

Análisis de supernovas asociadas a estallidos de radiación gamma

María Elizabeth Favaro

Directora: Dra. Melina C. Bersten

Profesor representante: Dr. Javier A. Ahumada



Facultad de Matemática, Astronomía, Física y Computación
Universidad Nacional de Córdoba
Córdoba, Argentina
Año 2020



Análisis de supernovas asociadas a estallidos de radiación gamma por Favaro, María Elizabeth y Bersten, Melina C. se distribuye bajo una [Licencia Creative Commons Atribución – No Comercial – Sin Obra Derivada 4.0 Internacional](https://creativecommons.org/licenses/by-nc-nd/4.0/).

Agradecimientos

En primer lugar, quiero agradecer a MI FAMILIA, por permitirme estudiar lo que más me gusta y acompañarme todos estos años de carrera, por haber estado y estar presentes siempre apoyándome en cada decisión.

A Melina, por su tiempo y dedicación para enseñarme y guiarme, a pesar de la distancia.

A Javier, por su buena predisposición y ayuda en el último tramo de mi carrera.

Al grupo de supernovas de La Plata, por abrirme sus puertas y permitirme ser parte de ellos.

A mis incondicionales de todos los días, MIS AMIGOS. En especial a Na, Vane, Guada, Sofi, Juli, Vale y Belu. A mis amigos de *El Team* y *A mover el chapón*. Gracias por hacer de mis días más fáciles y felices! Gracias por alegrarse con cada logro como si fuera suyo y ayudar a levantarme después de cada batalla perdida.

A cada uno de los profesores que me acompañaron durante la carrera y que contribuyeron en mi formación tanto académica como personal.

A Ignacio y María José de Despacho de Alumnos, gracias por su calidez, paciencia y tiempo.

A FaMAF, al Observatorio y al IATE, donde pasé gran parte de mis días como estudiante.

A la Universidad Pública, Libre y Gratuita.

GRACIAS!

Somos polvo de estrellas...

Resumen

Desde hace dos décadas, se ha establecido una conexión entre estallidos de radiación gamma de larga duración (LGRB, por sus siglas en inglés, cuya duración es mayor a 2 segundos) y supernovas (SNs) de tipo Ic-bl. Si bien, este vínculo ha sido fortalecido con el aumento de detecciones de estallidos de radiación gamma asociados a explosiones de supernovas (GRB-SN) en los últimos años, aún quedan muchos interrogantes sobre su origen, características y mecanismos que los potencian.

Un método utilizado para derivar las características de las estrellas progenitoras y de las explosiones de SNs, se basa en la comparación de las observaciones con modelos hidrodinámicos. En el presente trabajo estudiamos una muestra de 5 SNs asociadas a LGRB. Mediante la implementación de un código hidrodinámico unidimensional, se calcularon diferentes modelos para las curvas de luz bolométricas y la evolución de la velocidad fotosférica. De esta manera, se lograron modelar 4 objetos de la muestra y se derivaron sus parámetros físicos, como sus masas, energía de la explosión y cantidad del material radiactivo sintetizado durante la explosión. Encontramos que para un correcto modelado de las observaciones, fue necesario asumir un modelo estelar masivo ($\sim 11 M_{\odot}$ antes de explotar) y la formación de remanentes compactos compatibles con agujeros negros estelares ($\sim 7 - 9 M_{\odot}$).

Finalmente, hemos comparado nuestras estimaciones de los parámetros físicos con aquellos encontrados en la literatura para las SNs estudiadas y para una muestra de SNs que no están asociadas a LGRB.

Palabras Claves: Estallidos de Radiación Gamma – Supernovas – Agujeros Negros Estelares – Modelos Hidrodinámicos –

Abstract

Since two decades, a connection between long-duration gamma-ray bursts (LGRB, with a duration more than 2 seconds) and type Ic-bl supernovae (SNe) has been established. Although this connection has been strengthened with the increase in detections of gamma-ray bursts associated with supernova explosions (LGRB-SNe) in recent years, many questions remain about their origin, characteristics and the mechanisms that power them.

A method used to derive the characteristics of progenitor stars and SNe explosions is based on the comparison of observations with hydrodynamic models. In the present work, we study a sample of 5 SNe associated with LGRB. By implementing a one-dimensional hydrodynamic code, different models were calculated for the bolometric light curves and the evolution of the photospheric velocity. In this way, we were able to model 4 objects in the sample and derive their physical parameters, such as their masses, explosion energy and amount of radioactive material synthesized during the explosion. We found that for a correct modelling of the observations, it was necessary to assume a massive stellar model ($11 M_{\odot}$ before the explosion) and the formation of compact remnants compatible with stellar black holes ($7 - 9 M_{\odot}$).

Finally, we have compared our estimates of the physical parameters with those found in the literature for the studied SNe and for a sample of SNe that are not associated with LGRB.

Keywords: Gamma-ray Bursts – Supernovae – Stellar Black Holes – Hydrodynamic Models

–

Pacs: 97.60.Bw Supernovae – 97.60.Lf Black holes – 96.60.tk X-ray and gamma-ray emission – 24.10.Nz Hydrodynamic models –

Índice

1	Introducción	1
1.1	Supernovas	1
1.2	Estallidos de radiación gamma	5
1.3	Conexión entre GRB y SNs Ic-bl	6
1.4	Objetivos y Metodología	9
2	Código hidrodinámico	10
2.1	Descripción del código	10
2.2	Modelos estelares iniciales	12
2.3	Curva de luz bolométrica y velocidad fotosférica	13
2.4	Exploración de parámetros	16
2.4.1	Variación del modelo pre-SN	17
2.4.2	Variación de la energía	18
2.4.3	Variación de la masa de ^{56}Ni	19
2.4.4	Variación de la mezcla de ^{56}Ni	20
3	Selección de la muestra	21
4	Resultados	25
4.1	Modelado de la muestra	25
4.1.1	Modelos estelares estándar	25
4.1.2	Modelo estelar masivo	28
4.2	Comparación con la literatura	35
4.2.1	SNs 1998bw, 2003dh, 2010bh, 2012bz	35
4.2.2	Comparación con SESNe normales	37
5	Conclusiones y trabajo a futuro	40
A	Anexos	42
A.1	Modelos estelares iniciales	42
A.2	Listado de GRB-SN detectados hasta la fecha	45

Índice de figuras

1	Esquema de clasificación de supernovas	4
2	Curvas de luz de supernovas de colapso gravitatorio	4
3	Distribución de la duración de GRB	6
4	Emisión afterglow de GRB-SN	8
5	Escenario de un GRB-SN	8
6	Perfiles de densidad para los modelos estelares estándar	13
7	Modelo de una curva de luz bolométrica	15
8	Modelo de la evolución de la velocidad fotosférica	15
9	Variación del modelo pre-SN estándar	17
10	Variación de la energía de explosión para el modelo He4	18
11	Variación de la masa de ^{56}Ni para el modelo He4	19
12	Variación de la mezcla de ^{56}Ni para el modelo He4	20
13	Muestra de supernovas	22
14	Comparación de la muestra de SNs y modelos obtenidos con el modelo estelar pre-SN He4	26
15	Comparación de la muestra de SNs y modelos obtenidos con el modelo estelar pre-SN He8	27
16	Comparación entre la SN 1998bw y el modelo He11	30
17	Deposición de rayos γ para el modelo pre-SN He11	31
18	Curvas de luz para diferentes opacidades de los rayos γ	31
19	Modelado hidrodinámico de la SN 1998bw	33
20	Modelado hidrodinámico de las SNs 2003dh y 2012bz	33
21	Modelado hidrodinámico de la SN 2010bh	34
22	Correlación entre la energía de explosión y la masa pre-SN	38
23	Correlación entre la energía de explosión y la masa de ^{56}Ni	38
24	Correlación entre la masa de ^{56}Ni y la masa pre-SN	39
25	Variación de la energía de explosión	42
26	Variación de la masa de ^{56}Ni	43
27	Variación de la mezcla de ^{56}Ni	44

Índice de tablas

1	Parámetros físicos de los modelos estelares estándar	12
2	Muestra de supernovas	21
3	Parámetros físicos de los modelos presentados en la Figura 14	26
4	Parámetros físicos de los modelos presentados en la Figura 15	28
5	Parámetros físicos del modelado de la muestra de SNs con el modelo pre-SN He11	35
6	SN 1998bw. Comparación con resultados de la literatura	36
7	SN 2003dh. Comparación con resultados de la literatura	36
8	SN 2010bh. Comparación con resultados de la literatura	37
9	SN 2012bz. Comparación con resultados de la literatura	37
10	Listado de SNs asociadas a GRB detectadas hasta la fecha	45

1 Introducción

Una estrella inicia su vida cuando en su interior se encienden las reacciones nucleares a partir de las cuales los elementos más livianos (H, He) se transforman en elementos más pesados, generando la energía necesaria para que la estrella brille durante toda su vida. La evolución de una estrella depende principalmente de su masa inicial (M_{ZAMS} , masa en la secuencia principal de edad cero), distinguiéndose dos grupos de estrellas: estrellas de baja masa si la $M_{\text{ZAMS}} \lesssim 8 M_{\odot}$ y estrellas masivas con $M_{\text{ZAMS}} \gtrsim 8 M_{\odot}$. Bajo ciertas condiciones, estas estrellas pueden terminar sus vidas explotando como supernovas.

1.1 Supernovas

Una supernova (SN) es la explosión de una estrella y uno de los eventos más espectaculares que se pueden observar en el Universo.

Los primeros registros de supernovas (SNs) se remontan al siglo II d.C. por parte de astrónomos chinos, quienes observaron y registraron objetos que aparecían repentinamente en el cielo durante un cierto tiempo y luego desaparecían. Hasta el siglo XX estos objetos fueron denominados “nova”, ya que el gran aumento de su luminosidad era interpretado como el nacimiento de una nueva estrella. Pero, no fue hasta que se establecieron las distancias a las galaxias más cercanas a través de la observación de las variables Cefeidas, que se logró la separación entre dos clases de eventos: unos menos luminosos, a los que se los siguió denominando novas, y otros con una luminosidad extraordinaria denominados “supernova” (Baade & Zwicky, 1934). Algunas de las SNs más famosas son la supernova del Cangrejo en 1054, la supernova de Tycho en 1572 y la de Kepler en 1604, ocurridas en la Vía Láctea, y la SN 1987A observada en la Gran Nube de Magallanes.

Es ampliamente aceptado que las SNs resultan a partir de dos mecanismos de explosión principales: la disrupción termonuclear de una estrella enana blanca (producto de la evolución de una estrella de baja masa) que pertenece a un sistema binario interactuante, y el colapso gravitatorio de una estrella masiva. En el primer caso, una enana blanca que de forma asilada no debería explotar, podría hacerlo si pertenece a un sistema binario en el cual existe transferencia de masa desde su compañera de secuencia principal o post-secuencia principal (Whelan & Iben, 1973; Nomoto, 1982). Este proceso de acreción puede llevar a la enana blanca hasta una condición crítica de densidad y temperatura que la llevan a explotar y destruirse por completo, sin dejar ningún remanente compacto. Un escenario alternativo para este tipo de SN es la fusión de dos enanas blancas de un sistema binario cercano (Iben & Tutukov, 1984; Benz et al., 1990; Yoon et al., 2007).

Por otro lado, las SNs de colapso gravitatorio se originan una vez que la estrella masiva desarrolla un núcleo de hierro (Fe). En esta fase, las reacciones nucleares cesan y el Fe, que tiene la mayor energía de unión por nucleón, sólo puede experimentar reacciones endoérgicas que eliminan la energía y el soporte de presión a la estrella, llevándola a su colapso. Este colapso se transforma en una explosión mediante un mecanismo hasta ahora no del todo entendido. Durante este proceso se desencadenan reacciones nucleares que generan elementos más pesados que el Fe y que luego son eyectados junto con la envoltura a altas velocidades hacia el medio interestelar, al mismo tiempo que el colapso del núcleo lleva a la formación de un remanente compacto, como una estrella de neutrones o un agujero negro.

La primera clasificación de SNs fue propuesta por Minkowski (1941) al reconocer la existencia de al menos dos tipos diferentes de SNs de acuerdo a sus características espectrales. Un grupo, denominado SNs de tipo I (SN I) caracterizado por la ausencia de H en su espectro y otro grupo, SNs de tipo II (SN II) cuyo espectro presenta fuertes líneas de hidrógeno (H). A su vez, las SNs I estaban caracterizadas por una profunda línea de absorción de Si II $\lambda 6150 \text{ \AA}$ (Turatto, 2003b). A mediados de la década de los '80, se comenzó a acumular evidencia sobre SNs I peculiares, las cuales no presentaban la línea típica de Si II. Examinando en detalle sus espectros, se distinguieron dos nuevas clases: SNs Ib si presentaban intensas líneas de He I, y SNs Ic si no se observaba He I (Wheeler & Harkness, 1986). A partir de este nuevo descubrimiento, las SNs I clásicas caracterizadas por la línea del Si II $\lambda 6150 \text{ \AA}$, fueron renombradas como SNs Ia (Turatto, 2003b).

