento stellare, per stelle di massa maggiore formano una nebulosa planetaria attorno alla stella.

La massa residua della stella sarà inferiore ad una massa limite detta limite di Chandrasekhar e denotata col simbolo M_{CH} , dove:

$$M_{CH} = 1.44M_{\odot} \quad (7)$$

La fase di contrazione termina quando la forza di gravità è bilanciata dalla forza di repulsione elettromagnetica degli elettroni. La stella si troverà in una configurazione detta degenera, ossia ad elevata densità, in cui la pressione del gas segue la distribuzione di Fermi-Dirac, non più la distribuzione classica di Maxwell-Boltzmann; la stella si sarà trasformata in una nana bianca, con un raggio circa uguale a quello terrestre, una elevata densità (circa 10^6 kg/m³) e una elevata temperatura (circa 10^8 °K).

Nelle stelle con massa maggiore di $8 M_{\odot}$, al termine del processo di fusione nucleare degli elementi pesanti la stella comincerà a contrarsi e le forze di repulsione elettromagnetica che determinano la pressione degli elettroni verso l'esterno

non saranno in grado di bilanciare la forza di gravità. La stella continuerà a contrarsi e l'urto tra protoni e elettroni liberi darà luogo a neutroni che riempiranno in maniera sempre crescente la materia degenere della stella. L'onda d'urto generata dal collasso della stella produrrà una esplosione, che per stelle molto massicce, sarà estremamente violenta e di enorme potenza: l'esplosione di una supernova. Essa libererà una tale quantità di energia da consentire anche la nucleosintesi di elementi molto pesanti, quali il magnesio e l'oro.

Il nucleo della stella avrà una massa residua maggiore del limite di Chandrasekhar M_{CH} ; esso sarà costituito da materia degenere formata da neutroni ad elevatissima densità, circa 10^{14} g/cm³, il neutronio. La pressione del gas di neutroni riuscirà a bilanciare la forza gravitazionale se la massa residua della stella sarà inferiore a una ulteriore massa limite detta Tolman-Oppenheimer-Volkoff M_{TOV} , dato da:

$$M_{TOV} = 3.8M_{\odot} \quad (8)$$

Se, invece, la massa residua del nucleo è inferiore al limite di Tolman-Oppenheimer-Volkoff M_{TOV} , la pressione del gas di neutroni contrasterà la forza gravitazionale e la stella si stabilizzerà, formando una stella di neutroni, elettricamente neutra e della dimensione di qualche chilometro. A causa della sua densità elevatissima la stella di neutroni possiede un campo gravitazionale enorme, circa 10^{11} volte quello della Terra ed un intenso campo magnetico generato dagli elettroni allontanati dalla stella che ruotano intorno ad essa ad elevata velocità, formando sorgenti di raggi X e gamma chiamate Pulsar.

Se la massa residua della stella è superiore al limite di Tolman-Oppenheimer-Volkoff M_{TOV} nessuna forza sarà in grado di contrastare il collasso gravitazionale ed il nucleo collassa fino a raggiungere dimensioni inferiori ad un raggio limite detto *raggio di Schwarzschild*.

Il raggio di Schwarzschild r_s rappresenta il raggio limite di un oggetto sferico dotato di una massa M che si contrae; raggiunto tale raggio l'oggetto dà origine all'orizzonte degli eventi; se l'oggetto si contrae ulteriormente assumendo un raggio minore di r_s neanche la radiazione elettromagnetica riuscirà a sfuggire al campo gravitazionale e si origina così un buco nero. La materia costituente il buco nero si trova in un particolare stato, altamente degenere, che i fisici non sono ancora riusciti a trattare.

L'espressione matematica del raggio di Schwarzschild può essere ottenuta anche senza ricorrere al complesso formalismo matematico della relatività generale, cercando il raggio di un corpo di massa M per il quale la velocità di fuga sia pari alla velocità della luce. Nell'approssimazione classica è possibile determinare il raggio di Schwarzschild eguagliando energia cinetica e gravitazionale per un corpo di massa m con velocità pari alla velocità c della luce soggetto al campo gravitazionale generato da un corpo massiccio di massa M .

