

Università degli Studi di Padova

DIPARTIMENTO DI FISICA E ASTRONOMIA "GALILEO GALILEI"

Corso di Laurea in Astronomia

TESI DI LAUREA

UNO STUDIO SULLE POPOLAZIONI DI GAMMA-RAY BURST ED I LORO PROGENITORI

Candidato:

Guglielmo Volpato

Matricola 1100227

Relatore:

Professoressa Paola Marigo

Sommario

In questo lavoro vengono inizialmente presentate le caratteristiche dei *Gamma Ray Burst* e le due principali popolazioni in cui essi si suddividono: i *Long Gamma Ray Burst (LGRB)* e gli *Short Gamma Ray Burst (SGRB)*. Dalle osservazioni si trovano le due caratteristiche necessarie affinché si vengano a creare questi eventi: il momento angolare della stella, quindi più in generale la sua velocità di rotazione, e la bassa metallicità. Per quanto riguarda i *LGRB* si crea il collegamento con le supernovae (*SN*) di tipo *Ic*, pertanto il classico progenitore di questa popolazione sarà una stella molto massiccia, $M > 40 M_{\odot}$, priva degli strati esterni di H ed He che si è formata in un ambiente con $Z < Z_{\odot}$. Si prendono in esame le osservazioni delle galassie più vicine a noi, le Nubi di Magellano, per verificare se in esse siano presenti dei possibili progenitori di *GRB*. Poi vengono presi in considerazione gli *SGRB*: sono associati a sistemi binari di oggetti compatti quali stelle a neutroni.

Successivamente, dopo una breve presentazione dell'evoluzione delle stelle massicce, vengono discussi i due principali scenari di propulsione dei lampi di raggi γ e si presentano le possibili evoluzioni, in sistemi singoli e binari, tramite le quali possono venire a formarsi i progenitori dei *GRB*. Infine viene presa in considerazione la fusione del sistema binario di stelle di neutroni, la cui osservazione, avvenuta il *17 Agosto 2017*, ha segnato l'avvento dell'astronomia *multi-messenger* ed ha fornito la prima prova diretta dell'origine degli *SGRB*.

Indice

1	Osservazioni di eventi di GRB	7
1.1	Caratteristiche degli eventi di GRB	7
1.2	I <i>Long Gamma Ray Burst</i>	9
1.2.1	Connessione tra <i>LGRB</i> e <i>SNe</i>	9
1.2.2	<i>GRB</i> e <i>SN</i> di diversa luminosità	13
1.2.3	Stime di metallicità delle galassie con <i>GRB</i>	13
1.2.4	Vincoli sui progenitori dei <i>LGRB</i>	13
1.2.5	Tassi predetti per i <i>LGRB</i>	15
1.2.6	Vincoli osservativi dalle locali popolazioni stellari	15
1.3	Gli <i>Short Gamma Ray Burst</i>	16
1.3.1	Caratterizzazione degli <i>SGRB</i>	16
1.3.2	Localizzazione degli <i>afterglow</i>	17
2	Progenitori dei GRB: le stelle massicce	21
2.1	Evoluzione delle stelle massicce	21
2.2	I due scenari di <i>central engine</i>	22
2.3	Il ruolo della rotazione	25
2.4	Scenario di stelle singole	26
2.5	Scenario di stelle binarie	27
2.5.1	Kilonovae	29
2.5.2	Onde gravitazionali	30
2.6	Osservazioni della fusione di due stelle di neutroni	30
2.6.1	Introduzione	30
2.6.2	Un transiente <i>multi-messenger</i>	31
2.6.3	Osservazioni in tutto lo spettro elettromagnetico	32
2.7	Considerazioni finali	34
	Bibliografia	35

Capitolo 1

Osservazioni di eventi di GRB

1.1 Caratteristiche degli eventi di GRB

I *Gamma Ray Burst* (*GRB*) sono delle eccezionali esplosioni che liberano energie fino a 10^{54} erg ((*Klebesadel et al.* 1973)).

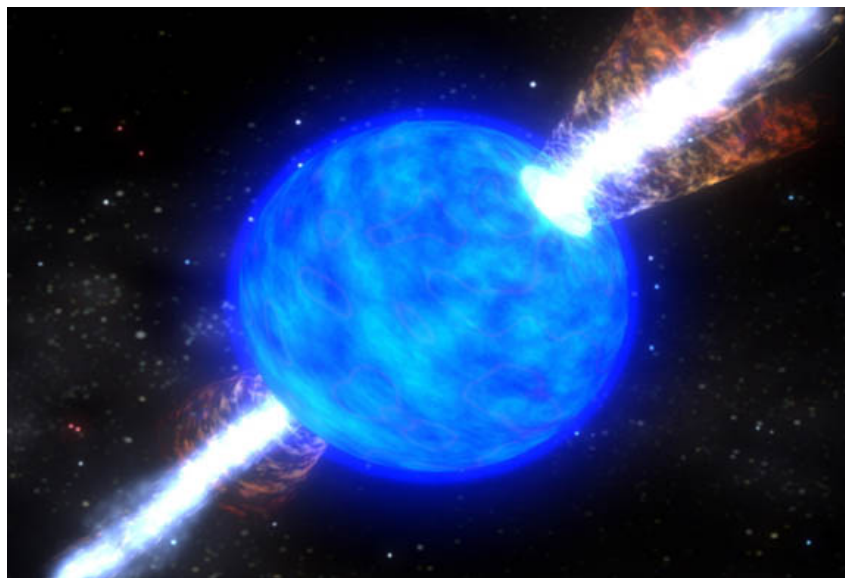


Figura 1.1: Nell'immagine pittorica di un *GRB* si notano i due *jet* che costituiscono l'emissione di raggi γ (immagine proveniente da www.nasa.gov)

Questo fenomeno è stato scoperto nel 1967, ma annunciato pubblicamente solo nel 1973, tramite la rete di satelliti Vela, sviluppata dagli Stati Uniti per monitorare l'osservanza del *Partial Test Ban Treaty* sulla messa al bando delle armi nucleari. Per i successivi 25 anni si sono osservati esclusivamente questi brevi flash di raggi- γ , grazie ai quali non era possibile una localizzazione precisa del fenomeno. Nel 1991 viene lanciato il telescopio *Compton Gamma-Ray Observatory* e con esso lo strumento *Burst And Transient Source Experiment* (*BATSE*), il quale è stato dismesso nel 2000. I più importanti risultati raggiunti grazie a *BATSE* sono: la natura extragalattica dei *GRB*, la loro suddi-

visione nelle due popolazioni dei *long* e *short GRB*, la natura non termica dei loro spettri e l'asimmetria e l'irregolarità delle curve di luce (si veda figura 1.2). Nel 1997, grazie al satellite italo-olandese *Beppo-SAX*, si è osservato per la prima volta un *GRB* nella banda *X*. Questo rilevamento ha permesso di identificare la probabile galassia ospite, di confermare la natura cosmologica del fenomeno, di calcolarne il *redshift* e di localizzare più precisamente il *GRB*. Ciò che è visibile nelle varie bande elettromagnetiche è l'*afterglow* del *GRB*, ovvero il prodotto dell'interazione di uno shock relativistico con il mezzo interstellare circostante o il materiale espulso in precedenza dalla stella. Infine, dal 2004, la missione *Swift* della *Nasa*, alla quale hanno partecipato anche l'Italia e il Regno Unito, ha reso possibile l'osservazione degli *afterglow* pochi minuti dopo l'evento di *GRB*. Il valore tipico del *redshift* degli eventi osservati è $z \sim 2$. *Swift* è un osservatorio multi-banda con a bordo un rivelatore di *GRB* sensibile tra i $10\text{--}150\text{ keV}$, un telescopio per i raggi-*X* e uno per la componente ottica-*UV*. I *GRB* individuati vengono, poi, osservati dai due telescopi grazie a un sistema di puntamento automatico e in poco tempo vengono trasmesse le coordinate dell'evento per permettere il puntamento dei telescopi da terra.

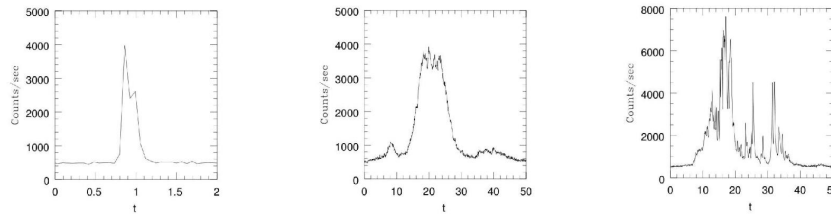


Figura 1.2: Tipiche curve di luce di *GRB* provenienti da *BATSE*, mostrano il conteggio dei fotoni in funzione del tempo (immagine presa da [5])

In base alla durata del fenomeno, si distinguono due principali popolazioni di *GRB* (*Mazets et al.* 1981,1982): i *Long (LGRB)* e gli *Short (SGRB)*. La distinzione avviene, nello specifico, in base al parametro t_{90} : il tempo entro il quale viene registrato il rilascio del 90% dell'energia totale sotto forma di raggi- γ , si veda la figura 1.3. Per quanto riguarda gli *SGRB* la durata tipica del fenomeno è di $1 - 2\text{ s}$, mentre per i *LGRB* è dell'ordine del minuto.

Un altro parametro per distinguere le due principali popolazioni di *GRB* è la *hardness*, definita come il rapporto del flusso rilevato in due canali adiacenti di diversa energia (ad esempio i quattro canali di *BATSE* sono $25 - 50\text{ keV}$, $50 - 100\text{ keV}$, $100 - 300\text{ keV}$ e $> 300\text{ keV}$). Essa viene usata quando c'è maggior probabilità di una sovrapposizione tra *LGRB* e *SGRB* in un determinato intervallo di durata.

Un'importante caratteristica dei *GRB* è la particolare forma della loro emissione. Sono stati condotti vari studi per definire se la radiazione sia isotropa, quindi a simmetria sferica, o collimata lungo una direzione. La grandissima quantità di energia ($\sim 10^{54}\text{ erg}$), il piccolissimo tempo scala, dell'ordine dei $ms - s$, e le curve di luce e gli spettri degli *afterglow* hanno portato a pensare che la radiazione non possa essere emessa con simmetria sferica, ma sia probabilmente molto collimata ([3]). Si nota che le interruzioni nelle curve di luce degli *afterglow* e i tempi scala entro cui questi diventano meno luminosi, non sono compatibili con un'emissione a simmetria sferica. Ciò è più consistente con un'evoluzione

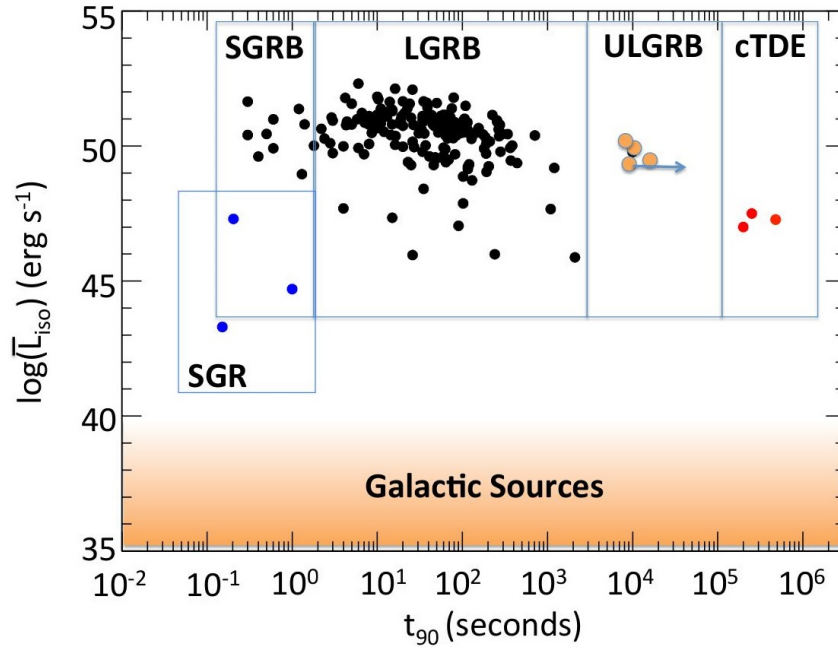


Figura 1.3: In figura sono presentate le due maggiori popolazioni di *GRB*: i *Long* e gli *Short*, affiancate da altre tre non ancora ben identificate (*Ultra Long GRB*, *candidate Tidal Disruption Events* e *Soft Gamma Repeaters*). Si può osservare come la grande maggioranza dei *GRB* appartenga alle prime due popolazioni menzionate. La separazione tra *LGRB* e *SGRB* qui è fissata a ~ 2 s (immagine presa da [1])

di un'emissione a *jet* che rallenta nel tempo e si propaga lateralmente (*jet breaks*), le osservazioni di questi ultimi hanno suggerito angoli di collimazione tra i 2° e i 20°. Le nostre osservazioni dei *GRB* dipendono fortemente dal fatto che la direzione del *jet* sia compatibile con la nostra linea di vista (*LOS*): possono essere osservate delle regioni che si discostano dalla *LOS* al più di un angolo $\theta = \frac{1}{\gamma}$ ove γ è il fattore di Lorentz relativo all'emissione. Vi sono due importanti implicazioni derivanti dal fatto che i *GRB* sono collimati. L'*engine* alla base della formazione di questi fenomeni dovrà fornire un meccanismo in grado di collimare l'emissione, oltre all'accelerazione necessaria; mentre un angolo di collimazione $\theta \sim 5.7^\circ$ riduce l'energia richiesta di un fattore ~ 400 (*beaming factor*).