Por otra parte, las SNs de tipo II abarcan una amplia variedad de propiedades fotométricas y espectroscópicas. Entre ellas se encuentran las subclases II-Plateau (IIP), II-Linear (IIL), IIn, I Ib y las 87A-like. Las SNs IIP y IIL corresponden a una clasificación de acuerdo a la forma de su curva de luz (CL; evolución del brillo). Las SNs IIP presentan una fase donde la luminosidad es aproximadamente constante por un período de 100 días, y las SNs IIL muestran CL que decrecen linealmente. Trabajos recientes que han analizado grandes bases de datos de SNs han demostrado que en realidad no existe una división clara entre SNs IIP y IIL, sino que más bien representan un continuo (Anderson et al., 2014). Sin embargo, esto no está completamente establecido en la literatura. Las SNs IIn y I Ib son subclases espectroscópicas. Las SNs IIn presentan un espectro dominado por intensas y angostas líneas de emisión de la serie de Balmer, indicando la interacción de la SN con un medio circumestelar pre-existente, mientras que las SNs I Ib presentan espectros tempranos similares a las SNs II (es decir, con intensas líneas de H), pero luego evolucionan a SNs deficientes en H con espectros similares a las SNs Ib (Turatto, 2003b).

Está bien establecido que las SNs Ia son el resultado del colapso termonuclear de estrellas enanas blancas en sistemas binarios, mientras que las demás SNs (IIP, IIL, I Ib, IIn, Ib, Ic) surgen del colapso gravitatorio de estrellas masivas (Woosley & Weaver, 1986). Las diferentes configuraciones de los progenitores en el momento de la explosión, las diferentes energías asociadas y la posible interacción con un medio circumestelar producen la gran variedad de SNs de colapso observada (Turatto et al., 2007). En la literatura, se suele hacer referencia al grupo de SNs I Ib,

Ib y Ic como *stripped-envelope supernovae* (SESNe), ya que muestran deficiencia o falta de H, o incluso de He. Estas SESNe podrían surgir de estrellas masivas que han sido despojadas de sus envolturas debido a fuertes vientos estelares (Conti, 1975) o debido a la interacción en sistemas binarios (Yoon et al., 2010; Lyman et al., 2016; Taddia et al., 2018). A lo largo de este trabajo, nos referiremos a este tipo de SNs como SNs normales.

Una revisión de los tipos y criterios de clasificación tradicionales de SNs está dada en los trabajos de Filippenko (1997) y Turatto et al. (2007). En la Figura 1 se muestra un esquema de la clasificación tradicional de SNs y en la Figura 2 se presentan ejemplos de las CLs bolométricas para algunas clases de SNs de colapso gravitatorio. Es importante señalar que la clasificación espectroscópica se lleva a cabo a partir del espectro óptico durante el máximo brillo de la SN, y debido a su naturaleza empírica, es incompleta y tiende a evolucionar a medida que se obtienen más datos. Particularmente, durante la última década se ha reconocido un nuevo tipo de explosiones estelares conocidas como “supernovas súperluminosas” (SLSNe, por sus siglas en inglés) con brillos de 10 a 100 veces mayores que las SNs normales (Quimby et al., 2007; Gal-Yam, 2012, 2019). Estos objetos están desafiando nuestro conocimiento sobre las fuentes que potencian sus curvas de luz. Por otro lado, se ha observado un subtipo de SNs Ic que presenta líneas espectrales más anchas que las SNs Ic conocidas, denominadas SNs Ic-bl (BL por sus siglas en inglés de *broad-lined*). A su vez, algunas de ellas han sido asociadas con estallidos de radiación gamma de larga duración.

Típicamente, una SN presenta una luminosidad del orden de $10^{10} L_{\odot}$ durante un período de semanas a meses, lo que es comparable a la luminosidad de su galaxia huésped. Durante algunas semanas, estos objetos pueden emitir energías del orden de 10^{51} erg (cantidad comúnmente conocida como 1 foe). Además, a partir del corrimiento Doppler de las líneas espectrales es posible estimar la energía cinética de la SN, revelando que las velocidades medias de expansión del material eyectado son del orden de 2000 a 10000 km s⁻¹. Para el caso de las SNs de colapso gravitatorio, la energía cinética representa sólo el 1 % de la energía liberada durante la explosión. El 99 % restante ($\sim 10^{53}$ erg) es liberada a través de neutrinos creados durante el colapso del núcleo. La detección de neutrinos en la SN 1987A (Hirata et al., 1987; Bionta et al., 1987) ha dado un soporte muy fuerte al entendimiento del mecanismo de explosión.

Las SNs tienen consecuencias de gran alcance para la astrofísica y la cosmología. Nos permiten estudiar los interiores estelares que normalmente se encuentran ocultos a nuestra vista y entender la evolución estelar. Son los principales impulsores de la evolución química del Universo. Son un factor importante en la evolución física de las galaxias, y debido a su elevada luminosidad intrínseca, en particular las SNs Ia, son candelas estándar para la determinación de las distancias cosmológicas y de la historia de expansión cósmica.

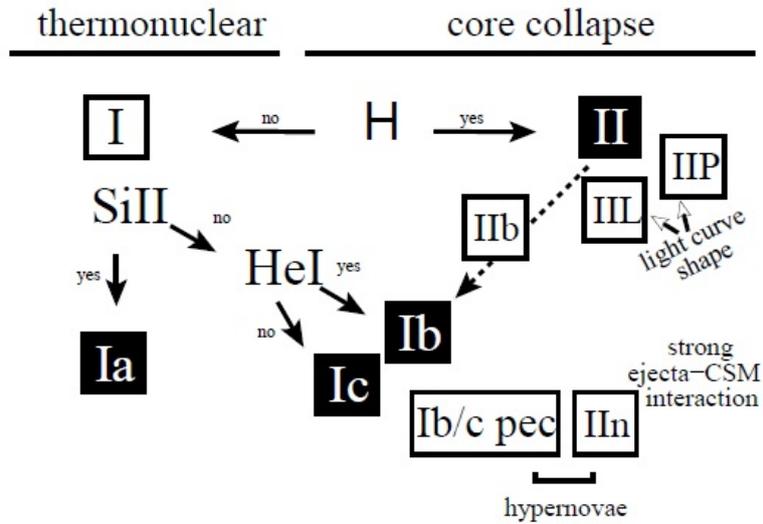


Figura 1: Esquema de clasificación de supernovas (Turatto, 2003a). Si bien observacionalmente existen muchos tipos de SNs, desde el punto de vista del mecanismo de explosión se divide principalmente en dos: la explosión termonuclear de una enana blanca en un sistema binario y el colapso gravitatorio del núcleo de una estrella masiva.

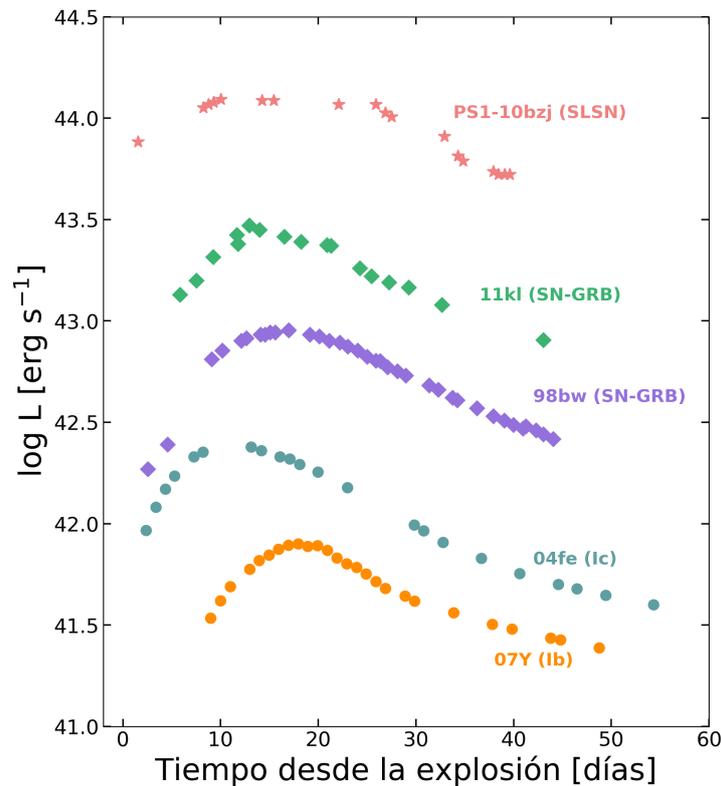


Figura 2: Curvas de luz bolométricas de algunos tipos de SNs de colapso gravitatorio. En círculos se muestran SNs Ib y Ic, en símbolos de diamante SNs Ic-Ib asociadas a GRB y con estrellas una SLSN.

1.2 Estallidos de radiación gamma

Los estallidos de radiación gamma (*Gamma-Ray Bursts* o GRB, por sus siglas en inglés), son intensos destellos de radiación de alta energía (~ 1 keV - 10 GeV, Fishman & Meegan (1995)). Las observaciones de los GRB están bien descritas por un flujo relativista proveniente de una fuente central desconocida. Luego de la emisión de rayos γ , el GRB está caracterizado por una emisión de banda ancha de larga duración, denominada *afterglow* (AG). Esta es, principalmente, radiación sincrotrón que puede observarse en todas las longitudes de onda, desde rayos γ hasta ondas de radio.

Estos estallidos presentan un amplio rango de duraciones que van del orden de los milisegundos a cientos de segundos. Kouveliotou et al. (1993) estudiaron la distribución de la duración de estos estallidos utilizando el primer catálogo de GRB desarrollado por el *Burst and Transient Source Experiment* (BATSE)¹ (Fishman et al., 1993) a bordo del Observatorio Compton de Rayos Gamma. Utilizaron una muestra de 260 GRB y encontraron que la distribución de la duración de los mismos presentaba un comportamiento bimodal. Esto los llevó a clasificarlos en dos grupos: cortos (*short-GRB*, SGRB), si tienen una duración menor a 2 segundos, o largos (*long-GRB*, LGRB) si duran más de 2 segundos. En la Figura 3 se muestra la distribución de la duración de 1637 GRB del último catálogo de BATSE (Paciesas et al., 1999), detectados entre el 19 de abril de 1991 y el 29 de agosto de 1996. Se pueden observar claramente dos picos, uno centrado en ~ 0.3 segundos y el otro en ~ 40 segundos, con un déficit de estallidos de duración de ~ 2 segundos que separa ambos grupos.

El origen de cada clase de GRB aún sigue en discusión. Los estallidos de corta duración tendrían origen en la fusión de dos estrellas de neutrones o una estrella de neutrones y un agujero negro (fenómeno conocido como “kilonova”). Uno de los descubrimientos astrofísicos más importante de los últimos tiempos, fue la detección de ondas gravitacionales (GW 170817) y un SGRB (GRB 170817A) originados a partir de la fusión de dos estrellas de neutrones (Abbott et al., 2017a,b), proporcionando la primera prueba directa del modelo propuesto para los SGRB. Por otro lado, los GRB de larga duración han sido asociados al colapso del núcleo de una estrella masiva (Norris et al., 2001; Fox et al., 2005; Lü et al., 2010). En particular, con SNs de tipo Ic-bl, las cuales representan el objeto de estudio de nuestro trabajo y que desarrollaremos en más detalle en la siguiente sección.

¹<https://heasarc.gsfc.nasa.gov/docs/cgro/cossc/>

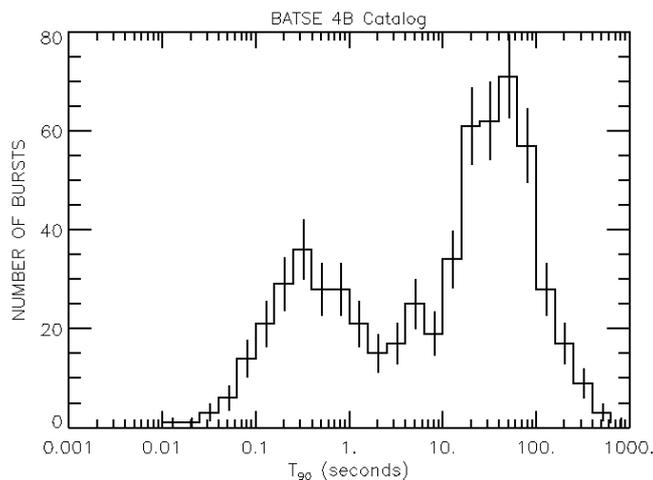


Figura 3: Distribución de la duración de una muestra de 1637 GRB del catálogo 4B del experimento BATSE a bordo del Observatorio Compton de Rayos Gamma (Paciesas et al., 1999), detectados entre el 19 de abril de 1991 y el 29 de agosto de 1996.

1.3 Conexión entre GRB y SNs Ic-bl

A principios de siglo, las observaciones revelaron un nuevo subtipo de SNs dentro del grupo de SNs Ic, caracterizadas por líneas espectrales mucho más anchas que los objetos típicos de esta clase, denominándolas SNs Ic-bl. La presencia de líneas espectrales anchas es un indicador de altas velocidades de expansión y por lo tanto, de una alta energía cinética del material eyectado. Como presentan Modjaz et al. (2016), las SNs Ic tienen velocidades medidas a partir del Fe II $\lambda 5169$ Å de $\sim 10^4$ km s⁻¹ en el máximo de brillo, mientras que las SNs Ic-bl muestran velocidades de $\sim 1.5 - 3 \times 10^4$ km s⁻¹. Velocidades de esta magnitud están relacionadas con altas energías de explosión ($\sim 10^{52}$ erg), un orden mayor al de las otras SNs (Cano, 2013; Lyman et al., 2016; Taddia et al., 2018). Además, estas SNs presentan magnitudes máximas más brillantes que las del resto de las SESNe (Taddia et al., 2019), aunque menos brillantes que las SLSNe.