Supponiamo che la velocità della luce c sia la velocità di fuga dal corpo M di raggio r_s . Otteniamo, per le espressioni di energia cinetica ed energia potenziale:

$$K = \frac{1}{2}mv^2 = \frac{1}{2}mc^2 \quad (9)$$

$$U = \frac{1}{2} \frac{GMm}{r^2} = \frac{1}{2} \frac{GMm}{r_s^2} \quad (10)$$

avendo posto $v = c$ e $r = r_s$. Ponendo $K = U$, si ottiene per r_s :

$$r_s = \frac{2GM}{c^2} \quad (11)$$

Per la Terra si ottiene $r_s = 8.87 \times 10^{-3}$ m., il che significa che se la Terra avesse un raggio minore di 10 mm, e quindi, una densità di circa 2×10^{27} g, allora neanche la luce potrebbe sfuggire al campo gravitazionale terrestre.

Per una stella che, al suo collasso, avrà una massa residua pari al limite di Tolman-Oppenheimer-Volkoff M_{TOV} si ottiene $r_s = 1.12 \times 10^4$ m, circa 11 km. Quando, nel suo collasso, la stella si sarà ridotta ad una sfera di raggio pari a 11 km, neanche la radiazione elettromagnetica potrà sfuggire alla sua attrazione gravitazionale e la stella sarà diventata un buco nero stellare (Carroll & Ostlie, 2017).

5 - I buchi neri e la loro classificazione

Dopo aver compreso come si origina un buco nero stellare, siamo in grado di comporre un quadro sulle tipologie di buchi neri che sono presenti nel nostro universo o è possibile ipotizzarne la presenza.

In primo luogo, come detto in precedenza, con le conoscenze attuali non è possibile riuscire a dare un quadro completo della fisica di un buco nero. Un risultato teorico relativistico raggiunto grazie agli sforzi di vari cosmologi e fisici teorici, tra cui Stephen Hawking e Roger Penrose, è il *teorema dell'essenzialità* o *teorema della calvizie*, in inglese *no hair*

theorem (Straumann, 2004) che afferma che sono solo tre le caratteristiche osservabili di un buco nero da parte un osservatore esterno: massa, carica elettrica e momento angolare; tutte le altre informazioni che si riferiscono alle caratteristiche del buco nero o degli oggetti che ne sono risucchiati sono oscurate dietro il suo orizzonte degli eventi e inaccessibili a un osservatore esterno. Pertanto, non è possibile distinguere due buchi neri aventi stessa massa, carica e momento angolare. Inoltre, quando un oggetto è catturato da un buco nero, ogni sua caratteristica risulterà persa per l'osservatore esterno. Il nome di questo importante teorema è dovuto al fisico statunitense John Archibald Wheeler, che affermò che: "*a black hole has no hair*", volendo sottolineare che le informazioni di un buco nero sono perse come i capelli in una calvizie.

Poiché un buco nero non dispone di una specifica carica elettrica propria, le uniche informazione che ci permettono di classificare un buco nero sono la sua massa e il suo momento angolare di rotazione attorno a un asse o spin.

In questo paragrafo daremo un quadro dei tipi di classificazione di un buco nero costruite in base alle informazioni rilevabili.

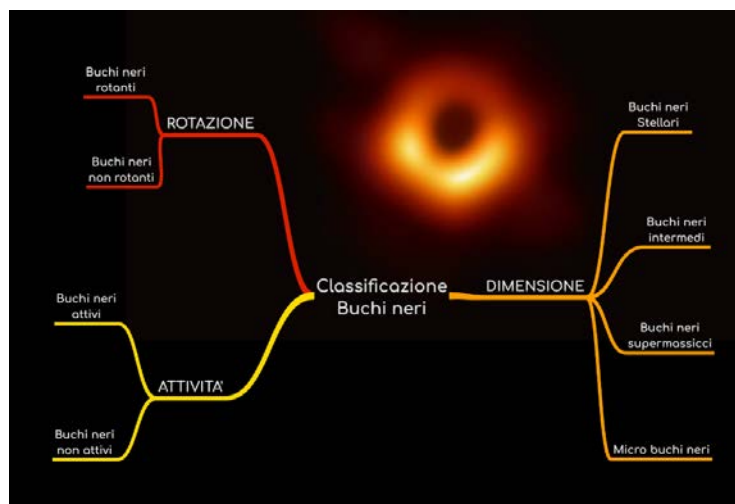


Fig. 3 - Tipologie di classificazione di un buco nero.