1.2 I Long Gamma Ray Burst

1.2.1 Connessione tra *LGRB* e *SNe*

Questa connessione si è basata, inizialmente, sulle curve di luce di un'esplosione di *SN* (si veda il paragrafo 2.1 per un piccolo riassunto dell'evoluzione di stelle massicce) contemporanea, o quasi, ad un evento di *GRB* (figura 1.4). Si è definita in modo inequivocabile la relazione tra questi due fenomeni astrofisici tramite osservazioni spettroscopiche di caratteristiche di *SN* in aree dove in precedenza si erano rilevati eventi di *GRB*. Descriviamo,

ora, cinque eventi di *GRB/SN*, scoperti da quattro differenti satelliti, in cui si sono riscontrate queste proprietà. *GRB980425* è stato osservato dal satellite *Beppo-SAX* l'anno successivo alla prima localizzazione di un *afterglow* relativo a un *GRB*. Esso è caratterizzato da un *redshift* $z = 0.0085$ ed un'energia (isotropa) $E_{\gamma,iso} \sim 10^{47} \text{ erg}$ (nella figura 1.5 sono presenti le caratteristiche delle cinque coppie *GRB/SN* prese in esame). Sono state trovate due sorgenti di raggi-*X* in prossimità dell'evento di *GRB*, questo ha reso controversa l'identificazione della controparte in *X* di *GRB980425* ed a causa della presenza delle due sorgenti la scoperta di *SN 1998bw* (*Galama et al. 1998*), coincidente con una delle due sorgenti *X*, non è stata immediatamente sufficiente a formare la connessione con l'evento di raggi- γ . *SN 1998bw* è una supernova di tipo *Ic* con caratteristiche *broad-lined*, ovvero presenta un allargamento delle righe spettrali dovuto all'elevata velocità di espulsione del materiale stellare ($\sim 30000 \frac{\text{km}}{\text{s}}$). La quantità di energia rilasciata da *GRB 980425* e il suo basso *redshift* hanno lasciato dei dubbi sull'effettiva connessione *GRB/SN* per quanto riguarda i *GRB* cosmologici, ovvero ad alto *redshift* e con rilascio di energia superiore anche di un fattore 10^4 rispetto a questo.

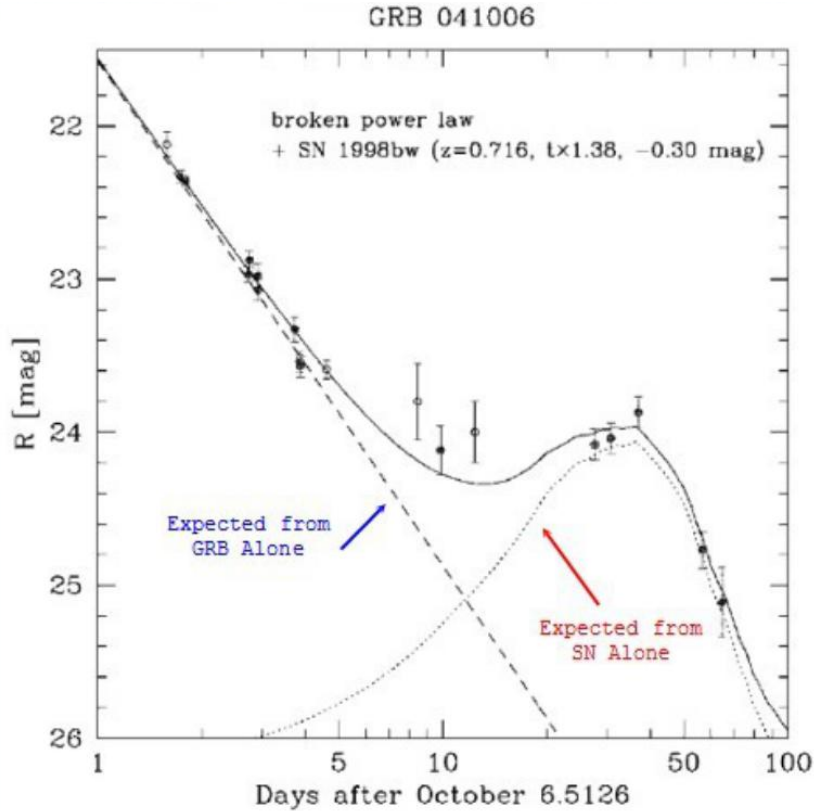


Figura 1.4: In questa immagine viene mostrato un esempio di curva di luce di un evento di *GRB*, si nota come questa sia in perfetto accordo con la previsione teorica data dalla connessione tra *GRB* e *SN* (immagine proveniente da www.astro.sunysb.edu/lattimer/AST301/)

L'evento *GRB 030329*, osservato dal satellite *HETE-2*, ha rimosso completamente i dubbi riguardo la connessione dei due fenomeni. Dato il suo $z = 0.1685$ e la sua energia $\sim 10^4$ volte superiore a quella di *GRB 980425*, rientra nella categoria dei *GRB cosmologici*,

inoltre è stato osservato un luminoso *afterglow* nella banda ottica. Molti giorni dopo l'esplosione il suo spettro ha cominciato a presentare le caratteristiche di una *SN*. Dopo aver sottratto il contributo dell'*afterglow*, si è notato come lo spettro di *SN 2003dh* fosse simile a quello di *SN 1998bw*, mentre la curva di luce evolvesse più rapidamente rispetto a *SN 1998bw*.

GRB	980405	030329	031203	060218	100316D
SN designation	1998bw	2003dh	2003lw	2006aj	2010bh
z	0.0085	0.1685	0.1055	0.0334	0.0591
High-Energy and Afterglow Properties					
T_{90} (s)	34.9 ± 3.8	22.9	37.0 ± 1.3	2100 ± 100	1300
S_X/S_γ	0.58	0.56	0.49(4±2)	3.5	1.56
E_{peak} (keV)	122 ± 17	70 ± 2	$> 71 (< 20)$	4.7 ± 1.2	18_{-2}^{+3}
$E_{\gamma,\text{iso}}$ (10^{51} erg)	9×10^{-4}	13	0.17	0.04	0.06
E_γ (10^{51} erg)	$< 9 \times 10^{-4}$	0.07–0.46	< 0.17	< 0.04	0.0037–0.06
Supernova Properties					
$M_{\text{bol,peak}}$ (mag)	−18.6	−18.7	−18.9	−18.2	−17.5
v_{exp} at 10 d (10^3 km s $^{-1}$)	24	29	21	19	
$M(^{56}\text{Ni})$ (M_\odot)	0.38–0.48	0.25–0.45	0.45–0.65	0.20–0.25	~ 0.10
M_{ejecta} (M_\odot)	10±1	8±2	13±2	2±0.5	~ 3
M_{ZAMS} (M_\odot)	35–45	25–40	40–50	20–25	
E_{SN} (10^{51} erg)	50±5	40±10	60±10	2±0.5	~ 10
Host Galaxy Properties					
$M_{\text{B,host}}$ (mag)	−17.7	−16.5	−21.0	−15.9	−18.8
H α SFR (M_\odot yr $^{-1}$)	0.23	0.6	12.3	0.065	> 0.17
M_* ($10^9 M_\odot$)	1.1	1.5	~1	0.05	
SSFR (Gyr $^{-1}$)	0.21	0.4	1	1.3	
Metallicity	8.25–8.39	7.8	8.12	8.0	8.23

Figura 1.5: In figura sono presentate le caratteristiche dei cinque *GRB* presi in esame, delle *SN* a loro connesse, dei rispettivi *afterglow* e delle galassie ospiti; la metallicità è espressa come $12 + [O/H]$ (immagine presa da [4])

GRB 031203 è stato rilevato da *INTEGRAL* ad un *redshift* $z = 0.1055$. Non è stato osservato alcun *afterglow* in ottico, bensì un *bump* nella curva di luce della *SN*. Lo spettro della *SN 2003lw* mostra caratteristiche di *broad-lines* simili a *SN 1998bw* e *SN 2003dh*, mentre vi è una differenza nel picco di luminosità di $0.3 - 0.5$ mag. Questo prova, nonostante la possibile estinzione presente nelle varie galassie ospiti, che le *SN* associate ai *GRB* non sono fenomeni adatti alla determinazione delle distanze astronomiche. È stata scoperta un'emissione di raggi-*X* tale da far riclassificare *GRB 031203* come *X-ray flash* (XRF). Questo dimostra la connessione tra *SN* e XRF.

Tramite il satellite *Swift*, a $z = 0.0335$, è stato localizzato *GRB 030218*, successivamente classificato come XRF data la frazione dominante di raggi-*X* rispetto a quella di raggi- γ . La supernova *SN 2006aj* è più debole rispetto a quelle associate ai *GRB* nominate in precedenza.

L'ultimo *GRB* preso in considerazione è *GRB 100316D*, osservato da *Swift*, associato a *SN 2010bh*. Possiede un *redshift* di 0.0591 ed è anche un XRF con un'inusuale durata di 1300 s. La supernova è una tipica *SN* tipo *Ic broad-lined* consistente con le precedenti.

Gli eventi presi in esame sono tutti molto ad di sotto del valore tipico del *redshift* misurato da *Swift* ($z = 2$, si veda anche la figura 1.6) e, fatta eccezione per *GRB 030329*, presentano un'energia minore rispetto alla media relativa ai *GRB* cosmologici. Per questo è importante considerare le prove di questa correlazione *GRB/SN* ad alto *redshift* e

con $10^{50} \text{ erg} < E_{\gamma, \text{iso}} < 10^{54} \text{ erg}$. Ciò presenta, però, delle complicazioni: la sicura identificazione delle *SN* è resa difficile dalla loro sempre minore luminosità che porta a non riconoscere facilmente le caratteristiche *broad-lines* ed anche le galassie ospiti, insieme agli *afterglow*, rendono questo compito più arduo. In molti casi, comunque, esistono prove fotometriche di *bump* nella parte finale delle curve di luce (*Bloom et al. 1999*), che dovranno essere confermate spettroscopicamente, i quali causano una re-illuminazione della controparte ottica in un tempo scala di 20-30 giorni. Questi *bump* fotometrici sembra abbiano un picco allargato simile alla supernova *SN 1998bw*, ma più luminoso di un fattore 10 o superiore rispetto alla media dei picchi delle supernovae *core-collapse*.

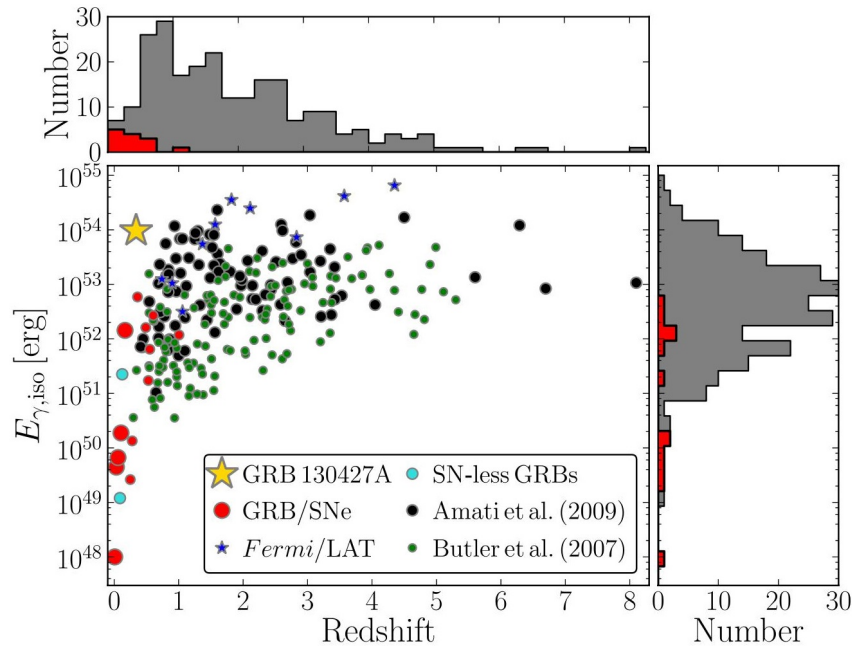


Figura 1.6: È mostrata la distribuzione di energia isotropa equivalente con il *redshift* per i *LGRB*. In rosso gli eventi nei quali è stata identificata spettroscopicamente una *SN*, che per la maggior parte si trovano a *redshift* e luminosità bassi. (immagine proveniente da [1])

Molti *GRB*, anche alcuni tra i cinque nominati in precedenza, potenzialmente potrebbero far parte di una popolazione distinta: i *Low Luminous GRB (LLGRB)*. Questa popolazione presenta caratteristiche differenti dai *GRB* cosmologici, quali il grande valore del parametro t_{90} e l'essere dominata da emissione di tipo termico. Forse i *LLGRB* non sono sintomatici della connessione tra *GRB* e *SNe* per quanto riguarda gli eventi osservati ad alti *redshift*, ma in generale si può concludere dicendo che la connessione tra i *GRB* e le *SN* è sicura (*Zeh et al. 2004*; *Ferrero et al. 2006*; *Woosley e Bloom 2006*; *Richardson 2009*) e che quest'ultime, nella maggior parte dei casi, corrispondono a supernova di tipo *Ic broad-lined*.

1.2.2 GRB e SN di diversa luminosità

Nella grande maggioranza degli eventi sono state trovate delle SN di tipo *Ic-BL*, ma ce ne sono alcuni in cui non è stata individuata spettroscopicamente la presenza di una supernova coincidente con l'*afterglow* del GRB. Due esempi sono il GRB 060505 e il GRB 060614, essi sono ad un *redshift* tale che una SN simile a SN 1998bw avrebbe dovuto essere identificata. GRB 060505 è relativamente corto: $t_{90} \sim 4s$, mentre GRB 060614 sembra essere un esempio di SGRB con una successiva emissione di radiazione di minore energia protratta nel tempo. Questo tipo di GRB potrebbe avere origine dal collasso diretto della stella in un buco nero senza che vi sia la produzione di Ni nel disco di accrescimento, ragion per cui non sarebbe presente la SN (Fynbo et al. 2006; Fryer et al. 2007).