Un aspecto de gran interés es el vínculo establecido entre las SNs Ic-bl y los estallidos de radiación gamma de larga duración (Woosley & Bloom, 2006; Hjorth & Bloom, 2011). La confirmación de este vínculo se ha realizado tanto fotométricamente, a través de la identificación de protuberancias en el AG del GRB (ver Figura 4), como espectroscópicamente. A su vez, la identificación de las galaxias huéspedes como galaxias con una elevada formación estelar y la ubicación de los LGRB en regiones con formación estelar activa (Bloom et al., 2002; Le Floc'h et al., 2003; Christensen et al., 2004) ofrecen evidencia indirecta de la conexión entre LGRB y estrellas masivas. Sin embargo, muchas SNs Ic-bl parecen no estar asociadas a GRB (SN 1997ef, Iwamoto et al. (2000); SN 2002ap, Deng et al. (2003); SN 2003jd, Valenti et al. (2007)). La razón de la diferencia entre SNs Ic-bl con y sin GRB aún está en debate.

La detección de la SN 1998bw ($z = 0.0087$, Galama et al. (1998b)) coincidente en espacio y tiempo con el GRB 980425 ($t \sim 30$ seg) proporcionó la primer evidencia de la asociación entre los estallidos de radiación gamma y el colapso gravitatorio de estrellas masivas. Años más tarde, se observó la primer SN asociada espectroscópicamente con un LGRB, eventos denominados como SN 2003dh y GRB 030329 ($z = 0.1685$, Mazzali et al. (2003)). Ese mismo año, se detectó otro evento similar, la SN 2003lw y el GRB 031203 ($z = 0.1055$, Malesani et al. (2004)) proporcionando una fuerte evidencia del vínculo entre estos dos fenómenos. Con el lanzamiento del satélite *Swift*² en el año 2004 (Gehrels et al., 2004), y posteriormente del telescopio *Fermi*³ en 2008, destinados al estudio y detección de estos fenómenos, el número de GRB y asociaciones GRB-SN aumentaron sustancialmente. Hasta la fecha, se ha reportado el descubrimiento de más de 20 asociaciones GRB-SN. En un estudio realizado por Cano et al. (2017), se presenta la muestra más completa de las propiedades físicas y observacionales de la emisión de los GRB y las asociaciones GRB-SN. La muestra comprende 46 GRB detectados durante los años 1998 y 2013, de los cuales 18 están asociados a SN Ic-bl. A partir del modelado analítico de las observaciones, determinan los parámetros físicos para cada evento y los valores medios de la muestra (ver Tablas 2 y 3 de Cano et al. (2017)). En la Figura 4 se muestra la emisión de 14 GRB de dicha muestra en la banda R , donde pueden apreciarse las protuberancias correspondientes a las SNs, excepto para la SN 2003dh (GRB 030329) dado que su AG presentó un elevado brillo.

El modelo teórico más aceptado para explicar la formación de un LGRB a partir del colapso gravitatorio de una estrella masiva, se conoce como modelo *collapsar* propuesto por MacFadyen & Woosley (1999) y MacFadyen et al. (2001). Los modelos teóricos establecen que posteriormente al colapso del núcleo de una estrella masiva, se forma un remanente compacto que puede ser una estrella de neutrones o un agujero negro. Ambos objetos, bajo las condiciones correctas, podrían operar como el motor central para producir un LGRB (Cano et al., 2017). La acreción de material alrededor del remanente conduciría a la formación de un *jet* bipolar relativista que emite radiación gamma (ver Figura 5). El modelo *collapsar* sugiere que hay suficiente energía cinética ($20\text{--}50 \times 10^{51}$ erg) en el viento del disco de acreción que puede utilizarse para disgregar explosivamente la estrella, como así también para sintetizar suficiente material radiactivo ($\sim 0.5 M_{\odot}$ de ^{56}Ni) para hacer brillar a la SN.

Otro posible escenario, es el modelo de *magnetar* (Metzger et al., 2007; Usov, 1992; Bucciantini et al., 2008; Metzger et al., 2011). En este caso, el remanente compacto es una estrella de neutrones altamente magnetizada, también denominado *magnetar*, ($B \sim 10^{14\text{--}15}$ G) y con una rápida rotación (con un período $P \sim 1\text{--}10$ ms). Un ejemplo reciente, es el de la SN 2011kl asociada a un LGRB (GRB 111209A; Hoversten et al. (2011)). Bersten et al. (2016) lograron modelar satisfactoriamente su CL asumiendo la formación de un magnetar.

²<https://swift.gsfc.nasa.gov/>

³<https://fermi.gsfc.nasa.gov/>

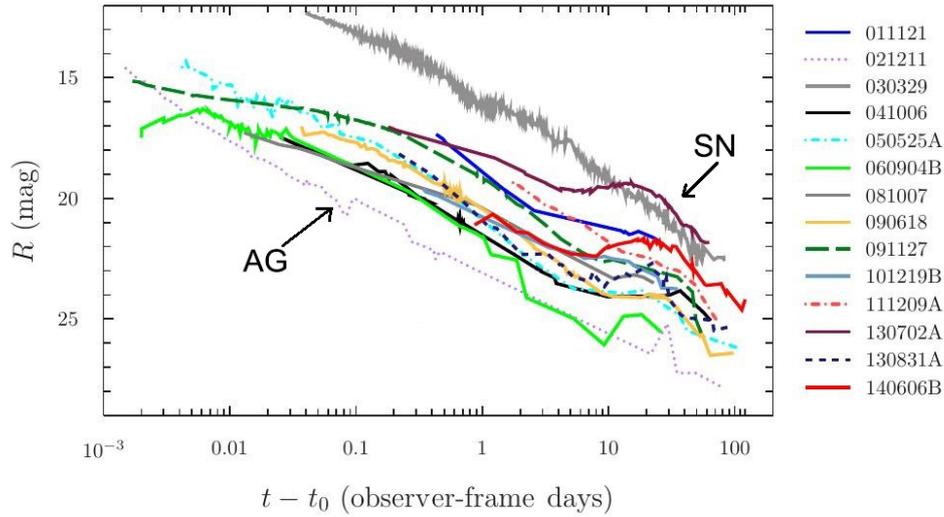


Figura 4: Emisión *afterglow* de 14 GRB asociados a SNs, en la banda R (Cano et al., 2017). Se observan las protuberancias correspondientes a las SNs para todos los eventos excepto en SN 2003dh (GRB 030329), debido al intenso brillo de su AG.

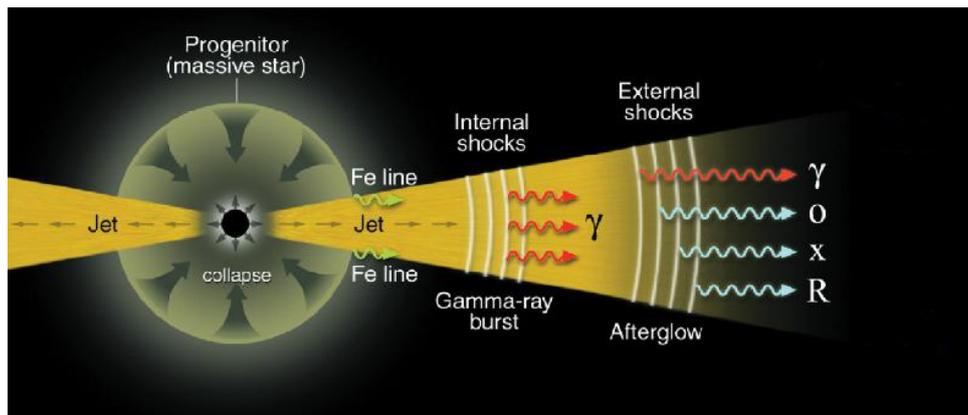


Figura 5: Escenario para la formación de un GRB a partir del colapso gravitatorio de una estrella masiva. La creación de un *jet* relativista produce un estallido de radiación gamma; a medida que desacelera por la interacción con el medio interestelar, se produce la emisión de AG en longitudes de onda más largas (Mészáros, 2001).

1.4 Objetivos y Metodología

A pesar de que el vínculo entre SN Ic-bl y GRB está bien establecido, aún quedan muchos interrogantes, por lo cual, el análisis de las asociaciones de GRB-SN confirmadas es crucial para entender la naturaleza de sus progenitores. Si bien en todos los casos las SNs han sido clasificadas como SNs Ic-bl, aún no está del todo claro si las propiedades físicas de estos eventos son sistemáticamente diferentes a las de otras SNs Ic-bl que no han sido detectadas acompañadas de un GRB o si es un efecto geométrico debido a una explosión asimétrica.

Es por esto que nos proponemos derivar los parámetros físicos de un grupo selecto de SNs de tipo Ic-bl que están asociadas a estallidos de radiación gamma de larga duración. Una manera de derivar parámetros físicos de SNs, como la masa y el radio del progenitor, así como la energía y la nucleosíntesis producidas durante la explosión, es a partir del modelado hidrodinámico de sus curvas de luz bolométricas y velocidades de expansión (Shigeyama & Nomoto (1990), Blinnikov et al. (1998), entre otros). Para llevar a cabo este modelado, haremos uso de un código hidrodinámico desarrollado por Bersten et al. (2011) que nos permite simular la explosión de una SN y calcular modelos teóricos de sus curvas de luz bolométricas y velocidades de expansión. Finalmente, haremos una comparación de los parámetros obtenidos para nuestra muestra con los parámetros determinados en la literatura para SESNe que no están asociadas a LGRB. En particular, utilizaremos los parámetros derivados de una gran muestra de SNs observadas por el programa “Carnegie Supernova Project” (CSP, Hamuy et al. (2006), Taddia et al. (2018)).

2 Código hidrodinámico

A continuación se describe el código numérico utilizado en este trabajo a fin de realizar el modelado de las curvas de luz bolométricas y de las velocidades de expansión para la muestra de SNs seleccionada (Sección 3). En la Sección 2.1 se presentan las ecuaciones hidrodinámicas y de transporte radiativo incluidas en el código; en la Sección 2.2 se describen los modelos estelares iniciales que se implementaron como condiciones iniciales; en la Sección 2.3 se presentan los detalles sobre las CLs bolométricas y la evolución de la velocidad fotosférica que se obtienen con nuestro código, y finalmente, en la Sección 2.4 se presenta un estudio de la dependencia de la CL bolométrica y la evolución de la velocidad fotosférica cuando se varían los parámetros físicos de interés.

2.1 Descripción del código

Disponemos de un código hidrodinámico unidimensional lagrangiano desarrollado por Bersten et al. (2011) que simula la explosión de SN y permite calcular la evolución de diferentes propiedades físicas. En nuestro trabajo, nos centraremos en la evolución de la luminosidad bolométrica (i.e., CL bolométrica) y de la velocidad fotosférica.

La explosión de SN se simula mediante la inyección de una cierta cantidad de energía cerca del centro de la estrella progenitora (i.e., la estrella antes de explotar). Esta energía induce la formación de una poderosa onda de choque que se propaga a través del progenitor transformando la energía térmica y cinética de la materia en energía que puede ser radiada desde la superficie estelar. Durante la propagación de la onda de choque, la nucleosíntesis explosiva produce isótopos inestables del grupo del Fe, principalmente ^{56}Ni . El decaimiento del ^{56}Ni produce rayos γ energéticos que proveen energía extra que calienta la envoltura de la SN y contribuye a potenciar la CL.

Nuestros modelos de SNs se calculan mediante la integración numérica de las ecuaciones hidrodinámicas (1-5) utilizando el método de diferencias finitas. En este sistema de ecuaciones se realizan varias aproximaciones. Asumimos que el movimiento del fluido puede describirse por un flujo unidimensional con simetría esférica. A su vez, las ecuaciones están expresadas en función de la coordenada lagrangiana masa m en lugar del radio r , para describir la estructura del objeto. El transporte radiativo se trata en la aproximación de difusión para los fotones ópticos con la prescripción de flujo limitado de Levermore & Pomraning (1981). Esta aproximación asume que la radiación y la materia están fuertemente acopladas con una única temperatura característica y una distribución espectral de la energía descrita por la función de cuerpo negro. Por otro lado, necesitamos calcular la difusión de los rayos γ producidos por el decaimiento radiactivo del ^{56}Ni , desde el lugar donde fueron emitidos hasta las regiones más externas. Para calcular esto, el código resuelve la transferencia de rayos γ en la aproximación gris, asumiendo que los rayos γ interactúan con la materia sólo a través de la absorción.