Dalla caratteristica relativa alla massa di un buco nero è possibile classificare i buchi neri in tre tipologie:

Buchi neri stellari: essi, come raccontato nelle sezioni precedenti, sono stelle che, al termine della loro evoluzione di massa residua superiore al limite di Tolman-Oppenheimer-Volkoff, sono collassate fino ad oltre il proprio raggio di Schwarzschild. I buchi neri stellari hanno generalmente una massa mediamente inclusa tra le $5 M_{\odot}$ e $20 M_{\odot}$ ed una estensione minore di 20 km di raggio. Essi possono essere localizzati sia in regioni dense e centrali di galassie che in regioni periferiche. Recentemente sono stati scoperti diversi buchi neri stellari nella nostra galassia e in galassie vicine. In molti casi tali scoperte sono compiute grazie alla forte emissione nella banda X dello spettro elettromagnetico di stelle compagne cui il buco nero sottrae materia che forma un

disco di accrescimento che, surriscaldandosi, emette raggi X. Il più noto buco nero rilevato nella via Lattea è Cygnus X1, un buco nero di massa pari all'incirca a $15 M_{\odot}$ situato nella costellazione del Cigno e legato gravitazionalmente ad una stella supergigante blu. Si ritiene che Cygnus X1 abbia circa 5 milioni di anni e che sia stata una stella gigante con una massa di oltre $40 M_{\odot}$ prima di terminare la sua evoluzione in sequenza principale.



Fig. 4 - Il sistema binario con il buco nero Cygnus X1.

Un'importante evidenza della presenza di buchi neri stellari è stata riscontrata dagli interferometri LIGO e Virgo che rilevano la presenza di onde gravitazionali prodotti da collisioni di oggetti stellari massicci. L'11 febbraio 2016, la

LIGO Scientific Collaboration e la Virgo Collaboration pubblicarono un articolo sulla prima osservazione diretta di onde gravitazionali, costituita da un segnale distinto il 14 settembre 2015, che correla perfettamente con il segnale prodotto da un'onda gravitazionale predetta dalla relatività generale dalla rotazione di due buchi neri aventi $\sim 30 M_{\odot}$ che si fondono tra loro a circa 1,3 miliardi di anni-luce dalla Terra (Abbott et al, 2016).

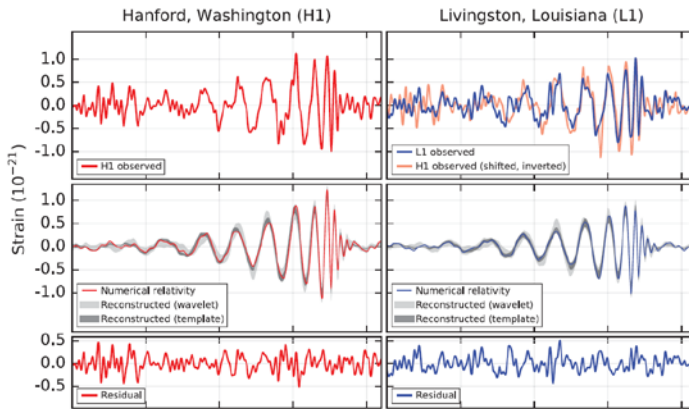


Fig. 5 - Segnale rilevato dai due interferometri LIGO nel 2015 confrontato con quello predetto dalla relatività generale

Buchi neri super-massicci: essi sono oggetti di massa superiore a 150 masse solari, generalmente relegati nei centri galattici dove le densità stellari sono molto elevate e un buco nero riesce con facilità a risucchiare masse stellari e nubi di gas in gran quantità accrescendo la propria massa. Infatti, il modello più accreditato di formazione di un buco nero super-massiccio è quello che prevede l'accrescimento graduale di

gas e polveri da parte di un buco nero formatisi al termine dell'evoluzione di una stella.

La prova dell'esistenza dei buchi neri super-massicci è il buco nero super-massiccio Sagittarius A nel centro della Via Lattea la cui massa è superiore a $2.5 \times 10^6 M_{\odot}$.

I buchi neri super-massicci si sono formati in epoche remote e hanno avuto il tempo per l'accrescimento continuo delle loro masse inglobando stelle gas e polveri nelle aree dense dei centri galattici.