Vi è anche lo scenario diametralmente opposto ove si misura una SN anche di una magnitudine più luminosa rispetto a SN 1998bw. È questo il caso di GRB 111209A/SN 2011kl, nel quale il GRB è di tipo ultra-lungo con un $t_{90} > 10000s$ e sembra assomigliare molto allo spettro di una supernova super luminosa (SLSNe) di tipo I.

1.2.3 Stime di metallicità delle galassie con GRB

Altri vincoli sui progenitori dei LGRB possono essere ottenuti analizzando l'ambiente su piccola e grande scala che circonda questi eventi. La metallicità delle galassie ospiti è di particolare interesse e si può dedurre tramite osservazioni spettroscopiche. I GRB possono fornire molte indicazioni sulla metallicità presente ad alti *redshift* tramite studi sulle righe di assorbimento nella banda UV. Questo avviene prevalentemente per eventi avvenuti ad alti *redshift* dato che la riga Lyman α non entra nella finestra ottica per eventi con $z < 2$. La metallicità delle galassie dove è stata riscontrata la connessione GRB-SNe non è una misura della metallicità della stella progenitrice, inoltre all'interno della galassia vi sono diversi gradienti di metallicità, mentre quello effettivamente misurato dal rapporto ossigeno/idrogeno (O/H) si riferisce essenzialmente alla metallicità centrale. Si nota in figura 1.7 che i GRB prediligono una più bassa metallicità rispetto a quella tipica dell'Universo locale. Le metallicità delle galassie ospiti di LGRB in generale appaiono maggiori rispetto a quelle dove sono viste le caratteristiche spettroscopiche delle SNe. Considerando solo i GRB nei quali sono visibili le caratteristiche spettroscopiche delle SNe, c'è un'apparente somiglianza tra la metallicità delle galassie che ospitano i GRB e quella delle galassie ospitanti le SLSNe.

1.2.4 Vincoli sui progenitori dei LGRB

Consideriamo quali ambienti di piccola scala le regioni di formazione stellare, ovvero tra uno e alcune decine di pc di distanza dall'evento di GRB. Da ciò possiamo ricavare la maggior parte delle informazioni riguardanti i progenitori delle esplosioni di raggi- γ . Vi sono due modi di approcciarsi allo studio di questi ambienti: localizzare i GRB nella loro galassia ospite o cercare di studiare la popolazione stellare presente. Quest'ultimo potrebbe essere indicato per i LGRB, dato che le giovani stelle massicce sono le più luminose nella galassia ospite. La luce nella banda ultravioletta proveniente da queste stelle viene osservata nell'ottico a causa del *redshift* al quale si trovano queste sorgenti,

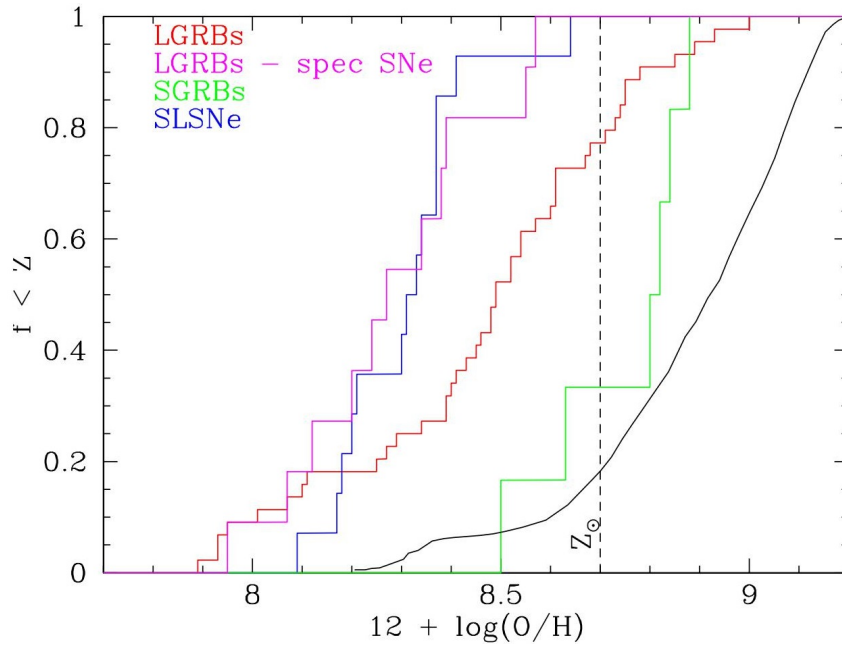


Figura 1.7: Grafico che mostra la metallicità delle galassie ospiti di *LGRB*, *SGRB* e *SLSNe*. Si notano la minore metallicità delle galassie con *LGRB* rispetto a quelle di *SGRB* e la somiglianza tra z di galassie con eventi *LGRB* correlati a *SNe* e quella di galassie ospitanti le *SLSNe*. (immagine presa da [1])

rendendo così l'*imaging* con l'*Hubble Space Telescope* un metodo efficace per studiare la popolazione di stelle massicce che circonda i *GRB*. Fruchter et al. (2006) hanno provato che i *GRB* sono molto concentrati lungo la luce della galassia ospite. Altri studi hanno mostrato un effetto simile riguardo le *SNe* tipo *Ic*: a causa della relazione massa stellare e luminosità, le stelle più massicce dominano la porzione di spettro luminoso nella banda UV. Se le *SNe core-collapse* derivano da, essenzialmente, tutte le stelle con una massa iniziale superiore alle $8M_{\odot}$, allora i *GRB* devono provenire da stelle significativamente più massicce. Studi condotti da Raskin et al. (2008) sulla distribuzione di stelle attese nelle galassie e sugli ammassi aperti nelle galassie vicine da parte di Larsson et al. (2007) fissano approssimativamente il limite inferiore per i progenitori dei *LGRB* attorno alle $40M_{\odot}$.

Riassumendo, un progenitore di un *LGRB* è una stella massiccia, nata tipicamente in un ambiente con metallicità inferiore a quella del Sole, che deve aver perso o bruciato il suo strato più esterno di idrogeno prima di esplodere come *SN* tipo *Ic-BL*. Vi sono due importanti prove osservative del fatto che un progenitore debba avere una massa $M > 40M_{\odot}$: la grande quantità di Ni necessaria a sviluppare una *SN* 10 volte più luminosa delle usuali *Sn Ic* (Mazzali et al. 2007a) e la posizione del *LGRB* nella regione più luminosa della galassia ospite (Fruchter et al. 2006; Svensson et al. 2010).

1.2.5 Tassi predetti per i LGRB

La rivelazione dei *GRB* è funzione sia delle proprietà del detector: area, range energetico etc., che delle proprietà del *GRB* stesso: hardness, picco di flusso, flusso totale etc. I *GRB* sono relativisticamente collimati e illuminano solo una piccola frazione del cielo (*Frail* et al. 2001; *Bloom* et al. 2003). La frazione di *beaming* per una data esplosione è ottenuta dai *jet breaks*, ma esso è ancora un parametro molto incerto.

Il tasso dei classici *LGRB* ad alta luminosità, per un angolo di *beaming* di pochi gradi, è molto simile a quello delle stelle di $M > 40 M_{\odot}$ (*Larsson* et al. 2007; *Raskin* et al. 2008) con bassa metallicità ($< 0.25 Z_{\odot}$ *Graham e Fruchter* 2015; *Perley* et al. 2015), nell'Universo Locale. Queste due caratteristiche sono state collegate dalle osservazioni ai fenomeni di *GRB*; ciò può suggerire che una frazione di stelle con massa iniziale molto grande crei i *LGRB*. Molti di essi si trovano ad un *redshift* più alto, dove i tassi di formazione stellare sono più elevati e questo indica che la produzione dei *GRB* non è molto inferiore al tasso di formazione delle stelle di bassa metallicità e massa elevata. Per spiegare il tasso dei *GRB* a bassa luminosità, simile o persino maggiore di quello delle stelle menzionate in precedenza, si deve ipotizzare che essi possano essere originati anche da stelle di masse inferiori o che la loro emissione avvenga quasi in modo isotropo. Un'altra possibile connessione che emerge dalla comparazione dei tassi di produzione è quella tra gli *ULGRB* e le *SLSNe*.

Date le sostanziali incertezze in entrambi i tassi, dei *GRB* e dei possibili progenitori, è possibile che le similitudini siano puramente una coincidenza [1].

1.2.6 Vincoli osservativi dalle locali popolazioni stellari

Stelle di tipo O

Vicino ai *LGRB*, che si trovano entro $\sim 100 Mpc$, si possono studiare singole stelle massicce all'interno del Gruppo Locale. Ammassi con massa superiore $\sim 100 M_{\odot}$ sono necessari per produrre stelle in grado di concludere la loro evoluzione come una *SN core-collapse*. La massa massima di una stella $M_{*,max}$ è correlata alla massa dell'ammasso M_C che la contiene secondo la formula (*Weidner* et al. 2010)

$$M_{*,max} \approx 0.39 M_C^{\frac{2}{3}}$$

e nel caso l'ammasso debba contenere almeno una stella di massa iniziale $\sim 40 M_{\odot}$, esso dovrà avere una massa $\sim 10^3 M_{\odot}$. Il limite superiore alla massa di un ammasso dipende dalla formazione stellare che avviene al suo interno, pertanto non ci si aspetta che i *LGRB* avvengano in galassie con un tasso di formazione stellare specifico basso. Se i progenitori dei *LGRB* hanno origine da stelle molto massicce, allora essi si verificheranno in galassie con un alto tasso di formazione stellare, caratteristica comune alle galassie dove sono state osservate delle *SN* tipo *Ic-BL* con bassa metallicità (*Kelly* et al. 2008).

I *LGRB* prediligono galassie ospiti con $Z < 0.5 Z_{\odot}$, il che porta a concentrare le osservazioni nel Gruppo Locale sulla Grande (*LMC*) e sulla Piccola Nube di Magellano (*SMC*), rispettivamente con $0.5 Z_{\odot}$ e $0.2 Z_{\odot}$. Nella più grande regione di formazione di stelle massicce nella *SMC* sono presenti decine di stelle di tipo O, mentre nella Nebulosa

della Tarantola, all'interno della *LMC*, ve ne sono alcune centinaia. Di queste ultime il 50% subisce un'evoluzione stellare di tipo binario (*Sana et al. 2013*) con una velocità di rotazione modesta, oltre a poche stelle di rapida rotazione presumibilmente originate da interazioni binarie. Sempre nella medesima nebulosa vi sono anche 30 *Very Massive Stars (VMS)* con $M > 100 M_{\odot}$.

Nelle Nubi di Magellano è quindi presente un vasto numero di candidati progenitori per i *LGRB* considerandone solo la loro massa, ma solo alcune stelle della Nebulosa della Tarantola presentano una velocità di rotazione elevata, presumibilmente dovuta all'accelerazione derivante da un sistema binario (*de Mink et al. 2013*); mentre una grande popolazione di stelle di tipo *O* in rapida rotazione nel campo della *SMC* potrebbe avere origine da un'evoluzione binaria. Essenzialmente nessuna di queste appare come un praticabile progenitore, allora la frazione delle stelle massicce con bassa metallicità che creano *GRB* deve essere minore.

Stelle di tipo Wolf-Rayet *WR*

I progenitori dei *LGRB* sono stelle massicce prive dei loro strati ricchi di idrogeno, vale a dire una classica stella *Wolf-Rayet* (*Crowther 2007*; esempio di *WR* in figura 1.8; diagramma *H-R* in figura 1.9). Il flusso atmosferico verso l'esterno ha una composizione caratteristica del bruciamento dell'H o dell'He a seconda che la stella sia di tipo *W-N* o *W-C*. Similmente ai loro progenitori di tipo *O*, la forza del vento solare delle *WR* è proporzionale alla metallicità (*Vink e de Koter 2005*), così le stelle con z più piccola possiedono una densità minore e un flusso più lento verso l'esterno rispetto alla loro controparte nella Via Lattea.

L'associazione tra *LGRB* e *SNe* tipo *Ic-BL* suggerisce una piccola quantità di He nei progenitori e perciò favorisce stelle *WR* di tipo *W-C*. Nelle Nubi di Magellano ci sono 150 stelle *WR*, di cui il 15% di tipo *W-C* o, del tipo ancora più raro, *W-O*; il 40% del totale è in un sistema binario mentre le *W-C* e *W-O* hanno una frazione di binarie minore. A questa metallicità i sistemi binari non dominano la formazione delle stelle *WR*. Nessuna delle stelle *W-C* nella *LMC* mostra una rapida rotazione, mentre nella *SMC* una sola *W-N* ricca di H è il prodotto dell'evoluzione chimicamente omogenea. La posizione degli strati strappati delle *SNe* coincide con quelli della popolazione delle *WR* e le *W-C* sono più concentrate verso il centro della loro galassia d'appartenenza rispetto a quanto non lo siano le *W-N*.

Riassumendo: non vi sono, ad ora, forti evidenze di progenitori di *LGRB* tra la popolazione delle *WR* nelle Nubi di Magellano.

1.3 Gli Short Gamma Ray Burst

1.3.1 Caratterizzazione degli *SGRB*

Tradizionalmente vengono definiti *Short GRB* gli eventi con un parametro $t_{90} < 2$ s. Questa netta separazione dalla popolazione dei *LGRB* ha fatto propendere per una possibile differenziazione anche dei progenitori (*Mazets et al. 1981,1982*; *Kouveliotou et al. 1993*).