Las ecuaciones de la hidrodinámica y el transporte radiativo de un sistema asumiendo simetría esférica expresadas en función de la coordenada lagrangiana masa m son las siguientes:

- Definición de velocidad:

$$\frac{\partial r}{\partial t} = u \quad (1)$$

- Conservación de la masa:

$$V = \frac{1}{\rho} = \frac{4\pi}{3} \frac{\partial r^3}{\partial m} \quad (2)$$

- Conservación del momento:

$$\frac{\partial u}{\partial t} = -4\pi r^2 \frac{\partial}{\partial m} (P + q) - \frac{Gm}{r^2} \quad (3)$$

- Conservación de la energía:

$$\frac{\partial E}{\partial t} = \epsilon_{\text{Ni}} - \frac{\partial L}{\partial m} - (P + q) \frac{\partial V}{\partial t} \quad (4)$$

- Transporte radiativo:

$$L = -(4\pi r^2)^2 \frac{\lambda a c}{3\kappa} \frac{\partial T^4}{\partial m} \quad (5)$$

donde V es el volumen específico (volumen por unidad de masa), P es la presión total (del gas y de la radiación), y q es una viscosidad artificial incluida para poder tratar numéricamente la propagación de ondas de choque, utilizando la expresión dada por Von Neumann & Richtmyer (1950), E es la energía interna total por unidad de masa, incluyendo gas y radiación, ϵ_{Ni} es la energía depositada por el decaimiento radiactivo del ^{56}Ni , T es la temperatura de la materia y radiación, κ es la opacidad media de Rosseland, a es la constante de radiación, c la velocidad de la luz y L la luminosidad. Por último, λ es el llamado “limitador de flujo”, incluido en la ecuación de transporte radiativo en la aproximación de difusión.

Además de estas ecuaciones, es necesario conocer la ecuación de estado (EOS) que relaciona P , T y ρ . La EOS es incluida en el código considerando las contribuciones de la materia, la radiación y las ionizaciones parciales (ver más detalles en Bersten et al. (2011)). Por otro lado, las opacidades medias de Rosseland, κ , utilizadas en nuestros cálculos se incorporan mediante tablas de opacidad públicas. En el caso de $T > 6 \times 10^4$ K usamos las tablas dadas por Iglesias & Rogers (1996) y referencias en ellas, y son complementadas con la tabla de opacidad proporcionada por Alexander & Ferguson (1994) para temperaturas más bajas, que incluye opacidades moleculares. Las tablas se interpolan entre sí para garantizar una transición suave en $T = 10^4$ K.

Resolviendo el sistema de ecuaciones (1-5) se obtiene una descripción completa de la estructura del objeto a través de la determinación de r , u , V , T y L en función de m y del tiempo. Para llevar a cabo esto, es necesario asumir algún modelo estelar inicial en equilibrio hidrostático. El mismo es introducido en el código y representará la estructura y condiciones de la estrella antes de explotar. En §2.2 se presentan los modelos estelares iniciales adoptados en este trabajo.

La descripción completa del código puede verse en Bersten et al. (2011).

2.2 Modelos estelares iniciales

Existen dos tipos de modelos estelares iniciales (o pre-SN): modelos obtenidos a partir de cálculos de evolución estelar (modelos evolutivos), y aquellos que no provienen de cálculos evolutivos (modelos paramétricos). En nuestro trabajo, utilizamos modelos pre-SN evolutivos de estrellas individuales ricas en He, ya que por el momento no se dispone de estructuras estelares libres de He en la literatura. Los mismos han sido calculados siguiendo la evolución completa de la estrella desde la ZAMS hasta la etapa de pre-supernova. Los parámetros físicos que describen a estos modelos y que serán utilizados a lo largo del trabajo son los siguientes: la masa de la estrella en la ZAMS (M_{ZAMS}), la masa (M_{preSN}) y radio (R_{preSN}) de la estrella antes de explotar, la masa del remanente compacto (estrella de neutrones o agujero negro) que se forma durante la explosión (M_{cut}) y la masa eyectada (M_{ej}), definida como $M_{\text{ej}} = M_{\text{preSN}} - M_{\text{cut}}$.

Usualmente las masas inferidas para SNs Ib o Ic son menores a $8 M_{\odot}$ al momento de la explosión (ver por ejemplo Drout et al. (2011), Taddia et al. (2018), entre otros). A estos modelos nos referiremos como modelos estelares estándar.

A continuación presentamos modelos pre-SN de estrellas de He de distintas masas desarrollados por Nomoto & Hashimoto (1988). Empleamos cinco modelos iniciales con masas de He de $3.3 M_{\odot}$ (He3.3), $4 M_{\odot}$ (He4), $5 M_{\odot}$ (He5), $6 M_{\odot}$ (He6) y $8 M_{\odot}$ (He8), correspondientes a estrellas con masas en la ZAMS de 13, 15, 18, 20 y $25 M_{\odot}$, respectivamente (Nomoto & Hashimoto (1988), Tanaka et al. (2009)). A su vez, asumimos valores fijos para la M_{cut} , similares a la masa del núcleo de Fe del cual se supone que se forma el remanente compacto. Este valor depende de la masa inicial de la estrella, para más detalles ver Tanaka et al. (2009).

En la Tabla 1 se detallan los valores de los parámetros físicos para cada modelo, y en la Figura 6 se presentan sus perfiles de densidad en función de la masa y el radio.

Tabla 1: Parámetros físicos de los modelos estelares estándar desarrollados por Nomoto & Hashimoto (1988).

Modelo	M_{ZAMS} [M_{\odot}]	M_{preSN} [M_{\odot}]	R_{preSN} [R_{\odot}]	M_{cut} [M_{\odot}]	M_{ej} [M_{\odot}]
He3.3	13	3.3	2.5	1.4	1.9
He4	15	4	2.3	1.5	2.5
He5	18	5	1.7	1.6	3.4
He6	20	6	2.2	1.7	4.3
He8	25	8	1.3	1.85	6.15

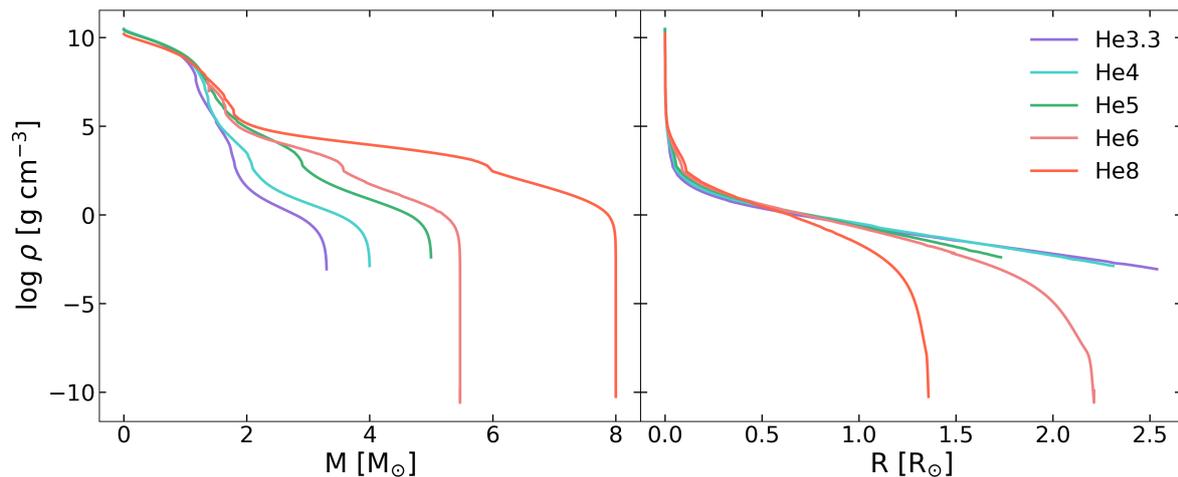


Figura 6: Perfiles de densidad en función de la masa (izquierda) y del radio (derecha) para los modelos He3.3 (violeta), He4 (cian), He5 (verde), He6 (rosa) y He8 (rojo).

2.3 Curva de luz bolométrica y velocidad fotosférica

La curva de luz de una SN es la evolución del brillo en función del tiempo. Es posible obtener CLs en diferentes bandas fotométricas o CLs bolométricas, que son el resultado de integrar el flujo sobre todas las frecuencias. La CL de una SN representa una herramienta muy valiosa para extraer información de la explosión y su progenitor. En este trabajo utilizaremos CLs bolométricas.

En la Figura 7 se muestra una CL bolométrica obtenida con nuestro código (línea continua rosa), indicándose sus diferentes fases. La inyección de energía cerca del centro del progenitor produce una poderosa onda de choque que acelera y calienta la materia depositando energía mecánica y térmica en las sucesivas capas de la envoltura hasta llegar a la superficie estelar (*shock breakout*, SBO). En este momento, la energía comienza a ser irradiada (Grasberg et al., 1971; Weaver, 1976) y la temperatura y la luminosidad bolométrica aumentan repentinamente hasta llegar a su máximo unas horas después del estallido. Luego del SBO, se produce una violenta expansión, que da lugar al enfriamiento de las capas más externas y a un aumento del radio fotosférico. La L bolométrica y la temperatura de la eyecta disminuyen durante la expansión, y la fotosfera se mueve hacia adentro (en coordenada masa) en la eyecta. La L continuará disminuyendo hasta llegar a un valor L_{\min} a un instante t_{\min} . Esta etapa está representada por el máximo inicial que se observa en la CL bolométrica y que se conoce como *shock peak*.

Durante la propagación de la onda de choque, se produce una nucleosíntesis explosiva donde parte del material del progenitor se quema en elementos más pesados. Entre estos productos, se sintetizan isótopos inestables del grupo del hierro (Bodansky et al., 1968; Truran et al., 1967). El decaimiento de estos isótopos y la subsiguiente termalización, producen rayos γ que quedan atrapados en la eyecta, calentándola y proporcionando la energía necesaria para potenciar la CL durante un segundo máximo denominado $^{56}\text{Ni peak}$ en el cual alcanza una luminosidad L_{\max}

a un instante t_{\max} , seguido de una *cola radiactiva*. El isótopo radiactivo más abundantemente producido es el ^{56}Ni que decae con una vida media de 6,1 días a ^{56}Co , que a su vez decae con una vida media de 77,7 días a ^{56}Fe estable. En caso de ausencia de material radiactivo ($M_{\text{Ni}} = 0$, ver línea de trazos negra en la Figura 7), no se produce el ^{56}Ni peak y la SN resulta en un evento transitorio extremadamente rápido y muy difícil de observar.

Es importante aclarar que el primer pico de la CL (*shock peak*) es extremadamente difícil de observar por su corta duración, y a lo largo del trabajo haremos referencia al pico potenciado por radiactividad (^{56}Ni peak) como el máximo principal.

La CL depende de varios parámetros físicos de la estrella progenitora como su masa y radio, como así también de la energía de explosión, la cantidad de material radiactivo (M_{Ni}) sintetizado durante la explosión y la mezcla de este material en la eyecta. Modelando las CLs es posible derivar estos parámetros. Sin embargo, en la práctica nos encontramos que, modelando solamente las CL, existe una degeneración entre algunos de estos parámetros. Para romper con esta degeneración, se suele complementar el modelado fotométrico con información espectral. Es por esto que en nuestro análisis vamos a considerar a su vez la evolución de la velocidad fotosférica inferida a partir de mediciones de las líneas espectrales.

La velocidad fotosférica, como lo indica su nombre, corresponde a la velocidad que adopta la fotosfera. Para ser consistentes con los modelos de atmósfera, definimos la posición de la fotosfera como la capa donde la profundidad óptica total del continuo es $\tau = 2/3$. Con esta definición, la fotosfera es esencialmente la superficie de la última dispersión, es decir, es la capa más externa desde donde se emiten fotones. En la práctica, las velocidades fotosféricas se estiman a partir de ciertas líneas espectrales, como por ejemplo $\text{H}\alpha$, $\text{Si II } \lambda 6355 \text{ \AA}$, $\text{Fe II } \lambda 5169 \text{ \AA}$, entre otras. En nuestro caso, utilizaremos las velocidades medidas a partir de la línea de $\text{Fe II } \lambda 5169 \text{ \AA}$ ya que esta línea se forma en regiones internas de la SN y se ha propuesto como un buen estimador de la velocidad fotosférica (Dessart & Hillier, 2005). En la Figura 8 se muestra un modelo de la evolución de la velocidad fotosférica obtenido con nuestro código, para el caso típico de una SN potenciada por el decaimiento del ^{56}Ni . Inicialmente, la fotosfera, que se encuentra en las capas más externas de la eyecta, alcanza una velocidad muy alta al ser alcanzada por la onda de choque. A medida que la envoltura eyectada se va enfriando y la fotosfera se mueve hacia adentro, en coordenada masa, las velocidades comienzan a disminuir hasta que la fotosfera alcanza la región central del objeto y ahí decae fuertemente.

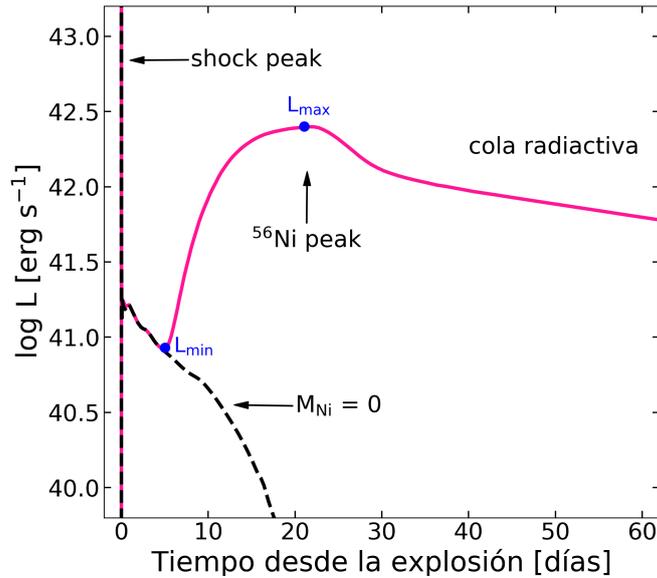


Figura 7: Modelo de una curva de luz bolométrica típica de una SN (línea continua rosa) cuando la $M_{\text{Ni}} \neq 0$. Se observa el *shock peak* potenciado por la energía liberada en la explosión, el $^{56}\text{Ni peak}$ y la cola radiactiva potenciados por el decaimiento del material radiactivo ^{56}Ni . Se indican también, las luminosidades mínima (L_{min}) y máxima (L_{max}). En línea de trazos negra se muestra el caso en que no hay presencia del material radiactivo ($M_{\text{Ni}} = 0$), haciendo de la SN un transitorio extremadamente rápido y muy difícil de observar.