È ormai ritenuto molto probabile che al centro della maggior parte delle galassie si trovi un buco nero super-massiccio. Infatti, è stata riscontrata sperimentalmente una stretta correlazione tra la dispersione delle velocità stellari in un nucleo galattico (il buldge) e la massa M del buco nero nel suo centro; essa è nota come relazione M - σ , essendo σ la dispersione di velocità delle stelle nel buldge, suggerisce che la formazione della galassia e del buco nero al suo centro siano tra loro collegate. Possiamo immaginare che questa relazione sia dovuta al fatto che più è forte il campo gravitazionale attorno ad esse, maggiore è l'energia cinetica rotazionale delle stelle e maggiore sarà, quindi, la dispersione delle loro velocità.

In recenti lavori basati su osservazioni compiute su diversi buldge galattici (Kormendy & Ho, 2013; Davies et al, 2017) è stata stimata la seguente formula empirica tra la massa del buco nero super-massiccio al centro di una galassia e la dispersione di velocità delle stelle nel buldge:

$$\frac{M}{M_{\odot}} \approx 1.9 \times 10^{-8} \left(\frac{\sigma}{200} \right)^{5.1} \quad (12)$$

Anche se una spiegazione dettagliata della correlazione tra i due eventi non è ancora stata fornita, si tende a ritenere che questa suggerisce che il buco nero e la sua galassia ospitante si siano sviluppati insieme, sebbene i modelli proposti divergano sul fatto che sia stato il buco nero a innescare la formazione della galassia o viceversa.

La vicina Galassia di Andromeda, sita a 2,5 milioni di anni luce da noi, ospita nel suo centro un buco nero avente una massa compresa tra $1,1 \times 10^8$ e $2,3 \times 10^8$ masse solari, ben superiore a quella del buco nero centrale della Via Lattea. Il maggior buco nero super-massiccio nelle nostre vicinanze sembra essere quello della galassia ellittica M87, distante 53,5 milioni di anni luce, la cui massa è stimata in $(6,4 \pm 0,5) \times 10^9$ masse solari.

L'interferometro spaziale rilevatore di onde gravitazionali LISA, in fase di progettazione e il cui lancio è previsto nel 2034, permetterà di rilevare onde gravitazionali con frequenze molto basse, tra 10^{-4} Hz e 1 Hz., che, da quanto previsto dalla relatività generale, corrispondono a quelle prodotte dal merging di buchi neri super-massicci. Grazie all'interferometro spaziale LISA sarà possibile, allora, rilevare fenomeni di collisione tra buchi neri super-massicci.

Buchi neri intermedi: essi sono buchi neri di massa superiore a $10^2 M_{\odot}$ ma non superiore a $10^6 M_{\odot}$ che, a differenza dei buchi neri super-massicci, si sono formati in zone galattiche periferiche, quali, ad esempio, ammassi globulari o in epoche più recenti e non hanno avuto ancora il

tempo per un accrescimento della loro massa fino a quella di un buco nero super-massiccio.



Fig. 6 - Buco nero super-massiccio nel centro della galassia ellittica M87.

I buchi neri intermedi rilevati sono più rari rispetto a quelli stellari e super-massicci. Recentemente, da una analisi di picchi di luminosità nello spettro di emissione nella banda X, è stato rilevato un buco nero intermedio in un ammasso globulare di una galassia lenticolare (Lin et al., 218). Gli autori ritengono che sia possibile che esistano molti buchi neri intermedi nelle zone periferiche delle galassie, e che il residuo numero di buchi neri intermedi finora rilevati sia dovuto alla difficoltà di rilevarli rispetto ai buchi neri super-massicci.

Buchi neri primordiali: sono buchi neri di massa molto piccola e raggio di Schwarzschild minore di 1 nm. Si ritiene si siano formati all'epoca del Big Bang, in condizione di estrema densità della materia. Sono stati teorizzati dall'astrofisico