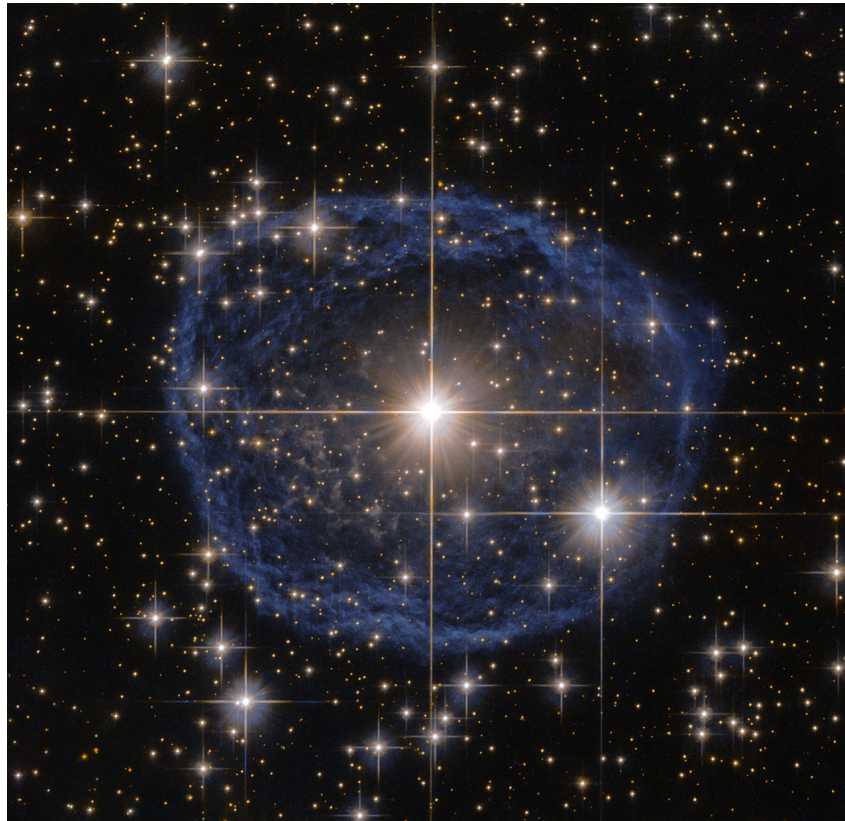


Figura 1.8: Al centro di quest'immagine vi è un esempio di stella di tipo *Wolf-Rayet*, osservata da *HST*, conosciuta come *WR 31a*, essa si trova a circa 30 000 anni luce nella costellazione di *Carena* (immagine proveniente da www.nasa.gov)

Il modello che ha riscosso più consenso per gli *SGRB* è la fusione di due oggetti compatti. A supporto di questo vi sono due ragioni: il rapido tempo scala per la fusione insieme ad un ambiente più pulito, rispetto al collasso di una stella massiccia, e, da un punto di vista più speculativo, il fatto che la fusione di questo tipo di oggetti non produca un *LGRB* e quindi dovrà produrre uno *SGRB* oppure nessun tipo di transiente ad alte energie.

Come si vede dalla figura 1.10, la differenza tra le due popolazioni non è così marcata, essa dipende in parte anche dallo strumento utilizzato per rilevare i fenomeni di *GRB*.

1.3.2 Localizzazione degli *afterglow*

Gli *SGRB* sono tipicamente più deboli, o, più precisamente, mostrano un flusso integrato nel tempo minore rispetto ai *LGRB* nonostante simili picchi nel flusso. Grazie all'abilità di *Swift* di rapido puntamento dei telescopi in X e in UV-ottico, si sono localizzati i primi *afterglow* nella banda X. Questa scoperta, come per i *LGRB*, ha radicalmente cambiato lo studio di questa popolazione. Grazie alla rilevazione degli *afterglow* si è in grado di localizzare precisamente il fenomeno nel cielo e di conseguenza studiarne la galassia ospite. Il primo *SGRB* con un *afterglow* è *GRB 050509B*: si trova nella periferia di una galassia estremamente massiccia, a circa 30 *kpc* dal centro (*Gehrels et al. 2005; Bloom et al.*

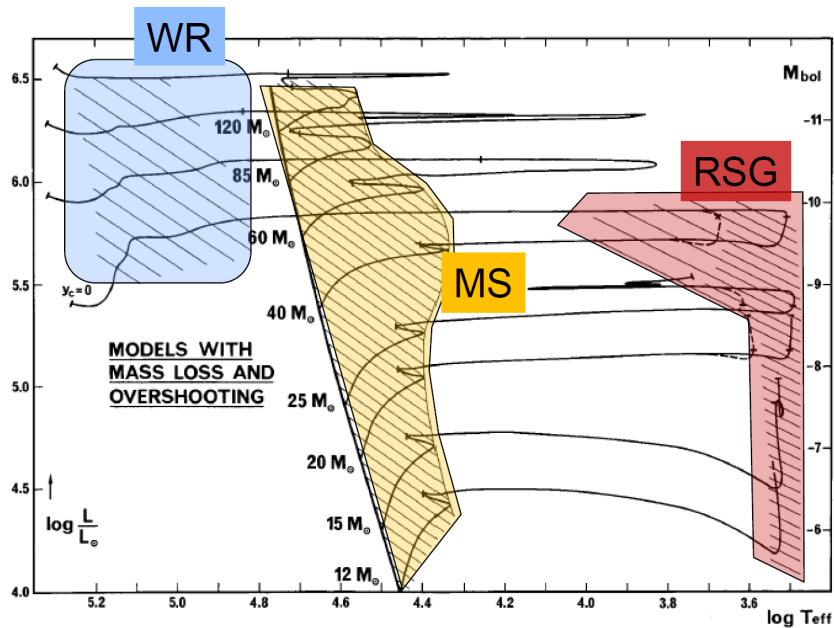


Figura 1.9: Rappresentazione del diagramma $H-R$ con evidenziata la posizione delle stelle WR (immagine proveniente dalle diapositive del corso di *Astrofisica II* tenuto dalla Prof.ssa Paola Marigo, 2017)

2006). Dato l'esito negativo nella ricerca di regioni di formazione stellare si è concluso che alcuni $SGRB$ hanno origine da popolazioni vecchie. La scoperta di $GRB\ 050724$ in una galassia ellittica ha rafforzato ancora di più questo scenario: il 10% – 20% degli $SGRB$ si trova in galassie ellittiche (Fong et al. 2013), mentre il restante 80% – 90% delle galassie ospiti mostra segni di significativa formazione stellare. Sussistono alcune differenze con le galassie ove vengono localizzati i $LGRB$: questi ultimi propendono maggiormente per galassie di dimensioni ridotte, bassa metallicità e un alto tasso di formazione stellare, gli $SGRB$, invece, si trovano in range di metallicità maggiore e di alta massa stellare, quindi, sembrerebbe, nell'intera popolazione di galassie. I $LGRB$ sono molto concentrati verso la parte più luminosa della galassia (Bloom et al. 2002; Fruchter et al. 2006; Svensson et al. 2010), mentre gli $SGRB$ sono spesso *scatterati* ad ampie distanze dal centro galattico a causa, si presume, della migrazione dei progenitori dal loro luogo di formazione (Berger 2010; Tunnicliffe et al. 2014). Infine, gli $SGRB$ non sono associati alla luce blu delle loro galassie ospiti. Tutte le osservazioni sopra citate dimostrano che i progenitori degli $SGRB$ sono spesso molto evoluti e non si trovano più ove si erano formati. Ciò è consistente con lo scenario di una fusione binaria, nel quale le stelle di neutroni ricevono una notevole velocità spaziale data da una combinazione di energia al momento della formazione e perdita di massa nel sistema binario (Arzoumanian et al. 2002).

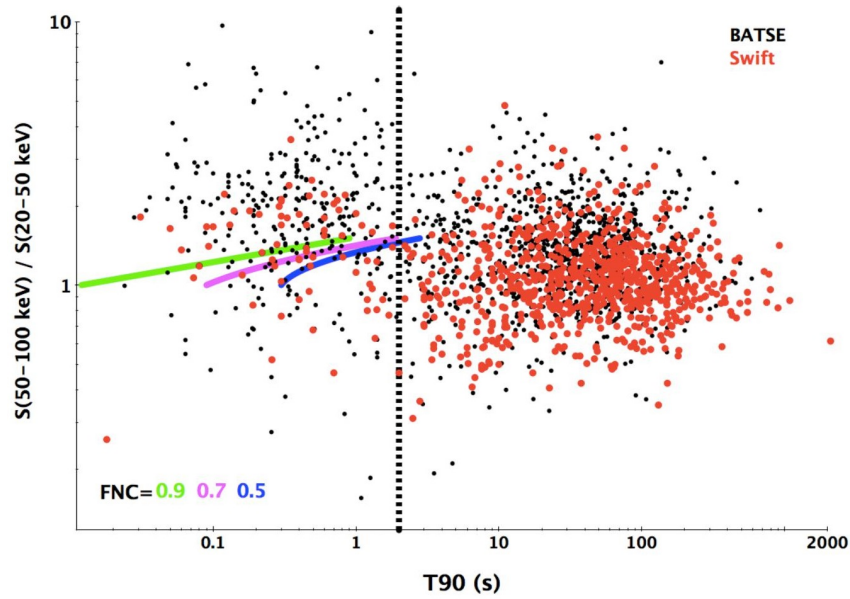


Figura 1.10: Viene mostrata la distribuzione *hardness*-durata dei *GRB* localizzati da *Swift* (puntini rossi) e *BATSE* (puntini neri). L'asse delle x presenta il parametro t_{90} espresso in secondi, mentre l'asse delle y l'*hardness* del raggio γ espressa tramite il rapporto tra il flusso di due canali adiacenti. La linea verticale tratteggiata mostra l'usuale separazione tra le due popolazioni principali di *GRB*, posta a 2 s, ma si nota una sovrapposizione. Dalla distribuzione di *BATSE* si evince un maggior valore della *hardness*, in media, degli *SGRB* rispetto ai *LGRB*, mentre per *Swift* sembrano molto simili. Sono mostrate le linee di separazione tra *long* e *short* a 50%, 70% e 90% di probabilità elaborate da Bromberg et al. (2013a). *FNC* si riferisce alla *fraction of non collapsars*, esplosioni al di sotto di queste linee sono più probabilmente delle *collapsars* della coda di durata minore della popolazione dei *LGRB*. Per *Swift* solo gli eventi al di sopra della linea verde potrebbero appartenere alla popolazione degli *SGRB*. (immagine proveniente da [1])

Capitolo 2

Progenitori dei GRB: le stelle massicce

2.1 Evoluzione delle stelle massicce

Il seguente paragrafo si basa su *The evolution and explosion of massive stars* (S. E., Woosley; A. Heger; T. A., Weaver, 2002).

Si definiscono stelle massicce le stelle con una massa $M > 7 - 8 M_{\odot}$. Dopo la sequenza principale e la fase di bruciamento dell'elio, il nucleo della stella, formato prevalentemente da carbonio, ha una massa $M_{CO-core} > 1,06 M_{\odot}$ che permette di iniziare il bruciamento del carbonio. Stelle con una massa iniziale compresa tra le $7 - 8 M_{\odot}$ e le $11 M_{\odot}$ sviluppano un nucleo di carbonio-ossigeno (C-O) di massa $< 1,38 M_{\odot}$ che diventa parzialmente degenere. Il bruciamento del carbonio avviene in una *shell* esterna al centro e in maniera semi-degenere, seguita poi da una fase stabile nel nucleo. Quest'ultimo una volta terminato il bruciamento del C diventa degenere e composto da O e Ne, perciò non viene bruciato nessun altro elemento. Se $M_{ONe} > M_{Ch}$, ove M_{Ch} indica la massa di *Chandrasekhar*, allora il nucleo può collassare e produrre un'esplosione di *SN*; mentre se $M_{ONe} < M_{Ch}$ e vi è sufficiente perdita di massa da rimuovere gli *envelope*, allora la stella diventerà una nana bianca composta da O-Ne.

Stelle di massa superiore alle $11 M_{\odot}$ sviluppano un nucleo di C-O con massa $M_{CO-core} > 1,4 M_{\odot}$, che permette il bruciamento di tutti gli elementi dal Ne al Si in maniera non degenere. La combustione di ogni elemento avviene in un tempo scala minore di quello precedente, fatta eccezione per Ne ed O, mentre la perdita di energia tramite i neutrini accelera l'evoluzione del nucleo riducendo il tempo di bruciamento di ogni elemento. La struttura che si viene a formare, detta *onion-skin model*, è una serie di *shell* concentriche inerti, separate da altre *shell* attive ove avviene il bruciamento di un elemento. La fase finale dell'evoluzione di queste stelle è una supernova *core-collapse*.

Le supernovae rappresentano la conclusione dell'evoluzione di stelle massicce tramite una tremenda esplosione, durante la quale la loro luminosità diviene comparabile a quella di un'intera galassia. Esse vengono classificate in base alle caratteristiche dei loro spettri. Una prima differenziazione concerne la presenza o meno di H nello spettro, che si riflette nella distinzione in *SNe* di tipo *II* e di tipo *I* rispettivamente. All'interno di queste ultime vi sono tre ulteriori distinzioni: *Ia*, *Ib*, *Ic*. Le prime mostrano una forte componente spettrale di Si, le seconde sono caratterizzate dalla presenza di He, mentre le ultime non

hanno nessuna delle precedenti evidenze. Questa suddivisione delle *SNe* tipo *I* è anche correlata alla diversa origine dei tre sottotipi: i progenitori delle *SNe* tipo *Ia* sono stelle nane bianche in uno scenario binario, quelli delle *SNe Ib* sono stelle supergiganti che hanno rimosso i loro strati più esterni di H, mentre le *SNe Ic* provengono da stelle supergiganti che hanno rimosso i loro strati più esterni di H ed He.