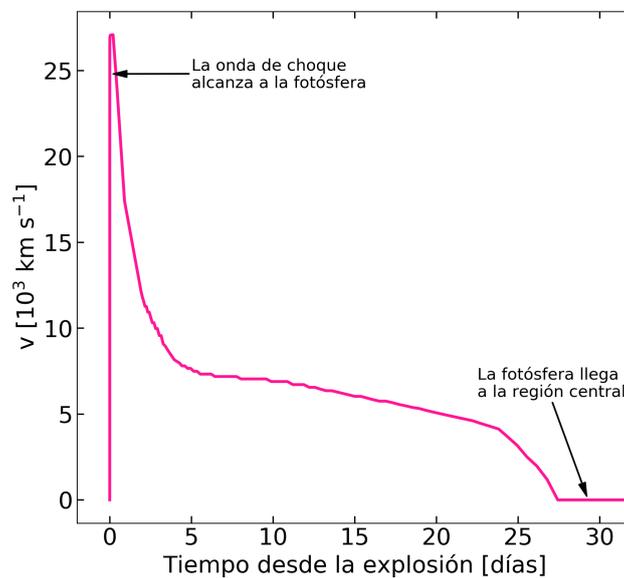


Figura 8: Modelo de la evolución de la velocidad fotosférica de una SN potenciada por el decaimiento del material radiactivo. Se observa un pico máximo cuando la onda de choque alcanza a la fotosfera. Luego, la fotosfera se mueve hacia adentro del progenitor, disminuyendo su velocidad hasta alcanzar la región central donde su velocidad decae fuertemente.

2.4 Exploración de parámetros

Para realizar el modelado hidrodinámico de las CLs bolométricas y la evolución de la velocidad fotosférica, primero necesitamos conocer cómo son afectados nuestros observables (CLs y velocidades) cuando se varían los parámetros libres del código. Específicamente, cuando variamos el modelo pre-SN, la energía de explosión (E), la cantidad de ^{56}Ni producido durante la nucleosíntesis explosiva (M_{Ni}) y su mezcla dentro del progenitor (mix). Este último parámetro determina hasta qué fracción de la masa pre-SN se extiende la masa de ^{56}Ni , y asumimos que la misma se distribuye de forma constante dentro del progenitor. Es decir, si la masa pre-SN es de, por ejemplo $M_{\text{preSN}} = 4 M_{\odot}$ y la mezcla de ^{56}Ni es $\text{mix} = 0.5$, significa que la masa de ^{56}Ni asumida se va a extender desde el centro del progenitor hasta la mitad de su masa, en este caso $2 M_{\odot}$, de forma constante. Por otro lado, haremos referencias a mayores mezclas de ^{56}Ni si el $\text{mix} \gtrsim 0.5$, o a menores mezclas en caso contrario. Este estudio previo nos permitió familiarizarnos con el código y sus resultados, al mismo tiempo que nos sirvió como guía al momento de modelar las observaciones.

Se consideraron los siguientes valores para los parámetros libres:

- Modelos pre-SN: He3.3, He4, He5, He6, He8 (descritos en § 2.2).
- E : 0.5, 1.0, 2.0 foe.
- M_{Ni} : 0.05, 0.1, 0.5 M_{\odot} .
- mix : 0.5, 0.7, 0.9.

Como punto de partida, adoptamos un modelo de referencia con los siguientes parámetros $E = 1$ foe, $M_{\text{Ni}} = 0.1 M_{\odot}$ y $\text{mix} = 0.7$. A partir de este modelo se fue variando uno de los parámetros dejando los otros dos fijos.

A continuación presentamos los resultados de este estudio. En § 2.4.1 se expone la dependencia de la CL y la velocidad fotosférica al variar el modelo pre-SN, es decir, cuando cambia la masa del progenitor. En las siguientes secciones, § 2.4.2 – 2.4.4, se presenta la dependencia con la E , M_{Ni} y mix utilizando el modelo pre-SN He4. El análisis también se realizó con los otros modelos pre-SN que disponemos, obteniendo resultados similares. Los mismos están expuestos en el Anexo A.1.

2.4.1 Variación del modelo pre-SN

En la Figura 9 se muestran las CLs bolométricas y velocidades fotosféricas obtenidas para cada uno de nuestros modelos pre-SN asumiendo los parámetros del modelo de referencia.

Notamos que mientras menos masivo sea el progenitor, la evolución de la CL en el tiempo es más rápida. Esto significa que la CL alcanza el máximo más rápido y la cola radiativa disminuye su L más rápido. A su vez, las L_{\min} y L_{\max} son más altas y ocurren a instantes t_{\min} y t_{\max} más tempranos. Otro rasgo a mencionar sobre las CLs es que se vuelven más brillantes y angostas para modelos cada vez menos masivos (por ejemplo, los modelos He3.3 y He4).

Por otro lado, se alcanzan velocidades fotosféricas mayores para modelos menos masivos, aunque el efecto es menos notorio.

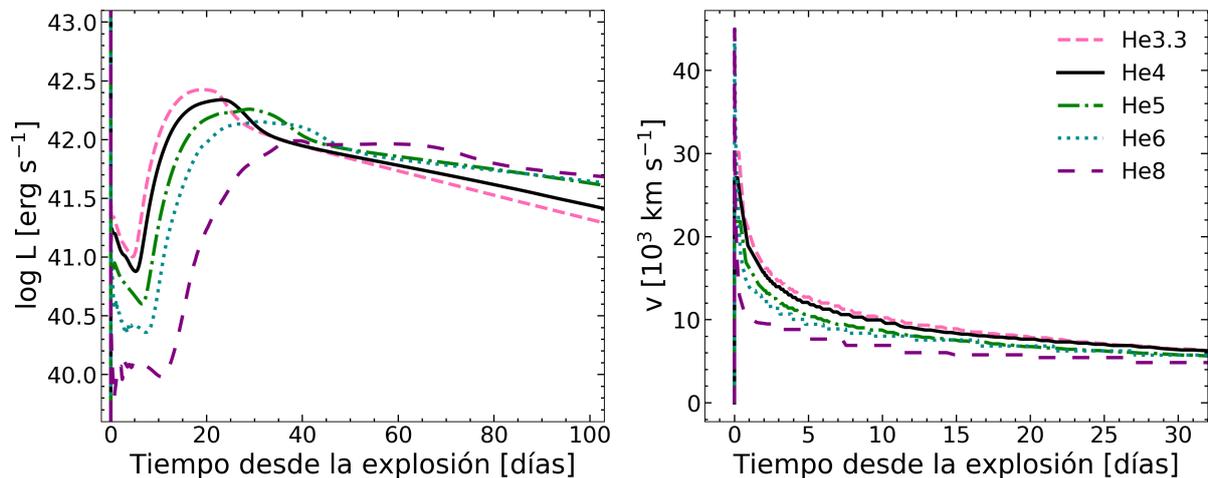


Figura 9: Curvas de luz bolométricas (izquierda) y velocidades fotosféricas (derecha) de los modelos pre-SN He3.3, 4, 5, 6 y 8 (Nomoto & Hashimoto (1988)) con los parámetros del modelo de referencia, $E = 1$ foe, $M_{\text{Ni}} = 0.1 M_{\odot}$ y $\text{mix} = 0.7$.

2.4.2 Variación de la energía

A continuación estudiamos la dependencia de la CL y la velocidad fotosférica con la energía de explosión dejando fijo $M_{\text{Ni}} = 0.1 M_{\odot}$ y $\text{mix} = 0.7$ utilizando el modelo pre-SN He4. Los resultados se muestran en la Figura 10.

Encontramos que existe una marcada dependencia con el valor de la energía inyectada tanto de la CL como de la velocidad. A mayores energías obtenemos CLs más brillantes, angostas y tempranas, al mismo tiempo que la L de la cola radiactiva disminuye más rápido. Las L_{min} y L_{max} son más altas y ocurren a instantes t_{min} y t_{max} más tempranos.

Respecto a las velocidades fotosféricas, son más altas a mayores energías de explosión.

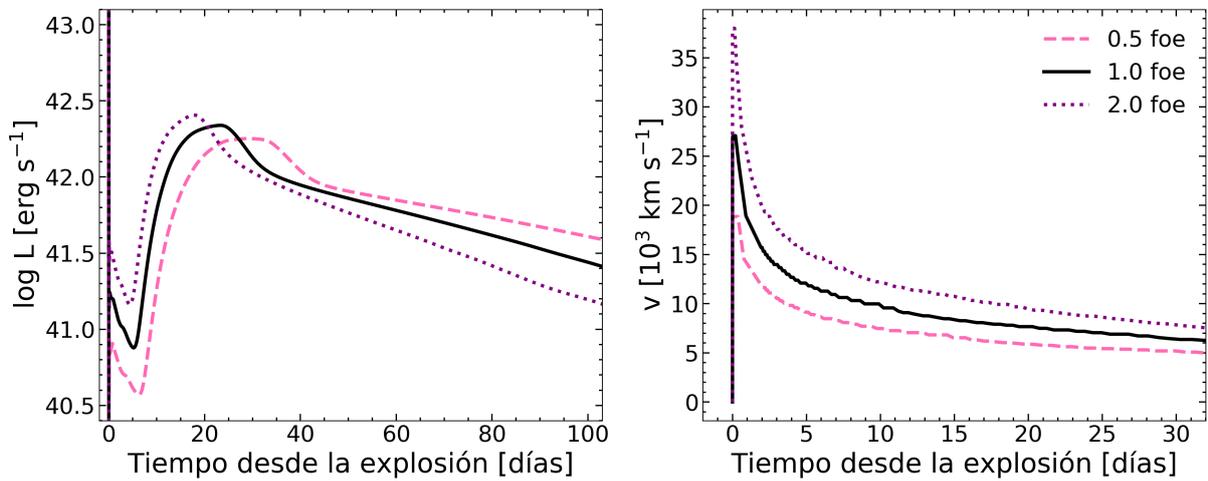


Figura 10: Curvas de luz (izquierda) y velocidades fotosféricas (derecha) para el modelo pre-SN He4, tomando diferentes valores de la energía de explosión (0.5, 1.0, 2.0 foe) y dejando fijos $M_{\text{Ni}} = 0.1 M_{\odot}$ y $\text{mix} = 0.7$.

2.4.3 Variación de la masa de ^{56}Ni

Consideremos ahora la dependencia de la CL y la velocidad fotosférica con la masa de ^{56}Ni producida durante la nucleosíntesis explosiva, utilizando el modelo pre-SN He4 y dejando fijos $E = 1$ foe y la mezcla de ^{56}Ni dentro del progenitor, $\text{mix} = 0.7$. Los resultados se muestran en la Figura 11.

El efecto que tiene la masa de ^{56}Ni sobre la CL se observa a partir de los ~ 10 días desde la explosión. Previo a esto, las CLs son similares, y no se observan diferencias en el t_{min} y la L_{min} entre las CLs. A medida que aumenta la masa de ^{56}Ni , la CL se vuelve notoriamente más brillante y ancha. La cola radiactiva también se ve fuertemente afectada, con un significativo aumento de la L , pero la pendiente de decaimiento pareciera no estar afectada. Por otro lado, el instante t_{max} , al cual se llega a la L_{max} , no presenta variaciones importantes.

A diferencia de los resultados hallados al considerar distintos modelos pre-SN y variar la energía de explosión (Secciones 2.4.1 y 2.4.2, respectivamente), observamos que la cantidad de ^{56}Ni no muestra ningún efecto sobre las velocidades fotosféricas.