Stefen Hawking che mostrò teoricamente che, a causa di fenomeni quantistici, i buchi neri debbano emettere una radiazione termica, detta, radiazione di Hawking che li fa evaporare nel tempo fino a farli esplodere con una forte emissione di radiazioni. Secondo questa teoria il tempo di evaporazione completa di un buco nero di massa M è (Hawking, 1975):

$$t_{ev} = 1.02 \times 10^4 \frac{\pi^2 G^2 M^3}{hc^4} \quad (13)$$

dove h è la costante di Plank e G la costante di gravitazione universale. Buchi neri primordiali di massa pari a 10^{12} Kg, formatesi a temperature molto elevate durante il Big Bang, dovrebbero completamente evaporare ed esplodere in circa 10^{10} anni, corrispondente all'età dell'universo; buchi neri primordiali di massa maggiore esploderanno in tempi più lunghi, ma dovrebbero continuare ad emettere radiazione di Hawking, che dovremmo riuscire a rilevare. Secondo Hawking i buchi neri primordiali costituiscono gran parte della materia oscura nel nostro universo, ma altri studi affermano che essi, ove esistessero, possono contribuire a formare non più del 10% della materia oscura nell'universo. Attualmente ancora non si è ancora riusciti a rilevare la radiazione di evaporazione di buchi neri primordiali.

Una ulteriore classificazione dei buchi neri è data dall'analisi dell'altra caratteristica misurabile, il loro momento angolare di spin. Secondo questa classificazione i buchi neri sono divisibili in:

Buchi neri rotanti: essi sono chiamati anche *buchi neri di Kerr* se sono privi di carica o *buchi neri di Kerr-Newman* se la loro carica complessiva è diversa da zero. I buchi neri rotanti ruotano su sé stessi attorno ad un asse, conservando il momento angolare della stella che li ha generati al termine della sua evoluzione. Poiché essi hanno una massa e un raggio inferiori alla massa e al raggio della stella che li ha generati, affinché il momento angolare si conservi è necessario che la velocità del buco nero sia molto elevata.

I buchi neri rotanti sono caratterizzati dalla presenza di una zona dello spazio tempo di forma ellissoidale distorta dalla rotazione del buco nero chiamata *ergosfera*. Ogni oggetto che è inglobato nell'ergosfera tenderà a ruotare seguendo la rotazione del buco nero. L'ergosfera coincide con il centro degli eventi e lo interseca nei poli; maggiore è la velocità di rotazione del buco nero più l'ergosfera, tenderà a coincidere con l'orizzonte degli eventi.

Buchi neri non rotanti: essi sono detti anche *buchi neri di Schwarzschild*, se sono privi di carica, o *buchi neri di Reissner-Nordström*, se la loro carica complessiva è diversa da zero. La loro caratteristica è di non avere alcun movimento rotatorio attorno a un asse. Non è ben chiaro come possano formarsi buchi neri non rotanti giacché tutte le stelle hanno uno spin e quindi anche ogni buco nero da esse generato. Un possibile modello di generazione di buchi neri non rotanti è detto processo di Penrose (Penrose & Floyd, 1975), teorizzato da Roger Penrose, afferma che è possibile sottrarre energia rotazionale a un buco nero rotante, se essa è localizzata al

difuori dello spazio degli eventi, nell'ergosfera. Ad oggi non sono stati ancora osservati buchi neri non rotanti.

Una ultima classificazione dei buchi neri è basata sul riscontro della presenza o meno di attività da parte del buco nero. Tale classificazione divide i buchi neri in:

Buchi neri attivi: essi sono buchi neri che in questo momento stanno interagendo con la materia circostante composta di stelle, gas o polveri, attirandola verso il proprio orizzonte degli eventi.

Quando la materia entra nel buco nero, lo fa ad una velocità altissima. Essa si surriscalda emettendo radiazioni in tutto lo spettro visibile.

Questo fenomeno permette di osservare anche nello spettro visibile la regione attorno al buco nero; in alcuni casi la radiazione emessa dalla materia surriscaldata rende i buchi neri molto luminosi in diverse zone dello spettro elettromagnetico, come si osserva in radiosorgenti e quasar.

Buchi neri non attivi: essi, al contrario dei buchi neri attivi, non stanno inglobando materia e non sono quindi rilevabili in quanto non emettono forme di radiazione. Possiamo rilevare la presenza di un buco nero attivo solo mediante lo studio del moto di stelle vicine distorto dal campo gravitazionale del buco nero. In questo modo sono stati scoperti una serie di buchi neri non attivi nella nostra galassia, quali QVTelAb nel sistema stellare HR6819 e A0620-00 nella costellazione Monoceros.