Stelle con una massa iniziale $> 11 M_{\odot}$ producono una *SN core-collapse*, ovvero di tipo *II*, *Ib* o *Ic*. Durante il bruciamento del Si il nucleo raggiunge temperature e densità tali che i fotoni prodotti possiedono sufficiente energia da distruggere gli atomi pesanti (fotodisintegrazione). Ciò sottrae energia termica che altrimenti supporterebbe il nucleo ed inoltre gli e^{-} liberi vengono catturati dai protoni prodotti dalla fotodisintegrazione. Conseguentemente la pressione degli e^{-} diminuisce innescando il collasso del nucleo più interno formato in gran parte da neutroni. La densità aumenta a tal punto da creare una stella di neutroni supportata dalla pressione dei neutroni in stato degenere. A causa dell'enorme pressione presente il collasso si arresta ed il nucleo della stella si stabilizza ad un raggio $R \sim 20 \text{ km}$. In questa fase viene emessa una grande quantità di neutrini e data l'incomprimibilità della protostella di neutroni la parte esterna del nucleo subisce un rimbalzo che causa uno *shock* verso l'esterno. Questo, però, non è sufficiente a far esplodere la stella: la fotodisintegrazione degli atomi di Fe e delle particelle α in protoni e neutroni e la cattura degli e^{-} che produce i neutrini prevengono l'esplosione sottraendo energia allo *shock*. I neutrini diffondendosi all'esterno del nucleo collassato riscaldano la regione ove in precedenza era passato lo *shock* e la rendono convettivamente instabile. Tramite convezione una parte di energia termica dovuta ai neutrini viene convertita in energia cinetica e quest'ultima è sufficiente a far esplodere la stella.

Stelle con massa $M \geq 20 M_{\odot}$, probabilmente, dopo la *SN* lasciano una stella di neutroni. Nel caso la massa di quest'ultima ecceda la massima massa possibile per una stella di neutroni, $\sim 2 - 3 M_{\odot}$, allora la protostella di neutroni, collassando, formerebbe un buco nero. Questo diverso tipo di *remnant* è creato da una stella con una massa iniziale superiore a $\sim 25 M_{\odot}$.

2.2 I due scenari di *central engine*

Gli oggetti compatti, formati nel nucleo di una stella che sta collassando, sono i motori che innescano l'esplosione e creano i getti ultra relativistici che perforano la stella. Lo scenario più comune è quello di una *collapsar* [5] ove sono richiesti un nucleo massiccio in rapida rotazione e un *envelope* assente, o al più con pochissima massa. Il primo produrrà il *jet*, mentre il secondo è necessario affinché esso si propaghi all'esterno della stella. Dopo pochi secondi dall'inizio del collasso si viene a formare un disco di raggio $R \sim 100 - 200 \text{ km}$, data la minore forza centrifuga lungo la direzione polare, la materia presente in questa direzione continuerà ad accrescere il buco nero fino a che questa regione non sarà quasi completamente vuota (illustrazione in figura 2.1).

In tempi scala di $1 - 100 \text{ s}$ una grandissima quantità di energia viene depositata in direzione polare sopra il buco nero, da questa configurazione si vengono a creare i due *jet* lungo l'asse di rotazione che si propagano attraverso la stella. All'interno di quest'ultima il *jet* è preceduto da un *cocoon*, ovvero del materiale accelerato proveniente dal nucleo e

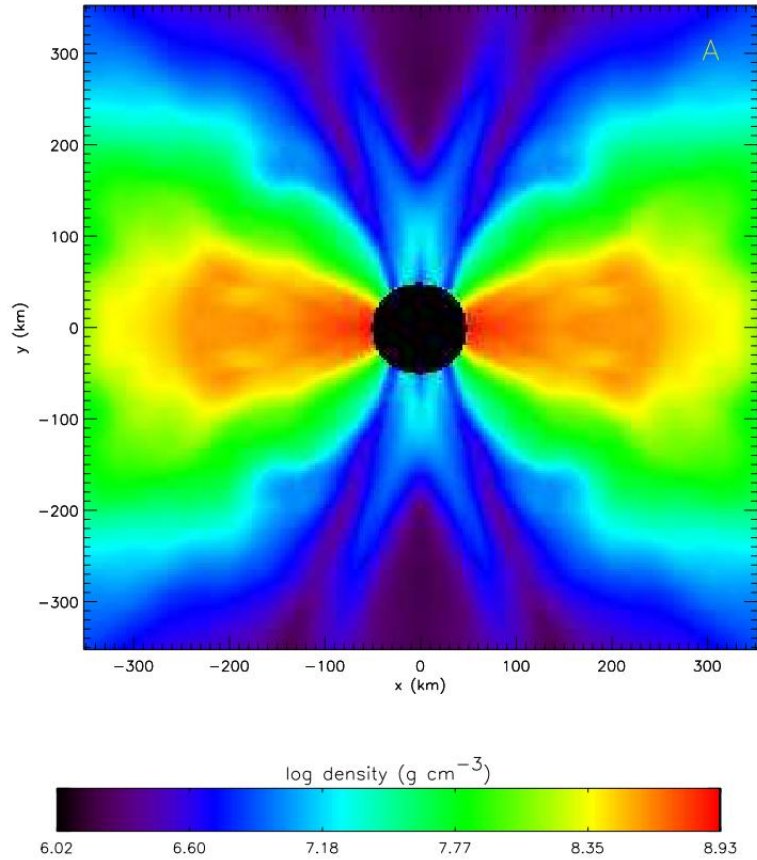


Figura 2.1: Viene mostrata la densità presente dopo ~ 7 s dal collasso. Si nota il disco, dovuto alla rotazione, all'interno di un raggio $R \sim 200$ km e come in direzione polare vi sia una densità molto minore (immagine proveniente da [5])

dagli *envelope*. Il *cocoon* ha una velocità sub-relativistica, mentre il *jet*, in questa fase, possiede un fattore di *Lorentz* $\gamma \sim 10$. Avvicinandosi alla superficie della stella, il *cocoon* aumenta la sua dimensione angolare e viene accelerato fino ad un $\gamma \sim 5 - 10$ ed il *jet* raggiunge un fattore di *Lorentz* $\gamma \geq 100$. Il *cocoon*, data la sua minore velocità, emette radiazione molto meno energetica rispetto al *jet*, ciò è stato proposto come spiegazione per gli *XRF*. Questo modello a *collapsar* è molto probabile che spieghi i *LGRB* dato che la durata del *burst* è determinata dal tempo scala nel quale viene lanciato il *jet*. Potrebbero sorgere dei problemi cercando di spiegare gli *SGRB* tramite lo stesso modello, perché i tempi scala dei *jet* non sono dell'ordine di grandezza della frazione del secondo come dovrebbero essere per originare questa popolazione. In linea teorica gli *SGRB* potrebbero anche essere originati dall'interazione tra il *jet* ed il *cocoon* (in figura 2.2 viene illustrato un tipo di modello a *collapsar*).

Questo modello può essere esteso, in modo da spiegare anche gli *SGRB*, prendendo in considerazione i sistemi binari di stelle di neutroni. Data la massa delle due stelle coinvolte ($1.4 M_{\odot}$), molto probabilmente lo stato finale del sistema sarà un buco nero. La fusione

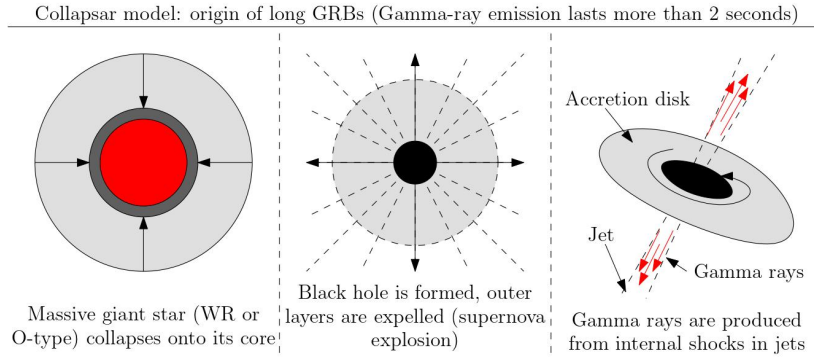


Figura 2.2: Tramite il modello a *collapsar* si ipotizza vengano creati i *LGRB*. I progenitori per questo modello sono molto probabilmente giovani stelle massicce di tipo *O* oppure *WR* (immagine presa da [5])

delle due stelle di neutroni, dopo che il sistema ha perso energia tramite l'emissione di onde gravitazionali (GW), avviene in tempi scala dell'ordine dei millisecondi. A causa della grande quantità di momento angolare anche in questa configurazione si viene a formare un disco appiattito (figura 2.3). Esso ha una massa $\sim 0.1 - 0.2 M_{\odot}$ ed una temperatura di $\sim 10^{10} k$, perciò perderà molta della sua energia interna sotto forma di neutrini in brevissimo tempo. Questa energia dissipata è dell'ordine di $\sim 10^{53} \text{ erg}$, quindi sufficiente per produrre un *GRB*. Un possibile modo per convertire l'energia dei neutrini in fotoni è tramite la produzione di coppie elettrone-positrone, creando così un *jet* perpendicolare al disco che, convertendo la sua energia cinetica in calore, produce un *GRB*. Il problema è che l'efficienza della produzione di coppie e^-/e^+ potrebbe non essere sufficiente: l'energia convertita sarebbe $\sim 10^{49} \text{ erg}$.

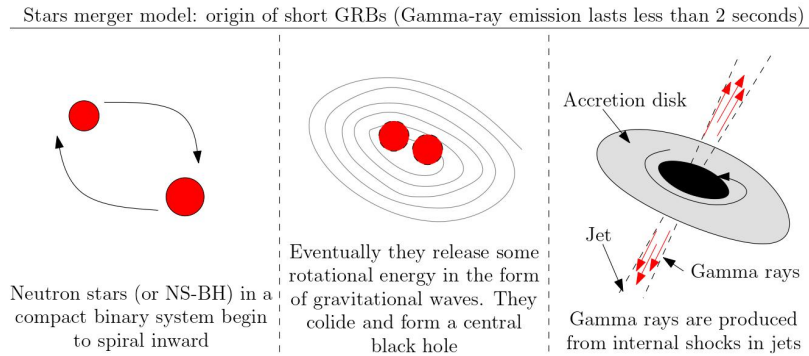


Figura 2.3: Tramite la fusione di due stelle di neutroni vengano creati gli *SGRB*. I progenitori per questo modello sono sistemi binari NS-NS o BH-NS (immagine proveniente da [5])

Recentemente si è rivolta l'attenzione ad un altro possibile scenario: l'energia fornita da una *magnetar* al millisecondo, ovvero una neo stella di neutroni con un campo magnetico $B > 10^{14} G$ e un periodo di rotazione di pochi millisecondi (*Metzger et al. 2011*). Il forte campo magnetico causa una rapida estrazione di energia dal campo di dipolo e quest'ultima può arrivare ad essere dell'ordine di 10^{52} erg , comparabile con la tipica energia

isotropa rilasciata dai *GRB*. Le *magnetar* al millisecondo possono eventualmente rallentare e divenire dormienti o collassare in un buco nero quando non più supportate dalla loro rotazione.

Si è trovata, sorprendentemente, una prolungata immissione di energia sia nei *LGRB* che nei *SGRB*. Per quanto riguarda i primi questa tardiva attività può avere origine da processi che coinvolgono l'accrescimento da ricaduta di materiale nel buco nero, mentre per i secondi non è altrettanto attesa, data la rapidità della fusione tra stelle a neutroni e alla relativa presenza di mezzo interstellare. Se vi è un possibile scenario comune per l'origine dei *LGRB* e degli *SGRB*, l'accrescimento di un disco in un buco nero nascente, allora dobbiamo aspettarci che l'ambiente fornisca delle distinzioni osservative tra le due popolazioni. La presenza di queste emissioni durature potrebbe essere dovuta a instabilità nell'accrescimento del disco attorno ad entrambi i tipi di *GRB*, oppure una frazione degli *SGRB* potrebbe avere origine dalla fusione di sistemi binari *BH-NS* ove la stella a neutroni è distrutta progressivamente dalle forze di marea ad ogni passaggio vicino al buco nero (Davies et al. 2005).

Le *magnetar* al millisecondo sono create dal collasso di una stella massiccia o tramite la fusione di stelle a neutroni o di nane bianche. Questo tipo di stelle fornisce una possibile spiegazione riguardo l'energia immessa negli *afterglow* dei *GRB* in tempi scala di minuti od ore dopo l'esplosione iniziale. Tramite questo scenario vengono spiegati molti *SGRB* e *LGRB*, ma in molti casi un tale evento dovrebbe produrre un *afterglow* nella banda radio.

Modelli di *central engine* spiegano anche le più luminose *SNe*. L'energia estratta dalle *magnetar* al millisecondo rienergizza l'urto che origina la supernova ed incrementa la sua luminosità di un fattore 100 o più (Kasen e Bildsten 2010). La differenza tra le *magnetar* associate ai *GRB* e quelle associate alle *SLSNe* risiede nella durata dell'immissione di energia. Nel caso delle *SN* avviene quando la *SN* è grande, altrimenti l'energia aumenterebbe la velocità del materiale espulso e non andrebbe a contribuire alla luminosità; le *magnetar*, in questo caso, hanno un campo magnetico $B \sim 10^{14-15}G$ e un tempo di rallentamento di giorni o settimane. Nella maggior parte dei *GRB*, invece, i tempi scala durante i quali le *magnetar*, con un campo magnetico $B \sim 10^{16}G$, rallentano la loro rotazione sono brevi (100s), per questo si ha un fenomeno più veloce (Metzger et al. 2015). Una popolazione intermedia tra le due potrebbe essere quella degli *Ultra Long GRB (ULGRB)*, nella quale le *magnetar* rallentano sensibilmente dopo ore o giorni.

Stelle che creano sia buchi neri che stelle a neutroni con velocità di rotazione estreme possono essere molto differenti tra loro durante gli ultimi istanti prima del collasso. Distinguere i diversi modelli è importante sia dal punto di vista della comprensione delle esplosioni che per la caratterizzazione dei progenitori. I tassi di immissione dell'energia e il budget energetico totale sono diversi in base ai modelli. Ad esempio, per una stella di neutroni di $1.4M_{\odot}$ con un periodo di rotazione di qualche millisecondo l'energia totale è dell'ordine di $E_{rot} \sim 10^{54} erg$; per un buco nero, invece, con un'efficienza del $\sim 10\%$ e $10M_{\odot}$ di materiale in caduta, si ha un'energia totale $E_{acc} \sim 2 \cdot 10^{54} erg$.