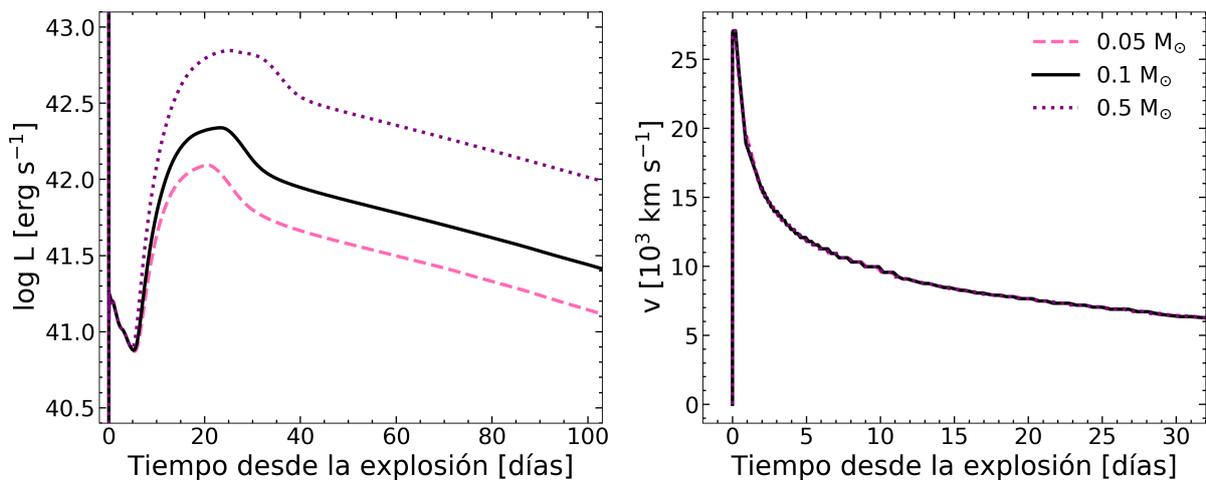


Figura 11: Curvas de luz (izquierda) y velocidades fotosféricas (derecha) para el modelo pre-SN He4, tomando diferentes valores de la masa de ^{56}Ni (0.05 , 0.1 , $0.5 M_{\odot}$) dejando fijos $E = 1$ foe y $\text{mix} = 0.7$.

2.4.4 Variación de la mezcla de ^{56}Ni

Por último, estudiamos el comportamiento de las CLs y velocidades al variar la mezcla de ^{56}Ni dejando fijo $E = 1 \text{ foe}$ y $M_{\text{Ni}} = 0.1 M_{\odot}$, para el caso del modelo pre-SN He4. Los resultados se muestran en la Figura 12.

Los efectos de la mezcla de ^{56}Ni dentro del progenitor, son mucho más notorios para los instantes previos al máximo ($t < t_{\text{max}}$). Para mayores mezclas de ^{56}Ni ($\text{mix} > 0.5$), la CL se vuelve más temprana, es decir, los instantes t_{min} y t_{max} se desplazan hacia la izquierda. También se observa un aumento de la L_{min} , mientras que la L_{max} prácticamente no se ve modificada. Asimismo, hay un ligero ensanchamiento de la curva para mezclas mayores de ^{56}Ni .

En cuanto a las velocidades fotosféricas, no se ven afectadas por la mezcla de ^{56}Ni .

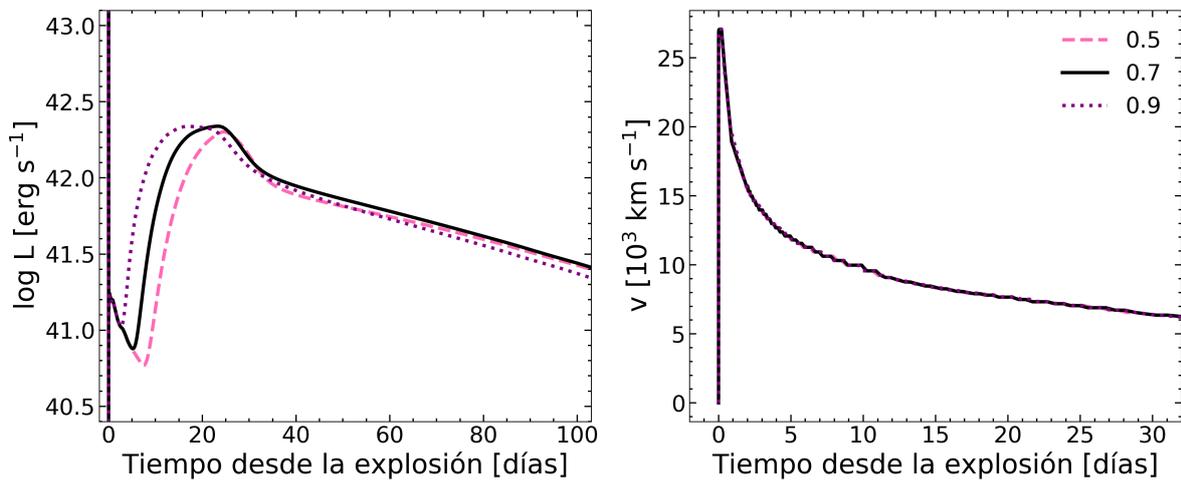


Figura 12: Curvas de luz (izquierda) y velocidades fotosféricas (derecha) para el modelo pre-SN He, tomando diferentes valores de la mezcla de ^{56}Ni (0.5, 0.7, 0.9) dejando fijos $E = 1 \text{ foe}$ y $M_{\text{Ni}} = 0.1 M_{\odot}$.

3 Selección de la muestra

A continuación presentamos los detalles de la muestra seleccionada de SNs asociadas a LGRB, a fin de estudiar las características de las estrellas progenitoras y sus explosiones mediante la implementación del código hidrodinámico presentado en la Sección 2.

Luego de un cuidadoso estudio de los objetos existentes en la literatura (ver Anexo A.2), hemos seleccionado aquellas SNs que poseen una buena cobertura temporal de sus CLs bolométricas y velocidades de expansión medidas a partir de la línea del Fe II $\lambda 5169$ Å, propiedades necesarias para realizar un correcto modelado hidrodinámico y determinar los parámetros físicos del progenitor y la explosión. La muestra consiste en 5 SNs: SN 1998bw, SN 2003dh, SN 2006aj, SN 2010bh y SN 2012bz. En la Tabla 2 se presenta la denominación del evento GRB-SN, la fecha de descubrimiento, *redshift* de la galaxia huésped, z , y su correspondiente referencia. En la Figura 13 se muestran las CLs bolométricas y la evolución de las velocidades de expansión de las SNs seleccionadas. Los datos de cada SN han sido extraídos de artículos científicos publicados y detallados más adelante en la descripción de cada SN. Si bien la muestra es pequeña, encontramos una gran variedad en luminosidades y anchos de las CLs como así también en sus velocidades de expansión, lo cual implica una diversidad en las propiedades de sus progenitores.

La muestra está formada por eventos GRB-SN muy interesantes, como por ejemplo la SN 1998bw que representa la primera detección de este tipo de asociación y la más cercana y estudiada hasta la fecha (Galama et al., 1998b; Patat et al., 2001; Clocchiatti et al., 2011). También incluye la SN 2006aj asociada a un LGRB de baja luminosidad (o Flash de Rayos-X, XRF 060218) siendo uno de los estallidos más largos (~ 2100 segundos) detectado. A continuación, presentamos una breve descripción de cada una de las SNs de nuestra muestra.

Tabla 2: Muestra seleccionada de las asociaciones GRB-SN.

GRB	SN	Fecha de descubrimiento	z	t_{GRB} [s]	Referencia
980425	1998bw	28 de abril de 1998	0.0085	30	Galama et al. (1998b)
030329	2003dh	29 de marzo de 2003	0.1685	25	Hjorth et al. (2003)
060218	2006aj	18 de febrero de 2006	0.03342	2100	Pian et al. (2006)
100316D	2010bh	16 de marzo de 2010	0.059	1300	Bufano et al. (2010a)
120422A	2012bz	25 de abril de 2012	0.283	10	Melandri et al. (2012)

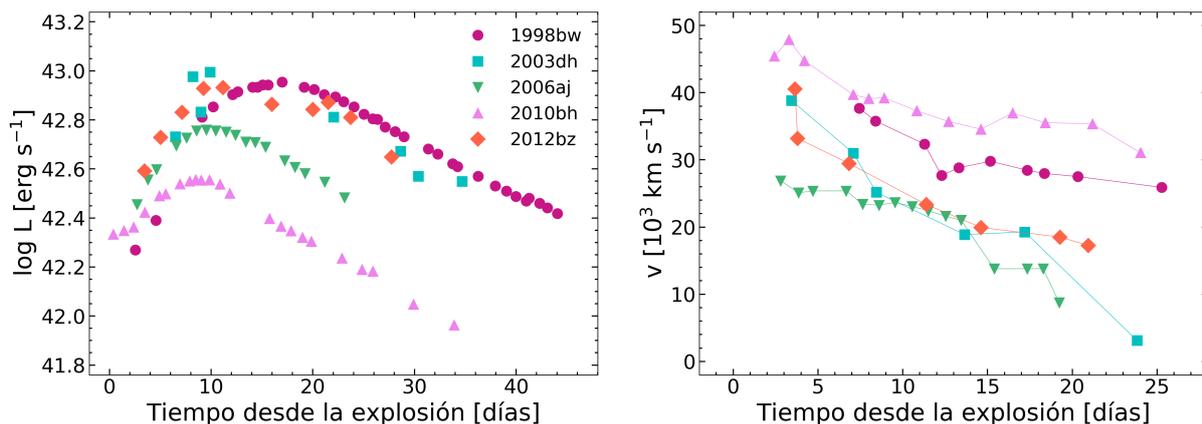


Figura 13: Curvas de luz bolométricas (izquierda) y velocidades fotosféricas (derecha) de la muestra de SNs.

- **SN 1998bw**

La SN 1998bw fue descubierta por Galama et al. (1998b) y fue la primera SN en coincidir temporal y espacialmente con un GRB. El GRB 980425 fue detectado por la *Wide Field Cameras* (WFCs) y el *Gamma Ray Burst Monitor* (GRBM) a bordo del satélite *BeppoSAX* (Boella et al., 1997) el 25 de abril de 1998, con una duración de ~ 30 segundos. El estallido se localizó en un brazo espiral de la galaxia ESO 184-G82 (Soffitta et al., 1998) aproximadamente a unos 40 Mpc ($z = 0.00856$). Galama et al. (1998a) reportaron la aparición de una fuente puntual al comparar dos imágenes tomadas con el *New Technology Telescope*⁴ (NTT), dentro de la misma área donde se detectó el GRB 980425. Posteriormente, se confirmó que se correspondía a una SN.

La ausencia de H y He en el espectro temprano de la SN 1998bw, y la falta de Si II $\lambda 6150$, permitieron clasificarla como una SN de tipo Ic. A su vez, el espectro presentaba líneas mucho más anchas que las de SNs Ic conocidas, a partir de las cuales se estimó una velocidad de expansión excepcionalmente alta ($\sim 30000 \text{ km s}^{-1}$; Patat et al. (2001)). La SN fue inusualmente brillante, siendo su luminosidad comparable a la de una SN Ia ($M_V \sim -19.2 + 5 \log h_{65}$; Galama et al. (1998b)). Para conseguir tal luminosidad sería necesario sintetizar una gran cantidad de ^{56}Ni ($\sim 0.7 M_{\odot}$) durante la explosión (Galama et al., 1998b). Estas características sugieren que la SN fue producto de una explosión extremadamente energética (Iwamoto et al., 1998; Höflich et al., 1999; Woosley et al., 1999; Nakamura et al., 2001; Patat et al., 2001).

La CL bolométrica utilizada en este trabajo fue extraída de Pian et al. (2006) y las velocidades de expansión de Schulze, S. et al. (2014).

⁴<https://www.eso.org/public/teles-instr/lasilla/ntt/>

- **SN 2003dh**

La SN 2003dh fue descubierta a partir del espectro óptico del GRB 030329. Esta fue la primera confirmación espectral que vinculó a las SNs con los GRB (Hjorth et al., 2003). El 29 de marzo de 2003 el satélite espacial *High Energy Transient Explorer*⁵ de la NASA (HETE-II) detectó el GRB más brillante hasta ese momento (Price et al., 2003) con una duración de ~ 25 segundos, localizado en una galaxia anónima a $z = 0.1685$ (810 Mpc, Hjorth et al. (2003)).

Alrededor del 8 de abril de 2003, en el espectro del GRB se detectaron características de una SN (Hjorth & Bloom (2011) y referencias allí). La ausencia de líneas de H, He y Si II $\lambda 6150$ Å, permitieron clasificarla como una SN de tipo Ic. Nuevamente, se observaron líneas espectrales anchas indicando altas velocidades de expansión, $v \sim 36000 \pm 3000$ km s⁻¹ medida a partir de la línea de Si II $\lambda 6355$ Å (Hjorth et al., 2003), considerablemente mayor a la medida para la SN 1998bw. Por otro lado, debido al elevado brillo del AG, la CL de la SN estaba totalmente oculta (Lipkin et al., 2004). Luego de la extracción del brillo correspondiente al GRB, se logró observar la CL similar a la SN 1998bw (Hjorth et al., 2003; Matheson & Garnavich, 2003).

La CL bolométrica utilizada en este trabajo fue extraída de Pian et al. (2006) y las velocidades de expansión de Schulze, S. et al. (2014).

- **SN 2006aj**

El 18 de febrero de 2006, el satélite *Swift*⁶ detectó un Flash de Rayos X (XRF 060218), también denominado GRB de baja luminosidad y designado por GRB 060218. El estallido cuya duración fue de unos ~ 2100 segundos, es uno de los más largos, y se ubicó en una galaxia a un redshift de $z = 0,03342 \pm 0,00002$, correspondiente a una distancia de ~ 140 Mpc (Pian et al., 2006).

Pian et al. (2006) reportaron el descubrimiento óptico de una SN de tipo Ic, intrínsecamente menos luminosa por un factor de 2 que las demás SNs asociadas a LGRB, pero más luminosa que otras SNs sin GRB. Las líneas de absorción anchas se asemejaban a las de una SN Ic-bl. A partir del modelado espectroscópico, derivaron una velocidad fotosférica intermedia entre GRB-SN (~ 25000 km s⁻¹) y otras SNs Ic-bl sin GRB asociados (~ 10000 km s⁻¹).