6 - Conclusioni

In questo articolo abbiamo cercato di comprendere cosa sia un buco nero senza fare riferimento alle teorie e agli approcci matematici complessi di vari campi della fisica moderna. A partire dallo studio dell'evoluzione di una stella, in questo articolo abbiamo analizzato come si originano i buchi neri stellari al termine della vita di una stella supergigante. Se la massa restante di una stella morente supera il limite di Chandrasekhar di $1.44 M_{\odot}$, essa degenera in una stella di neutroni, ma se tale massa superasse il limite di Tolman-Oppenheimer-Volkoff di $3.8 M_{\odot}$, la stella continua a contrarsi fino ridursi in una sfera di raggio minore del raggio di Schwarzschild, trasformandosi in un buco nero stellare.

In Sezione 4 sono stati discussi i diversi tipi di classificazione di un buco nero compiuti mediante l'analisi delle caratteristiche osservabili.

La fisica dei buchi neri resta un campo apertissimo; probabilmente solo nuove rilevazioni e nuove scoperte permetteranno di confermare l'esattezza di modelli proposti nella recente letteratura o di produrre modelli alternativi.

Bibliografia

Abbott B., P. et al. (2016). LIGO Scientific Collaboration and Virgo Collaboration, Observation of Gravitational Waves from a Binary Black Hole Merger. *Physical Review Letter* 116, 061102. DOI: 10.1103/PhysRevLett.116.061102

Carroll B. V., Ostlie D. A. (2017). *Modern Astrophysics*. Cambridge: University Press; 2° edition. 1359 pp, ISBN: 978-1108422161.

Castellani V. (1985). *Astrofisica Stellare*. Bologna: Zanichelli. ISBN: 978-8808060402.

Davis B. L., Graham A. W., Seigar M. S. (2017). Updating the (supermassive black hole mass)-(spiral arm pitch angle) relation: a strong correlation for galaxies with pseudobulges. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 471(2), 2187–2203. DOI: 10.1093/mnras/stx1794.

Hawking S., W. (1975). Particle creation by Black Holes. *Comm. Math. Phys.* 43(3), 199–220. DOI: 10.1007/BF02345020.

Kormendy J., Ho L. C. (2013). Coevolution (Or Not) of Supermassive Black Holes and Host Galaxies. *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 51(1), 511–653. DOI: 10.1146/annurev-astro-082708-101811.

Lin D., Strader S., Carrasco E. R. et al. (2018). A luminous X-ray outburst from an intermediate-mass black hole in an off-centre star cluster. *Nature Astronomy*, 2, 656–661. DOI:10.1038/s4155001804931.

Penrose R., Floyd R. M. (1971). Extraction of Rotational Energy from a Black Hole. *Nature Physical Science* 229, 177. DOI:10.1038/physci229177a0.

Salaris M., Cassisi S. (2005). *Evolution of Stars and Stellar Populations*, Ed. John Wiley & sons. 394 pp, ISBN: 978-0470092200.

Straumann N. (2004). *General Relativity with application to Astrophysics*, Ed. Springer. 692 pp, ISBN: 978-3642060137.

Il valore della scienza secondo Richard Phillips Feynman

«La conoscenza scientifica è il potere di fare il bene o il male, ma non contiene istruzioni sul modo di usarla. È un potere il cui valore è ovvio, anche se può essere smentito da ciò che ne facciamo.

Un altro pregio della scienza è quella forma di divertimento, chiamato piacere intellettuale, che essa procura a chi ne legge, la impara, ci pensa e a quelli che ci lavorano.

Non vorrei però sminuire il valore della visione del mondo che scaturisce dal lavoro scientifico. Essa ci ha portati a immaginare cose infinitamente più affascinanti delle fantasie dei poeti e sognatori del passato. Ciò dimostra che la fantasia della natura supera di gran lunga quella dell'uomo.

Vorrei parlarvi di un terzo valore della scienza. Quando uno scienziato non sa la risposta a un problema, è ignorante; quando ha una vaga idea della possibile soluzione, è incerto; e quando, dannazione, è sicuro del risultato, ha ancora qualche dubbio. Abbiamo scoperto che per poter progredire è fondamentale riconoscere la nostra ignoranza e lasciare spazio al dubbio. La conoscenza scientifica è un insieme di affermazioni il cui grado di certezza è variabile: di alcune non siamo affatto sicuri, altre sono quasi certe, nessuna lo è assolutamente. La nostra libertà di dubitare è nata da una lotta contro l'autorità, agli albori della scienza».

(Da Richard Phillips Feynman, Il piacere di scoprire, Milano: Adelphi, 2002, pp. 151-160)