2.3 Il ruolo della rotazione

Dalle osservazioni si conclude che nella maggioranza dei *LGRB*, se non nella loro totalità, è necessaria la presenza di una stella massiccia che abbia perso gli strati di idrogeno ed elio, che produca una grande quantità di Ni e che sia consistente con la posizione delle stelle più giovani della galassia ospitante. Non tutte le stelle con queste caratteristiche creeranno un *LGRB*, perché in tal caso si dovrebbe ricorrere ad angoli di *beaming* troppo piccoli per accordare i tassi di eventi *LGRB* osservati con quelli relativi a questo tipo di stelle.

Nel modello a *collapsar* un disco, supportato dalla forza centrifuga, si crea all'esterno del buco nero appena formato; il *jet* del *GRB* può essere lanciato sia tramite processi elettrodinamici che attraverso l'annichilazione neutrino-antineutrino. Nei modelli a *magnetar* al millisecondo, queste ultime devono possedere sufficiente campo magnetico e velocità di rotazione per provocare l'esplosione. In entrambi gli scenari un parametro fondamentale è la rotazione ed in particolar modo la rotazione critica, ovvero quella posseduta dal nucleo immediatamente prima del collasso. Affinché si formi un disco di accrescimento supportato dalla forza centrifuga nell'orbita stabile più interna possibile di un buco nero, è necessario un momento angolare specifico minimo $j = L/M$, ove L è il momento angolare ed M la massa, dato dalla formula

$$j > \frac{\sqrt{6}GM}{c}$$

Numericamente corrispondente, per tipici valori del nucleo, a $j > 10^{16} \text{cm}^2/\text{s}$. Una *magnetar* al millisecondo appena formata di raggio $r \sim 10 - 20 \text{ km}$ e periodo 1 ms ha un momento angolare specifico molto simile, per questo le proprietà di rotazione del nucleo prima del collasso sono le stesse nei due diversi scenari.

Durante la fase di sequenza principale della stella, il nucleo cresce e con lui la sua velocità di rotazione fino a raggiungere, potenzialmente, il punto di rottura. Il momento angolare viene trasportato verso l'esterno: dal nucleo agli strati esterni e da questi al mezzo interstellare. La perdita di massa in superficie sottrae momento angolare e per questo la stella risulta avere meno momento angolare specifico. Questo processo è fortemente dipendente dalla metallicità: la perdita di massa di elementi del gruppo del ferro scala come $Z^{0.7-0.8}$ (Vink et al. 2001; Vink e de Koter 2005). Sembra che dei momenti magnetici vengano creati dalla differenza di rotazione tra il nucleo e gli strati esterni e che i primi creino una rotazione del nucleo legata a quella degli strati esterni (Spruit 2002); al momento è questa la più plausibile spiegazione del trasporto di momento angolare all'interno della stella, meccanismo che dovrà essere ancora studiato a fondo per una sua migliore comprensione. Esso accoppia la rotazione del nucleo a quella degli strati esterni: il nucleo è frenato dalla perdita di massa (Langer 1998). Per questo, anche ad una bassa metallicità, le stelle più massicce sembrano non riuscire a raggiungere il minimo momento angolare specifico richiesto. La perdita degli strati di idrogeno nelle stelle avviene normalmente tramite venti stellari o interazioni binarie, attraverso i quali viene perso molto momento angolare. A prima vista sembra che le richieste di assenza di strati contenenti idrogeno e di una rotazione rapida non possano coesistere.

2.4 Scenario di stelle singole

Per stelle singole sono intese stelle che hanno trascorso l'intera esistenza senza una compagna o stelle in sistemi binari talmente ampi nei quali non vi è una significativa interazione tra le due componenti.

Il nucleo delle stelle massicce in sistemi singoli, durante la sequenza principale, diventa gradualmente composto di He a mano a mano che l'H viene utilizzato come combustibile nelle reazioni termonucleari, mentre gli strati più esterni rimangono chimicamente inalterati. Nelle stelle in rapida rotazione i tempi scala del mescolamento possono essere minori rispetto a quelli delle reazioni nucleari, questo fa sì che gli elementi prodotti nel nucleo stellare vengano mescolati in tutta la stella che così subisce un'*evoluzione chimicamente omogenea* (Yoon e Langer 2005; Woosley e Heger 2006; Yoon et al. 2012). Questo è possibile grazie alla rotazione che innesca un'instabilità idrodinamica tra il nucleo convettivo e gli strati esterni radiativi. Le stelle che evolvono secondo quanto detto non creano la struttura standard nucleo-*envelope*, non subiscono la fase del ramo delle giganti e soprattutto non avviene il frenamento della rotazione del nucleo causato dall'accoppiamento nucleo-*envelope*. Questa fase evolutiva deve iniziare prima che all'interno della stella si formi un significativo gradiente chimico tra il limite esterno del nucleo e il limite interno degli strati sovrastanti, altrimenti il mescolamento indotto dalla rotazione non sarà sufficiente ad innescare l'evoluzione chimicamente omogenea. Durante tale processo viene bruciato, e quindi rimosso, l'idrogeno, senza però che avvenga un'importante perdita di massa e in questo modo si possono venire a formare dei nuclei relativamente massicci anche da stelle di più modesta massa iniziale (Yoon e Langer 2005).

L'evoluzione chimicamente omogenea non è comune, anche se ci sono delle evidenze nella Via Lattea e nelle Nubi di Magellano. Ci potrebbe essere una dipendenza dalla metallicità delle stelle che subiscono questo tipo di evoluzione. La perdita di momento angolare dovuta al vento stellare è importante anche nelle prime fasi di vita di una stella, perciò queste stelle hanno una soglia di velocità di rotazione che è funzione sia della massa stellare che della composizione chimica. Stelle singole possono evolvere in modo chimicamente omogeneo e solo dopo creare un *GRB* se si trovano a bassa metallicità. I tassi predetti per i *GRB* originati da stelle omogenee decadono rapidamente ad una metallicità $Z \sim 0.2 Z_{\odot}$, come si può notare in figura 2.4. Per bassi valori di z il contributo di questo tipo di stelle potrebbe essere molto importante.

2.5 Scenario di stelle binarie

Le stelle binarie sono un altro possibile modo di trattenere od ottenere momento angolare. Esse possono essere accelerate dall'accrescimento di materiale con grande momento angolare specifico, dalle forze mareali in sistemi binari stretti o dalla fusione di più oggetti. È ben stabilito, che, almeno nel campo generale della Via Lattea in regioni di formazione stellare a bassa densità, il 60% – 80% delle stelle più massicce si trovino in sistemi binari formati da due stelle di sequenza principale (Mason et al. 1998; Kouwenhoven et al. 2005; Raghavan et al. 2010; Sana et al. 2010-2012; Kobulnicky et al. 2014).

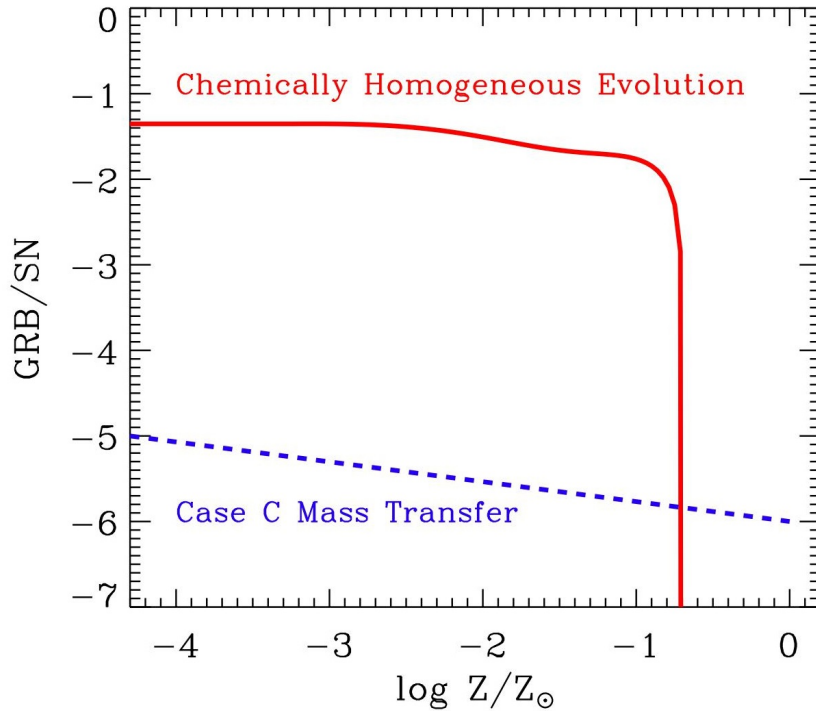


Figura 2.4: In figura vi sono i tassi attesi per la creazione di nuclei massicci in rapida rotazione attraverso trasferimenti tardivi di massa in sistemi binari (blu) e attraverso l'evoluzione chimicamente omogenea (rosso). In entrambi i casi i tassi sono mostrati in funzione della metallicità. Ad una bassa z è evidente che sia più efficace la formazione attraverso l'evoluzione di una stella singola rispetto a sistemi binari, perciò essa dominerà nella creazione di *GRB*. Viceversa, ad una più elevata metallicità la maggior parte degli eventi avrà origine da un'evoluzione stellare di tipo binario. (immagine presa da [1])

Le binarie strette (*hard*) diventano, evolvendo, sempre più strette, mentre le binarie larghe (*soft*) si distanziano sempre di più. *De Grijs et al. (2013)* hanno notato che nella regione centrale dell'ammasso NGC 1818 la frazione delle binarie è significativamente minore rispetto alle regioni esterne e persino al campo circostante. È probabile che questo sia l'effetto della rottura dinamica di binarie *soft* in tempi scala brevi nella regione più interna dell'ammasso dove i tempi di interazione sono minori; scenario confermato da successive simulazioni a N-corpi (*Geller et al. 2013*).

Una volta formati, l'evoluzione dei sistemi binari dipende da quella delle singole stelle e dalle interazioni tra esse. La presenza di una compagna aumenta enormemente la diversità dell'evoluzione e dei resti ad essa associata. Per esempio si nota come il ringiovanimento di stelle vecchie tramite interazioni binarie può farle sembrare molto più giovani di quanto in realtà siano (*Eldridge e Stanway 2009; Stanway et al. 2016*).

Attraverso l'evoluzione binaria possono essere rimossi gli strati esterni della stella, mentre le forze di marea nelle binarie strette possono fornire al nucleo momento angolare sufficiente in modo da formare dischi d'accrescimento o *magnetar* al millisecondo. Come per quanto visto nelle stelle singole, anche nelle binarie il parametro fondamentale da

tenere in considerazione è il momento angolare specifico posseduto dal nucleo immediatamente prima che avvenga il collasso. Stelle che subiscono trasferimento di massa possono essere accelerate, ma possono anche subire una decelerazione se perdono massa durante la loro evoluzione stellare. Si vengono a creare gli stessi problemi incontrati precedentemente con le stelle singole: per una stella è molto difficile perdere gli strati di H e contemporaneamente trattenere sufficiente massa e velocità di rotazione affinché si vengano a creare le condizioni per un *GRB*.

Un'altra possibilità potrebbe essere quella dei trasferimenti di massa durante la fine del bruciamento dell'He o dopo il suo esaurimento nel nucleo (caso C di trasferimento di massa). Questo processo può portare alla formazione di un nucleo massiccio anche in un ambiente con un'alta metallicità (*Brown e Lee 2004*). Alternativamente un trasferimento di massa può produrre la formazione di un involucro esterno comune alle due stelle a discapito dell'energia orbitale. Il sistema binario risultante, dopo la rimozione degli *envelope*, è una binaria stretta contenente un nucleo di carbonio-ossigeno. Grazie alle forze di marea il periodo di rotazione del nucleo e quello del sistema binario possono coincidere e in questa configurazione si raggiunge il momento angolare specifico richiesto (*Lee et al. 2002*); lo scenario appena descritto però è stato ridimensionato da recenti calcoli dettagliati (*Detmers et al. 2008*).

Infine, l'evoluzione binaria di stelle con un relativo estremo rapporto di massa può creare le condizioni necessarie: trasferimento di massa da una stella massiccia non più appartenente alla sequenza principale ad una stella di piccola massa ancora sulla *MS*. Può avvenire un ulteriore trasferimento di massa dalla stella poco massiccia al nucleo di C-O della stella primaria e di conseguenza il nucleo viene accelerato e si ha un'espulsione esplosiva dell'involucro comune.

Il momento angolare necessario può essere ottenuto tramite la fusione delle due stelle. A masse superiori è stata proposta la fusione tra due nuclei di elio, o tra un oggetto compatto (stella di neutroni o buco nero) e un nucleo di elio come un meccanismo per spiegare i *GRB*. In queste fusioni, eventualmente, il momento angolare orbitale viene combinato entro il singolo oggetto fuso. Nel caso di sistema *He-star/He-star* la massa totale aumenta moltissimo e tra la fusione e la *SN* trascorre poco tempo, invece nel caso *BH/He-star* l'accrescimento del buco nero può creare immediatamente il *GRB*. È meno chiaro se gli eventi più esotici riescano a spiegare i tassi ai quali le popolazioni di *GRB* vengono osservate; in ogni scenario c'è un ristretto range dei parametri entro i quali avvengono i *GRB* e per questo un singolo scenario è probabile che fornisca un basso tasso di questi eventi. I tassi di formazione di nuclei massicci in rapida rotazione da stelle in sistemi binari sono molto inferiori rispetto a quelli ottenuti tramite evoluzione chimicamente omogenea per ogni tipo di formazione stellare ad una metallicità sub-solare.