El descubrimiento de esta SN extendió la conexión de GRB-SN a XRF-SN más débiles, apuntando a una mayor diversidad entre SNs asociadas a LGRB y XRFs. Este hecho podría estar relacionado con las diferentes masas de las estrellas progenitoras (Pian et al., 2006).

La CL bolométrica utilizada en este trabajo fue extraída del trabajo de Pian et al. (2006) y las velocidades de expansión de Schulze, S. et al. (2014).

⁵<https://heasarc.gsfc.nasa.gov/docs/hete2/hete2.html>

⁶<https://swift.gsfc.nasa.gov/>

- **SN 2010bh**

El 16 de marzo de 2010, el satélite *Swift* detectó un GRB de ~ 1300 segundos de duración a un $z = 0.059$ (Stamatikos et al., 2010) (254 Mpc Bufano et al. (2012)).

Chornock et al. (2010); Stamatikos et al. (2010); Bufano et al. (2010b) y Wiersema et al. (2010) informaron sobre el descubrimiento espectroscópico de una supernova asociada con GRB 100316D. El espectro mostraba un continuo muy azul indicativo de una población joven, además de líneas muy anchas similares a las observadas en SN Ic-bl asociadas a LGRB (Chornock et al., 2010). A partir de estas se midió una velocidad de expansión de hasta 47000 km s^{-1} , muy superior a la de la SN 19998bw (Bufano et al., 2012). Sin embargo, esta SN fue más débil que las otras asociaciones conocidas. Esto sugiere que el evento fue altamente energético ($E \sim 10^{52}$ erg) pero con una producción de material radiactivo más baja ($M_{\text{Ni}} = 0.12 \pm 0.02 M_{\odot}$, Bufano et al. (2012)), similar al de SNs normales.

La CL bolométrica utilizada en este trabajo fue extraída del trabajo de Cano et al. (2011) y las velocidades de expansión de Schulze, S. et al. (2014).

- **SN 2012bz**

El 22 de abril de 2012, el satélite *Swift* detectó un GRB de 10 segundos, ubicado en una galaxia anónima a $z = 0.28$ (Tanvir et al., 2012; Schulze et al., 2012). Días más tarde se confirmó espectroscópicamente la presencia de una SN Ic-bl (Wiersema et al., 2012; Malesani et al., 2012; Sanchez-Ramirez et al., 2012). La SN alcanzó una $M_V = -19.7$, 0.3 magnitudes más brillante que la SN 1998bw (Schulze, S. et al., 2014). La CL y la evolución de las velocidades de esta SN son muy similares a las observaciones de la SN 2003dh.

La CL bolométrica utilizada en este trabajo fue extraída del trabajo de Melandri et al. (2012) y las velocidades de expansión de Schulze, S. et al. (2014).

4 Resultados

En este capítulo nos proponemos derivar los parámetros físicos (masas, radio, y energía) de la muestra de SNs presentadas en la Sección §3, a partir del modelado hidrodinámico de sus CLs bolométricas y la evolución de sus velocidades de expansión simultáneamente, haciendo uso del código descrito en §2. La elección de los parámetros fue guiada por las tendencias de los modelos estudiados en la Sección §2.4 y en el Anexo A.1, hasta encontrar aquellos modelos que mejor reprodujeran las observaciones, elegidos mediante inspección visual. En la Sección §4.1.1 presentamos el modelado de la muestra utilizando los modelos estelares estándar presentados en la 2.2 y en la Sección §4.1.2 utilizando un modelo estelar más masivo. Finalmente, realizamos una comparación de los parámetros obtenidos en este trabajo con los encontrados en la literatura para cada una de las SNs modeladas (§4.2.1) y con una muestra de 31 SESNe estudiada por Taddia et al. (2018) (§4.2.2).

4.1 Modelado de la muestra

4.1.1 Modelos estelares estándar

En primer lugar se intentó modelar las CLs y velocidades fotosféricas de las SNs de la muestra empleando los modelos estelares calculados por Nomoto & Hashimoto (1988), correspondientes a estrellas de He con masas de 3.3, 4, 6 y 8 M_{\odot} previas a la explosión y cuyos parámetros fueron detallados en la Tabla 1.

En la Figura 14 se muestra una comparación entre las CLs y velocidades de las SNs seleccionadas (Sección 3) con modelos hidrodinámicos calculados a partir del modelo pre-SN He4. Los parámetros físicos de los modelos calculados se detallan en la Tabla 3, en todos los casos se asumió una mezcla de ^{56}Ni igual a 0.98. Los modelos en línea sólida negra se corresponden a modelos con baja energía de explosión y que logran representar, en rasgos generales, la forma y luminosidad de las CLs de las SNs. Sin embargo, el valor de la energía no es suficiente para reproducir las velocidades fotosféricas de ninguna de las SNs, ya que dichas velocidades están muy por debajo de las observadas. Consideremos ahora energías más altas de tal forma de obtener valores más cercanos a las velocidades de las SNs, como muestran los modelos en líneas de trazos rojas. En estos casos, obtenemos CLs muy angostas y con máximos que se dan a épocas mucho más tempranas que las CLs observadas. Esto podría solucionarse si eligiéramos masas de ^{56}Ni más grandes, ya que como vimos en §2.4.3, mayor M_{Ni} produce CLs más anchas, pero también incrementan su luminosidad generando una mayor discrepancia con las observaciones. Por lo tanto, no hemos podido encontrar soluciones que reproduzcan conjuntamente las CLs y velocidades para ninguna de las SNs de nuestra muestra utilizando el modelo pre-SN He4.

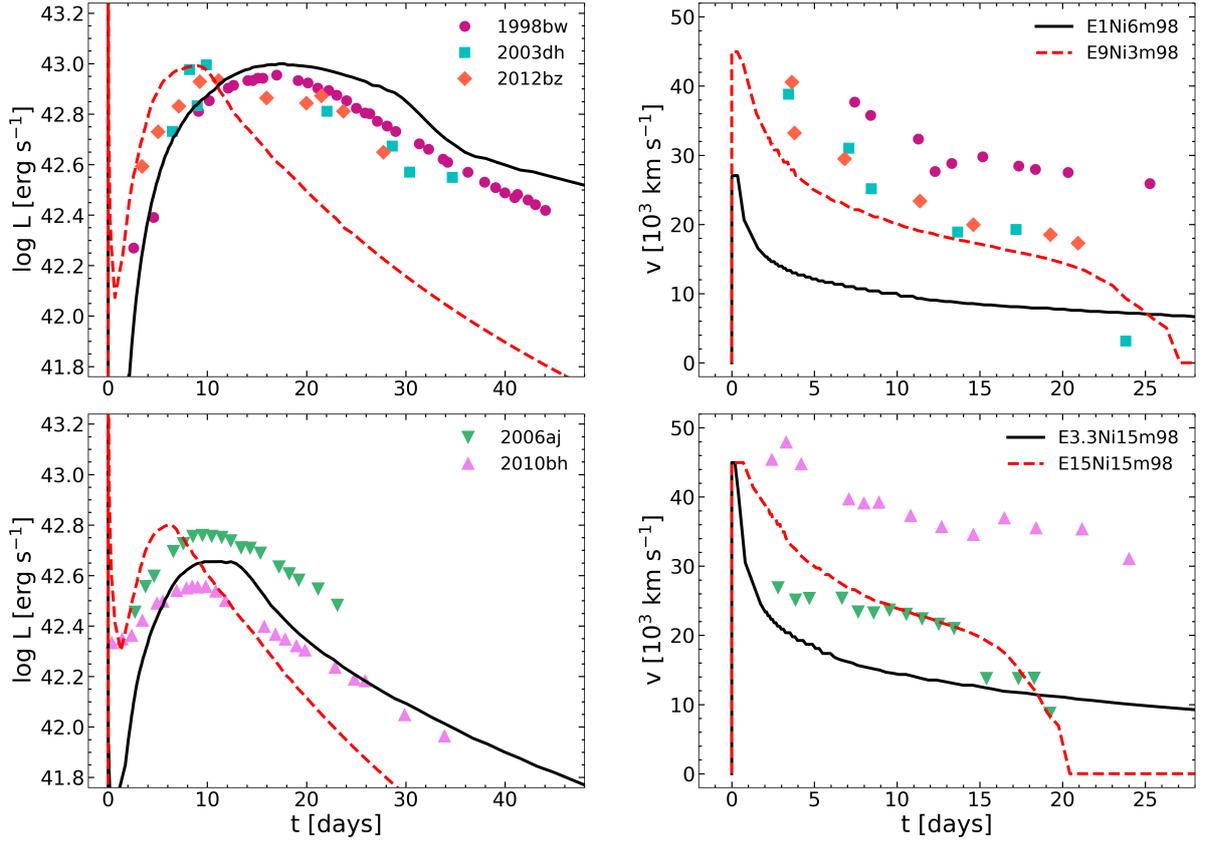


Figura 14: Comparación entre las observaciones de la muestra de SNs y modelos obtenidos con el modelo estelar pre-SN He4. **Izquierda:** CLs bolométricas. **Derecha:** Evolución de las velocidades fotosféricas. **Arriba:** SNs 1998bw, 2003dh y 2012bz. En línea sólida negra un modelo con $E = 1$ foe y $M_{\text{Ni}} = 0.6 M_{\odot}$. En línea de trazos roja un modelo con $E = 9$ foe y $M_{\text{Ni}} = 0.15 M_{\odot}$. **Abajo:** SNs 2006aj y 2010bh. En línea sólida negra un modelo con $E = 3.3$ foe y $M_{\text{Ni}} = 0.15 M_{\odot}$. En línea de trazos roja un modelo con $E = 15$ foe y $M_{\text{Ni}} = 0.15 M_{\odot}$. En todos los casos se asumió una mezcla de ^{56}Ni igual a 0.98.

Tabla 3: Parámetros físicos utilizados en los modelos hidrodinámicos presentados en la Figura 14 a partir del modelo estelar pre-SN He4. En todos los casos se asumió una mezcla de ^{56}Ni igual a 0.98.

SN	Modelo	E (foe)	M_{Ni} (M_{\odot})
1998bw, 2003dh, 2012bz	E1Ni6m98 E9Ni3m98	1.0 9.0	0.60 0.30
2006aj, 2010bh	E3.3Ni15m98 E15Ni15m98	3.3 15	0.15 0.15

Repetimos este procedimiento para los otros modelos pre-SN estándar (He3.3, He5, He6, He8), obteniendo resultados similares. En la Figura 15 presentamos un ejemplo de esto utilizando el modelo estándar más masivo, He8. Los parámetros físicos de los modelos calculados se detallan en la Tabla 4. Nuevamente los modelos en línea sólida negra se corresponden con modelos de baja energía de explosión que intentan reproducir la forma y luminosidad de las CLs de las SNs, pero la energía no alcanza para reproducir las velocidades observadas. Por otro lado, los modelos en línea azul de trazos se corresponden a modelos más energéticos, los cuales, en algunos casos, logran alcanzar las altas velocidades observadas pero con problemas para reproducir la forma de las CLs.