2.5.1 Kilonovae

Riguardo gli *afterglow*, relativi agli *SGRB*, lo scenario più probabile è un transiente generato da una bassa radioattività, creata dalla nucleosintesi in un mezzo ricco di neutroni proveniente dalla fusione di un oggetto contenente una NS. Questo materiale si può trovare nel disco di accrescimento o può essere espulso. Un transiente con queste caratteristiche

evolverebbe più velocemente e più debolmente rispetto a una normale *SN core-collapse* (Li e Paczynski 1998). Similmente a una supernova, però, inizierebbe in modo debole e raggiungerebbe un picco in tempi scala di ore o giorni, quindi sarebbe osservato come un'interruzione del regolare decadimento luminoso dell'*afterglow*. Questi eventi possono essere delle kilonovae: eventi più brillanti delle novae di almeno tre ordini di grandezza.

Vi sono poche prove osservative: eccezion fatta per l'evento del *17 Agosto*, nessun oggetto candidato ad essere una kilonova è stato messo in relazione ad un sistema NS-NS o NS-BH. Specie il primo sistema binario sembra essere un possibile importante sito per il processo *r* di nucleosintesi e perciò potrebbe essere dominante nella creazione degli elementi più pesanti presenti nell'universo (Rosswog et al. 1999,2003). La presenza di questo processo *r* potrebbe portare ad un'evoluzione differente rispetto allo scenario di una supernova comune. L'opacità da considerare è quella degli elementi più pesanti, e non degli elementi del gruppo del Fe che dominano in una normale *SN*; questa maggiore opacità estingue essenzialmente tutta la luce nella banda ottica e per questo le osservazioni in infrarosso sono il modo migliore per identificare una kilonova (Barnes e Kasen 2013). Questo tipo di osservazioni ha prodotto la prima prova diretta dell'origine degli *SGRB* in un sistema binario di oggetti compatti. Le opportunità di affinare maggiormente la nostra comprensione di questo fenomeno sono limitate dal tasso degli *SGRB* a *redshift* sufficientemente bassi e ciò si riflette in vincoli limitati riguardo le proprietà delle *KNe*.

2.5.2 Onde gravitazionali

La fusione di oggetti compatti è lo scenario più probabile per il rilevamento di onde gravitazionali, in special modo i sistemi binari di tipo NS-NS e NS-BH. La scoperta di fusioni tra buchi neri di massa superiore alle $60 M_{\odot}$ è a primo acchito sorprendente. Considerando, però, l'enorme massa coinvolta che risulta in un orizzonte degli eventi molto più ampio rispetto a un sistema NS-NS, si conclude che la popolazione di buchi neri binari sia di più facile rilevamento (Abbott et al. 2016a,c). L'osservazione simultanea di onde gravitazionali e di *GRB*, realizzata per la prima volta il *17 Agosto*, fornisce dei vantaggi anche nello studio dei progenitori degli *SGRB*. La determinazione della massa di *chirp* tramite osservazione di onde gravitazionali può identificare un sistema come NS-NS o BH-BH e la combinazione di *GRB*, *KNe* e *GW* permette di identificare sistemi binari di oggetti compatti a diverse scale di distanza.

2.6 Osservazioni della fusione di due stelle di neutroni

2.6.1 Introduzione

Come illustrato in precedenza, vi sono forti indicazioni riguardo l'associazione tra *SGRB* e la fusione di una stella di neutroni con un buco nero o un'altra stella di neutroni. I più rilevanti sono: l'associazione degli *SGRB* sia con galassie ellittiche che con galassie ad alta formazione stellare (Fong et al. 2013), la posizione periferica degli *SGRB* rispetto al centro della galassia ospitante (Tunnicliffe et al. 2014) e l'assenza di una supernova associata (Berger et al. 2013a).

Ci si aspetta che la fusione di stelle di neutroni produca un segnale elettromagnetico isotropo che includa un'emissione nella banda ottica e infrarossa denominata kilonova (Metzger 2017). Essa è dovuta al decadimento radiativo del rapido processo di cattura dei neutroni da parte dei nuclei che avviene all'interno del materiale espulso durante la fusione: il processo r . Inoltre, l'interazione con il mezzo interstellare di questo materiale dovrebbe produrre un'emissione ritardata nella banda radio (Hotokezaka et al. 2016).

Fino al 17 Agosto 2017 non vi erano prove dirette dell'origine degli *SGRB*, o almeno di una loro frazione, dalla fusione di stelle di neutroni. In questa data si è registrata la prima emissione di onde gravitazionali ed elettromagnetiche provenienti dalla medesima sorgente.

2.6.2 Un transiente *multi-messenger*

Il 17 Agosto viene rilevato un *GRB*, rinominato *GRB 170817A*, e viene registrata una serie di probabili onde gravitazionali tramite l'analisi dei dati di *LIGO-Hanford*. Il segnale, *GW 170817*, è consistente con un sistema binario di stelle di neutroni (*BNS*) in coalescenza con un anticipo di meno di 2 s rispetto a *GRB 170817A*.

GW 170817 ha una durata di ~ 100 s ed è stato registrato da tutti e tre gli interferometri a disposizione (*Virgo*, *LIGO-Livingston* e *LIGO-Hanford*). Le masse, nel sistema di riferimento della sorgente, della stella primaria e secondaria sono rispettivamente $m_1 \in (1.36 - 2.26) M_\odot$ ed $m_2 \in (0.86 - 1.36) M_\odot$. La massa di *chirp*, che è definita da

$$\mathcal{M} = \frac{(m_1 m_2)^{\frac{3}{5}}}{(m_1 + m_2)^{\frac{1}{5}}}$$

è il parametro di massa che, all'ordine principale, determina l'evoluzione della frequenza della radiazione gravitazionale nella fase di spiraleggiamento. Dalle misurazioni dei parametri si è trovato $\mathcal{M} = 1.88_{-0.002}^{+0.004} M_\odot$, una massa totale $m = 2.82_{-0.09}^{+0.47} M_\odot$ e un rapporto fra le masse tra 0.4 e 1.0. Questi risultati sono consistenti con uno scenario di stelle di neutroni binarie; mentre le nane bianche (*WD*) vengono escluse in base al fatto che questo segnale di onde gravitazionali implica un'orbita di ~ 100 km e quindi minore rispetto al tipico raggio di una *WD* di quasi un ordine di grandezza (Shapiro e Teukolsky 1983).

Il primo annuncio del rilevamento di *GRB 170817A* si deve al satellite *Fermi Gamma-ray Space Telescope* della *Nasa* tramite lo strumento *Gamma-ray Burst Monitor (GBM)*. La differenza temporale tra la fusione delle due NS e il *GRB* è 1.734 ± 0.054 s (Abbott et al. 2017g) e il lampo gamma è stato classificato come uno *SGRB*, dato il parametro $t_{90} = 2.0 \pm 0.5$ s.

L'annuncio dei rilevamenti di *Fermi-GBM* e di *LIGO/Virgo*, e specialmente la localizzazione fornita dai tre interferometri (*LIGO Scientific Collaboration* e *Virgo Collaboration* et al. 2017b,c), ha innescato una campagna di osservazioni su ampia banda alla ricerca della controparte elettromagnetica dell'evento. *GW 170817* è stato localizzato nel cielo australe nella costellazione dell'Idra, questa regione è divenuta osservabile da parte dei telescopi situati in Cile circa 10h dopo la fusione. Nella notte tra il 17 e il 18 Agosto viene annunciato un transiente luminoso in un'immagine in banda-i (nel vicino infrarosso). La strategia (Gehrels et al. 2016) usata è stata quella di puntare le galassie conosciute (*Whi-*

te et al. 2011b) all'interno dell'area tridimensionale localizzata da *LIGO/Virgo* tenendo conto della massa stellare delle galassie e del tasso di formazione stellare (*Coulter et al. 2017*). Il transiente, nominato *Swope Supernova Survey 2017a (SSS17a)*, si trova nella galassia NGC 4993, ad una distanza di ~ 40 kpc (figura 2.5).



Figura 2.5: La galassia NGC 4993 e tre dettagli della kilonova associata all'evento. Si nota come in pochi giorni vi sia una forte evoluzione del fenomeno luminoso. (immagine acquisita tramite *HST*, proveniente da www.spacetelescope.org/images/heic1717a/)

2.6.3 Osservazioni in tutto lo spettro elettromagnetico

La maggior parte delle osservazioni svolte dai vari gruppi in tutto il mondo si focalizzano sul transiente per definire la sua natura e per escludere che appartenga ad un evento non correlato a *GW 170817* e *GRB 170817A*. Nelle due settimane successive una rete di telescopi da terra e dallo spazio hanno seguito l'evento di onde gravitazionali nelle bande ultravioletta (UV), ottica (O) e vicino infrarosso (IR). Durante i due giorni successivi, è occorsa una rapida diminuzione dell'iniziale emissione UV-blu e un'insolita re-illuminazione dell'emissione infrarossa. Dopo approssimativamente una settimana, anche la parte più rossa della banda ottica e quella del vicino IR hanno cominciato a svanire. Una proprietà del transiente che lo rende così poco comune è il rapido declino della luminosità. Ad

esempio, nella parte più blu della banda ottica si sono registrate delle diminuzioni in misurazioni prese giornalmente, mentre è presente un aumento iniziale nella banda w , seguito da un rapido affievolimento in tutte le bande ottiche e un arrossamento nel tempo. La sorgente diminuisce più lentamente nell'infrarosso e mostra un tardo plateau nella banda Ks , questo tipo di evoluzione è senza precedenti per i transienti entro i $100Mpc$ (Siebert et al. 2017). Gli spettri, dopo solo $30'$ dalla prima immagine, mostravano un continuo blu e senza caratteristiche tra i 4000 e $10\,000\text{ \AA}$ e ciò li accomuna, per certi aspetti, a cataclismi di stelle variabili e giovani supernovae *core-collapse*. Nelle $24h$ seguenti, c'è stata una rapida caduta per quanto riguarda lo spettro blu senza nessuna caratteristica identificabile con le linee di assorbimento nelle supernovae e anche dal punto di vista spettroscopico vi è un'eccezionale velocità nell'evoluzione del transiente. Il rapido raffreddamento e la mancanza degli ioni, comunemente osservati nel materiale espulso dalle supernovae, indicano che questo oggetto abbia un'emissione ottica e nel vicino IR dissimile da quelle finora osservate. Tutto ciò, insieme alla rapida dissolvenza, è indicativo di una possibile kilonova (Arcavi et al. 2017e; Cowperthwaite et al. 2017b; McCully et al. 2017b; Kasen et al. 2017; Kasliwal et al. 2017; Nicholl et al. 2017d; Smartt et al. 2017), confermata successivamente dagli spettri registrati. Spettri presi durante le due settimane successive hanno rivelato il contributo del decadimento del processo r di nucleosintesi e tramite spettroscopia infrarossa con *HST* sono state identificate delle caratteristiche consistenti con la produzione di lantanidi all'interno del materiale espulso. Le osservazioni hanno escluso lampi ritardati e non sono state identificate né linee di raggi-gamma dalla kilonova, né annichilazione di coppie $e^{-/+}$.

Mentre le osservazioni in UV, ottico e IR si sono focalizzate sull'emissione dal materiale sub-relativistico espulso, i raggi-X hanno esplorato un differente regime fisico. Nove giorni dopo l'insacco, grazie a *Chandra*, si è scoperta la controparte in X dell'evento, presente ancora dopo 50 giorni, nella stessa posizione rispetto all'emissione in ottico/IR (Troja et al. 2017a). La prima controparte radio rilevata (Adams et al. 2017) risale al *2-3 Settembre* ed è relativa a due frequenze diverse ($\sim 3GHz$ e $\sim 6GHz$). Infine, subito dopo l'evento *GW 170817* e durante le due settimane seguenti, alcune osservazioni hanno cercato di rilevare un'emissione di neutrini provenienti dal deflusso di materiale prodotto dalla fusione di *BNS*. Questa ricerca non ha portato ad alcun risultato rilevante: non sono stati registrati neutrini provenienti da questo evento (A. Albert et al. 2017).

L'evento del *17 Agosto* con l'osservazione di onde gravitazionali, per la prima volta provenienti dalla fusione di due stelle di neutroni, e di onde elettromagnetiche segna l'inizio dell'astronomia *multi-messenger*. Grazie a questa scoperta si è dimostrato che gli *SGRB* derivano, almeno in parte, dalla fusione di *BNS*, si è trovato un riscontro nel modello della kilonova prodotta dal processo r di nucleosintesi ed è quindi stata spiegata la creazione di elementi pesanti quali i lantanidi.

2.7 Considerazioni finali

Il fenomeno astrofisico dei *GRB* si suddivide in due popolazioni: i *LGRB* e gli *SGRB*. Oltre alle differenze nella durata e nel flusso dell'emissione, queste due popolazioni sono differenziate anche in base ai loro progenitori e dunque all'ambiente in cui si osservano.

I *LGRB* vengono rilevati in galassie di dimensioni ridotte, con bassa metallicità, un alto tasso di formazione stellare e sono molto concentrati verso la parte più luminosa della galassia ospite. Queste ultime sono quindi per lo più galassie *late type*. Il *redshift* medio dei *LGRB* è $z \sim 2.0$ (Berger et al. 2014). Una possibile spiegazione della bassa metallicità necessaria alla formazione dei *LGRB* può risiedere nel fatto che la massa delle stelle *WR* sia inversamente proporzionale alla loro metallicità e questo porta, con la notevole massa richiesta dal modello a *collapsar*, ad una bassa metallicità. Quest'ultimo è il modello più affermato, esso richiede un nucleo massiccio in rapida rotazione e un *envelope* assente, o al più con pochissima massa. Grazie alla rotazione si viene a formare un disco di raggio $R \sim 100 - 200 \text{ km}$, una grande quantità di energia viene depositata in direzione polare sopra il buco nero e da questa configurazione si vengono a creare i due *jet* lungo l'asse di rotazione della stella. I progenitori dei *LGRB* sono stelle massicce, tipicamente in ambiente con metallicità inferiore a quella del Sole, che devono aver perso o bruciato il loro strato più esterno di H ed He prima di esplodere come *SN Ic-BL*. La grande quantità di Ni necessaria a sviluppare una *SN* 10 volte più luminosa delle usuali *Sn Ic* e la posizione dei *LGRB* nella regione più luminosa della galassia ospite provano che la massa dei progenitori debba essere $\geq 40 M_{\odot}$. L'evoluzione chimicamente omogenea può avere un ruolo centrale nella formazione di un nucleo stellare massiccio tale da rientrare nel modello a *collapsar*.

Gli *SGRB* prediligono galassie di maggior metallicità e più elevata massa stellare, rispetto ai *LGRB*. Questa popolazione di *GRB* viene osservata sia in galassie *late type* che *early type*. Gli *SGRB* non sono in relazione con la luce blu della galassia ospite e spesso la loro posizione si trova a grandi distanze dal centro galattico, ciò è indicativo di una migrazione dei progenitori dal luogo di formazione. Il *redshift* medio degli *SGRB* è $z \sim 0.5$ (Berger et al. 2014). Il modello a *collapsar* derivante dalla fusione di due stelle a neutroni spiega l'origine degli *SGRB*. Dopo che il sistema ha perso energia tramite l'emissione di onde gravitazionali (*GW*), la fusione avviene in tempi scala dell'ordine dei millisecondi. A causa della grande quantità di momento angolare anche in questa configurazione si viene a formare un disco appiattito e tramite la produzione di neutrini viene liberata una grandissima quantità di energia ($\sim 10^{53} \text{ erg}$). Un possibile modo per convertire l'energia dei neutrini in fotoni è tramite la produzione di coppie e^-/e^+ , creando così un *jet* perpendicolare al disco. Questo tipo di meccanismo potrebbe, però, non riuscire a spiegare appieno il fenomeno dato che l'energia convertita sarebbe dell'ordine di $\sim 10^{49} \text{ erg}$. L'evento del *17 Agosto* ha fornito la prima conferma diretta dell'origine di questa popolazione dalla fusione di due stelle di neutroni.

La migliore comprensione del meccanismo di esplosione alla base di questi fenomeni, il perfezionamento dei modelli proposti per un migliore accordo con i tassi osservati e la risoluzione del problema riguardante la conversione dell'energia dei neutrini potrebbero essere i prossimi obiettivi nello studio dei *Gamma-Ray Burst*.

Bibliografia

- [1] Andrew, Levan; Paul, Crowther; Richard, de Grijs; Norbert, Langer; Dong, Xu; Sung-Chul, Yoon (2016), *Gamma-ray burst progenitors*.
- [2] Abbot, B.P. et al. (2017), *Multi-messenger Observations of a Binary Neutron Star Merger*.
- [3] Re'em, Sari; Tsvi, Piran; J. P., Halpern (2008), *Jets in GRBs*
- [4] Jens, Hjorth; Joshua S., Bloom (2011), *The GRB-Supernova Connection*
- [5] Drejc, Kopac; Andreja, Gomboc (2009), *Gamma-ray bursts and their afterglows*
- [6] S. E., Woosley; A. Heger; T. A., Weaver (2002), *The evolution and explosion of massive stars*
- [7] R.W., Klebesadel et al. (1973), *Observations of Gamma-Ray Bursts of Cosmic Origin*
- [8] E. P., Mazets et al. (1981), *Catalog of cosmic gamma-ray burst from the KONUS experiment data*
- [9] E. P. Mazets et al. (1982), *The 5 March 1979 event and the distinct class of short gamma bursts Are they of the same origin*
- [10] T. J., Galama et al. (1998), *Nature*, 395, 670
- [11] S. R., Bloom et al. (1999), *The unusual afterglow of the gamma-ray burst of 26 March 1998 as evidence for a supernova connection*.
- [12] A., Zeh et al. (2004), *A Systematic Analysis of Supernova Light in Gamma-Ray Burst Afterglows*
- [13] P., Ferrero et al. (2006), *The GRB 060218/SN 2006aj event in the context of other gamma-ray burst supernovae*
- [14] S. E., Woosley & J. S. Bloom (2006), *The Supernova Gamma-Ray Burst Connection*
- [15] D., Richardson (2009), *Absolute Magnitude Distribution and Light Curves of Gamma-Ray Burst Supernovae*

- [16] J. P. U., Fynbo et al. (2006), *No supernovae associated with two long-duration gamma-ray bursts.*
- [17] C. L., Fryer et al. (2007), *Light-Curve Calculations of Supernovae from Fallback Gamma-Ray Bursts.*
- [18] A. S., Fruchter et al. (2006), *Long gamma-ray bursts and core-collapse supernovae have different environments*
- [19] C., Raskin et al. (2008), *Using Spatial Distributions to Constrain Progenitors of Supernovae and Gamma-Ray Bursts*
- [20] J., Larsson et al. (2007), *A new constraint for gamma-ray burst progenitor mass*
- [21] P. A., Mazzali et al. (2007), *Keck and European Southern Observatory Very Large Telescope View of the Symmetry of the Ejecta of the XRF/SN 2006aj*
- [22] K. M., Svensson et al. (2010), *The host galaxies of core-collapse supernovae and gamma-ray bursts*
- [23] D. A., Frail et al. (2001), *Beaming in Gamma-Ray Bursts: Evidence for a Standard Energy Reservoir*
- [24] J. S., Bloom et al. (2003), *Gamma-Ray Burst Energetics and the Gamma-Ray Burst Hubble Diagram: Promises and Limitations*
- [25] J. F., Graham e Fruchter (2015), *The Relative Rate of LGRB Formation as a Function of Metallicity*
- [26] D. A., Perley et al. (2015), *The Swift GRB Host Galaxy Legacy Survey - II. Rest-Frame NIR Luminosity Distribution and Evidence for a Near-Solar Metallicity Threshold*
- [27] C., Weidner et al. (2010), *The relation between the most-massive star and its parental star cluster mass*
- [28] P. L., Kelly et al. (2008), *Long gamma-Ray Bursts and Type Ic Core-Collapse Supernovae Have Similar Locations in Hosts*
- [29] S. E., de Mink et al. (2013), *The Rotation Rates of Massive Stars: The Role of Binary Interaction through Tides, Mass Transfer, and Mergers*
- [30] P. A. Crowther (2007), *Physical Properties of Wolf-Rayet Stars*
- [31] J. S., Vink e A., de Koter (2005), *On the metallicity dependence of Wolf-Rayet winds*
- [32] C., Kouveliotou et al. (1993), *Identification of two classes of gamma-ray bursts*
- [33] N., Gehrels et al. (2005), *A short gamma-ray burst apparently associated with an elliptical galaxy at redshift $z = 0.225$*

-
- [34] J. S., Bloom et al. (2006), *Closing in on a Short-Hard Burst Progenitor: Constraints from Early-Time Optical Imaging and Spectroscopy of a Possible Host Galaxy of GRB 050509b*
- [35] W., Fong et al. (2013), *The Locations of Short Gamma-Ray Bursts as Evidence for Compact Object Binary Progenitors*
- [36] J. S., Bloom et al. (2002), *The Observed Offset Distribution of Gamma-Ray Bursts from Their Host Galaxies: A Robust Clue to the Nature of the Progenitors*
- [37] E., Berger (2010), *A Short Gamma-ray Burst "No-host" Problem? Investigating Large Progenitor Offsets for Short GRBs with Optical Afterglows*
- [38] R. L., Tunnicliffe et al. (2014), *On the nature of the 'hostless' short GRBs*
- [39] Z., Arzoumanian et al. (2002), *The Velocity Distribution of Isolated Radio Pulsars*
- [40] S. E., Woosley et al. (2002), *The evolution and explosion of massive stars*
- [41] B. D., Metzger et al. (2011), *The protomagnetar model for gamma-ray bursts*
- [42] M. B., Davies et al. (2005), *The ultimate outcome of black hole-neutron star mergers*
- [43] D., Kasen e L., Bildsten (2010), *Supernova Light Curves Powered by Young Magnetars*
- [44] B. D., Metzger et al. (2015), *The diversity of transients from magnetar birth in core collapse supernovae*
- [45] J. S., Vink et al. (2001), *Mass-loss predictions for O and B stars as a function of metallicity*
- [46] J. S., Vink e A., de Koter (2005), *On the metallicity dependence of Wolf-Rayet winds*
- [47] H. C., Spruit (2002), *Dynamo action by differential rotation in a stably stratified stellar interior*
- [48] N., Langer (1998), *Coupled mass and angular momentum loss of massive main sequence stars*
- [49] S.-C., Yoon e N., Langer (2005), *Evolution of rapidly rotating metal-poor massive stars towards gamma-ray bursts*
- [50] S. E., Woosley e A., Heger (2006), *The Progenitor Stars of Gamma-Ray Bursts*
- [51] S.-C., Yoon et al. (2012), *Evolution of massive Population III stars with rotation and magnetic fields*
- [52] B. D., Mason et al. (1998), *A Multiplicity Survey of Chromospherically Active and Inactive Stars*

- [53] M. B. N., Kouwenhoven et al. (2005), *The primordial binary population. I. A near-infrared adaptive optics search for close visual companions to A star members of Scorpius OB2*
- [54] D., Raghavan et al. (2010), *A Survey of Stellar Families: Multiplicity of Solar-type Stars*
- [55] H., Sana et al. (2010), *A MAD view of Trumpler 14*
- [56] H., Sana et al. (2012), *Binary Interaction Dominates the Evolution of Massive Stars*
- [57] H. A., Kobulnicky et al. (2014), *Toward Complete Statistics of Massive Binary Stars: Penultimate Results from the Cygnus OB2 Radial Velocity Survey*
- [58] R., de Grijs et al. (2013), *Gravitational Conundrum? Dynamical Mass Segregation versus Disruption of Binary Stars in Dense Stellar Systems*
- [59] A. M., Geller et al. (2013), *Consequences of Dynamical Disruption and Mass Segregation for the Binary Frequencies of Star Clusters*
- [60] J. J., Eldridge e E. R., Stanway (2009), *Spectral population synthesis including massive binariest*
- [61] E. R., Stanway et al. (2016), *Stellar population effects on the inferred photon density at reionization*
- [62] G. E., Brown e C.-H., Lee (2004), *The case for Case C mass transfer in the galactic evolution of black hole binaries*
- [63] C.-H., Lee et al. (2002), *Discovery of a Black Hole Mass-Period Correlation in Soft X-Ray Transients and Its Implication for Gamma-Ray Burst and Hypernova Mechanisms.*
- [64] R. G., Detmers et al. (2008), *Gamma-ray bursts from tidally spun-up Wolf-Rayet stars?*
- [65] L.-X., Li e B., Paczynski (1998), *Transient Events from Neutron Star Mergers*
- [66] S., Rosswog et al. (1999), *Mass ejection in neutron star mergers*
- [67] S., Rosswog et al. (2003), *High-resolution calculations of merging neutron stars - III. Gamma-ray bursts*
- [68] J., Barnes e D., Kasen (2013), *Effect of a High Opacity on the Light Curves of Radioactively Powered Transients from Compact Object Mergers*
- [69] B. P., Abbott et al. (2016), *Astrophysical Implications of the Binary Black Hole Merger GW150914*

-
- [70] B. P., Abbott et al. (2016), *The Rate of Binary Black Hole Mergers Inferred from Advanced LIGO Observations Surrounding GW150914*
- [71] W., Fong et al. (2013), *Demographics Of The Galaxies Hosting Short-Duration Gamma-Ray Bursts*
- [72] E., Berger et al. (2013), *An r-Process Kilonova Associated With The Short-Hard GRB 130603B*
- [73] B. D., Metzger (2017), *Kilonovae*
- [74] K., Hotokezaka (2016), *Radio Counterpart Of Compact Binary Mergers Detectable In Gravitational Waves: A Simulation For An Optimized Survey*
- [75] S. L., Shapiro e S. A., Teukolsky (1983), *Black Holes, White Dwarfs, and Neutron Stars: The Physics of Compact Objects*
- [76] LIGO Scientific Collaboration e Virgo Collaboration (2017b,c)
- [77] N., Gehrels et al. (2016), *Galaxy Strategy For LIGO-Virgo Gravitational Wave Counterpart Searches*
- [78] D. J., White et al. (2011), *A list of galaxies for gravitational wave searches*
- [79] D. A., Coulter et al. (2017), *Swope Supernova Survey 2017a (SSS17a), the optical counterpart to a gravitational wave source*
- [80] M. R., Siebert et al. (2017), *The Unprecedented Properties of the First Electromagnetic Counterpart to a Gravitational-wave Source*
- [81] I., Arcavi et al. (2017), *Optical emission from a kilonova following a gravitational-wave-detected neutron-star merger*
- [82] P. S., Cowperthwaite et al. (2017), *The Electromagnetic Counterpart of the Binary Neutron Star Merger LIGO/Virgo GW170817. II. UV, Optical, and Near-infrared Light Curves and Comparison to Kilonova Models*
- [83] C., McCully et al. (2017), *The Rapid Reddening and Featureless Optical Spectra of the Optical Counterpart of GW170817, AT 2017gfo, during the First Four Days*
- [84] D., Kasen et al. (2017), *Origin of the heavy elements in binary neutron-star mergers from a gravitational-wave event*
- [85] M., Kasliwal et al. (2017), *teXlluminating gravitational waves: A concordant picture of photons from a neutron star merger*
- [86] M., Nicholl et al. (2017), *The Electromagnetic Counterpart of the Binary Neutron Star Merger LIGO/Virgo GW170817. III. Optical and UV Spectra of a Blue Kilonova from Fast Polar Ejecta*

BIBLIOGRAFIA

- [87] S. J., Smartt et al. (2017), *A kilonova as the electromagnetic counterpart to a gravitational-wave source*
- [88] E., Troja et al. (2017), *The X-ray counterpart to the gravitational-wave event GW170817*
- [89] S. M., Adams et al. (2017), *GCN Circular 21816*
- [90] A., Albert et al. (2017), *Search for High-energy Neutrinos from Binary Neutron Star Merger GW170817 with ANTARES, IceCube, and the Pierre Auger Observatory*
- [91] E., Berger et al. (2014), *Short-Duration Gamma-Ray Bursts*