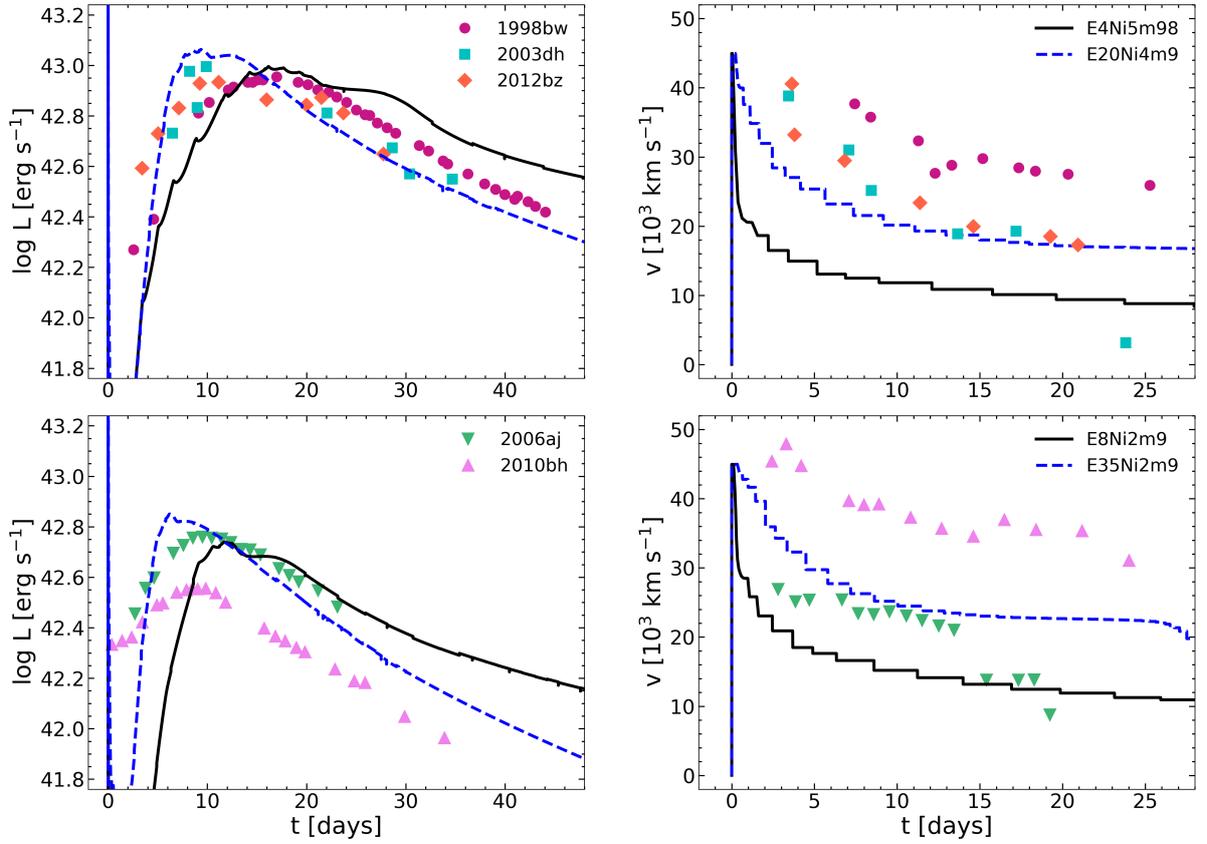


Figura 15: Comparación entre las observaciones de la muestra de SNs y modelos obtenidos con el modelo estelar pre-SN He8. **Izquierda:** CLs bolométricas. **Derecha:** Evolución de las velocidades fotosféricas. **Arriba:** SNs 1998bw, 2003dh y 2012bz. En línea sólida negra un modelo con $E = 4$ foe, $M_{\text{Ni}} = 0.5 M_{\odot}$ y $\text{mix} = 0.98$. En línea de trazos azul un modelo con $E = 20$ foe, $M_{\text{Ni}} = 0.4 M_{\odot}$ y $\text{mix} = 0.9$. **Abajo:** SNs 2006aj y 2010bh. En línea sólida negra un modelo con $E = 8$ foe, $M_{\text{Ni}} = 0.2 M_{\odot}$ y $\text{mix} = 0.9$. En línea de trazos azul un modelo con $E = 35$ foe, $M_{\text{Ni}} = 0.2 M_{\odot}$ y $\text{mix} = 0.9$.

Tabla 4: Parámetros físicos utilizados en los modelos hidrodinámicos presentados en la Figura 15 a partir del modelo estelar pre-SN He8.

SN	Modelo	E (foe)	M_{Ni} (M_{\odot})	mix
1998bw, 2003dh, 2012bz	E4Ni5m98	4.0	0.50	0.98
	E20Ni4m9	20.0	0.40	0.9
2006aj, 2010bh	E8Ni2m9	8.0	0.20	0.9
	E35Ni2m9	35.0	0.20	0.9

A partir de estos resultados concluimos que **los modelos pre-SN estándar, cuyas masas se corresponden con los valores típicos derivados para SNs Ib y Ic normales, no nos permitieron encontrar soluciones que modelen conjuntamente las CLs y velocidades fotosféricas de la muestra de SNs.**

No obstante, hemos visto a partir del análisis realizado en §2.4.1, que el ancho de la CL depende fuertemente de la masa del progenitor, M_{preSN} , volviéndose más ancha para progenitores cada vez más masivos. Por lo que una solución posible es utilizar modelos pre-SN más masivos que el modelo He8. Esta alternativa es explorada en la siguiente sección.

4.1.2 Modelo estelar masivo

Presentamos a continuación, el modelado de la muestra de SNs utilizando un modelo pre-SN más masivo calculado por el Lic. Laureano Martínez⁷ (IALP - UNLP)⁸ utilizando el código público de evolución estelar MESA⁹ (Paxton et al., 2011) y denotado por He11. Este modelo se corresponde a una estrella en la ZAMS de $30 M_{\odot}$ con una masa pre-SN de $11 M_{\odot}$ y un radio de $5 R_{\odot}$ antes de la explosión. Notar que este modelo presenta un radio mayor respecto a los modelos pre-SN estándar presentados en la Tabla 1. Esto se debe a que el modelo posee una envoltura más extensa de baja densidad y rica en H. La presencia de dicha envoltura, sólo puede afectar la CL en épocas más tempranas, anteriores al aumento de la luminosidad debido al ^{56}Ni (ver Bersten et al. (2011)). La masa del remanente compacto que asumimos es de $2.5 M_{\odot}$, correspondiente a la formación del núcleo de Fe, lo que resulta en una masa eyectada de $8.5 M_{\odot}$. Para utilizar este modelo fue indispensable elaborar una subrutina en Fortran para llevarlo al mismo formato de lectura utilizado en el código hidrodinámico.

⁷laureano@carina.fcaglp.unlp.edu.ar

⁸Instituto de Astrofísica de La Plata, Universidad Nacional de La Plata.

⁹Modules for Experiments in Stellar Astrophysics. <http://mesa.sourceforge.net/>

A fin de modelar la muestra de SNs con el modelo masivo He11, realizamos el mismo procedimiento utilizado anteriormente en la Sección 4.1.1. Luego de una intensiva exploración de los parámetros físicos (E , M_{Ni} , mix), en la Figura 16 presentamos una comparación entre las observaciones de la SN 1998bw y un modelo con los siguientes parámetros: $E = 33$ foe, $M_{\text{Ni}} = 0.6 M_{\odot}$ y $\text{mix} = 0.85$. Podemos ver que el modelo reproduce satisfactoriamente la evolución de la velocidad de la SN 1998bw. Sin embargo, el modelo difiere considerablemente en la CL. En particular, notamos que la luminosidad correspondiente a la cola radiactiva está sobreestimada y presenta un comportamiento mucho más lento respecto a las observaciones. Por otro lado, el ancho de la CL y su L_{max} son ligeramente menores que las observaciones, para mejorar esto, deberíamos aumentar la M_{Ni} , lo que nos llevaría a una mayor discrepancia con las observaciones en la cola radiactiva.

Para tratar de entender este comportamiento analizamos las diferentes contribuciones a la L bolométrica. Como ha sido mencionado en la Sección 2.3, la L durante el máximo principal y la cola radiactiva es dominada por la energía depositada en la eyecta por los rayos γ generados durante el decaimiento del ^{56}Ni en ^{56}Co y posteriormente en ^{56}Fe . Sin embargo, no todos los fotones γ que se producen van a depositar su energía en la eyecta. Es esperable que una fracción no despreciable de éstos pueda escaparse. El código que disponemos, calcula la deposición de energía de los rayos γ en cada punto de la eyecta. Es importante mencionar que la deposición de esta radiación depende principalmente de dos factores, de la opacidad asumida para los rayos γ (κ_{γ}), y del perfil de densidad de la eyecta.

A partir de esto, en la Figura 17 presentamos el mismo modelo que describimos antes, pero ahora incluimos la luminosidad producida por la radiación γ asumiendo que todos los fotones γ depositan su energía en la eyecta ($L_{\gamma\text{tot}}$) y los que efectivamente son depositados ($L_{\gamma\text{depo}}$). La diferencia entre las luminosidades $L_{\gamma\text{tot}}$ y $L_{\gamma\text{depo}}$ determinan la cantidad de rayos γ que se pierden y no entregan energía al material eyectado. La curva de trazos muestra que una gran parte de esta radiación es depositada en la eyecta a partir de los 30 días desde la explosión, aumentando la luminosidad de la cola radiactiva por encima de las observaciones. Sin embargo, notamos que la L bolométrica (línea sólida) no es exactamente igual a la $L_{\gamma\text{depo}}$, porque existe una energía residual de la explosión.

La imposibilidad de encontrar un modelo que pueda reproducir las observaciones en épocas tempranas (alrededor del máximo) y tardías (durante la cola) para este tipo de objetos ha sido mencionada y analizada en la literatura. Maeda et al. (2003) han propuesto que una posible solución es asumir un modelo de dos componentes. Este modelo consiste en considerar valores para la opacidad de la radiación γ diferentes en la región central y en la región externa de la eyecta. De este modo, la radiación γ podría escaparse más fácilmente en unas zonas más que otras. La justificación de este modelo de dos componentes vendría del hecho de que la explosión en este tipo de eventos, que tienen asociados *jets* energéticos, podrían ser más asimétricas que otras explosiones. Con lo cual, el uso de modelos que asumen simetría esférica no serían adecuados para modelar las observaciones y podría solucionarse parcialmente considerando más de una componente en la eyecta.

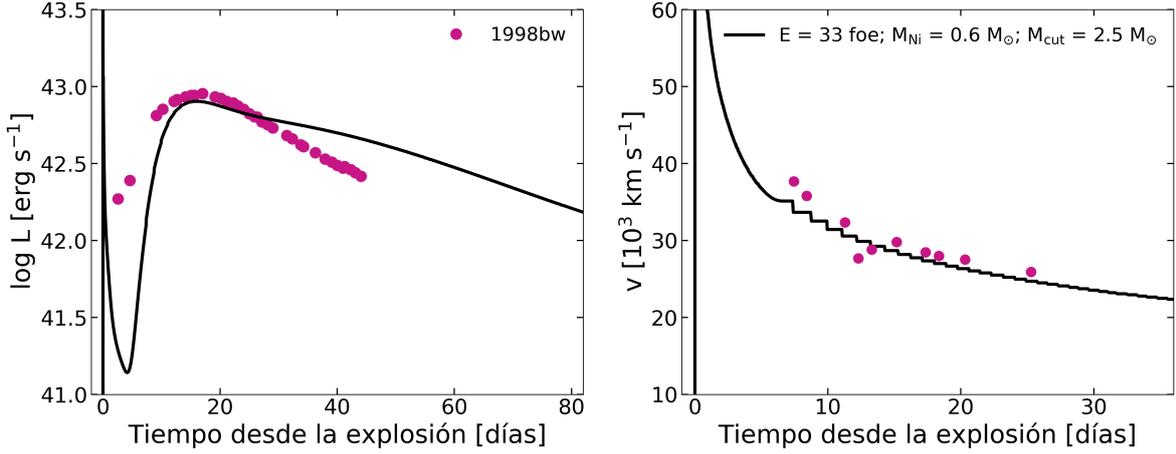


Figura 16: Comparación de la CL (izquierda) y la evolución de la velocidad fotosférica (derecha) de la SN 1998bw (círculos violeta) y un modelo calculado a partir del modelo pre-SN He11 (línea sólida) con los siguientes parámetros físicos: $E = 33$ foe, $M_{\text{Ni}} = 0.6 M_{\odot}$, $\text{mix} = 0.85$ y $M_{\text{cut}} = 2.5 M_{\odot}$.

Nosotros exploramos esta idea. En primer lugar calculamos un modelo con una opacidad de la radiación γ (κ_{γ}) menor que la utilizada en nuestro código, donde $\kappa_{\gamma} = 0.03 \text{ cm}^2 \text{ g}^{-1}$ (ver Bersten et al. (2011) y referencias). El valor que hemos considerado acá es $\kappa_{\gamma} = 0.008 \text{ cm}^2 \text{ g}^{-1}$. La idea es ver qué efecto tiene esto en las CLs. El modelo obtenido se presenta en el panel izquierdo de la Figura 18. Nuevamente, en línea sólida se presenta la CL bolométrica obtenida con el modelo He11 y parámetros $E = 33$ foe, $M_{\text{Ni}} = 0.6 M_{\odot}$, $\text{mix} = 0.85$ y $M_{\text{cut}} = 2.5 M_{\odot}$ con el valor reducido para κ_{γ} . Asimismo, se muestra la luminosidad total debido a los rayos γ en línea de puntos y la luminosidad debida a los rayos γ depositados en la eyecta en línea de trazos. En este caso, obtenemos una cola radiactiva con un decaimiento más rápido y semejante a las observaciones. Sin embargo, este modelo no reproduce el ancho y el máximo de la CL, por lo cual decidimos estudiar un modelo donde κ_{γ} dependa del tiempo. Esto sería equivalente a suponer dos valores diferentes de la opacidad para el núcleo y la envoltura como lo propuesto por Maeda et al. (2003), ya que la posición de la fotosfera depende del tiempo. Específicamente, asumimos un valor de $\kappa_{\gamma} = 0.03 \text{ cm}^2 \text{ g}^{-1}$ para $t < 30$ días y un valor de $\kappa_{\gamma} = 0.008 \text{ cm}^2 \text{ g}^{-1}$ para $t > 30$ días. De esta manera, y asumiendo los mismos parámetros físicos que antes, se obtuvo la CL que se muestra en el panel derecho de la Figura 18 (línea sólida). En línea de puntos se presenta la $L_{\gamma\text{tot}}$ y en línea de trazos la $L_{\gamma\text{depo}}$. Notamos que $L_{\gamma\text{depo}}$ muestra un salto, lo cual se debe a que hemos cambiado de un valor a otro de κ_{γ} en forma abrupta. Claramente, de existir dicho cambio en la opacidad, esto debería cambiar en forma más suave entre los diferentes valores. Sin embargo, nuestra intención acá es solamente mostrar cómo cambiando los valores de κ_{γ} es posible mejorar el modelo de las CLs como lo propuesto por Maeda et al. (2003). En este último caso, asumiendo dos valores de κ_{γ} , obtenemos una mejor representación de las observaciones en todas las épocas. Es importante aclarar que la evolución de la velocidad fotosférica no se vio afectada por los cambios en la κ_{γ} .

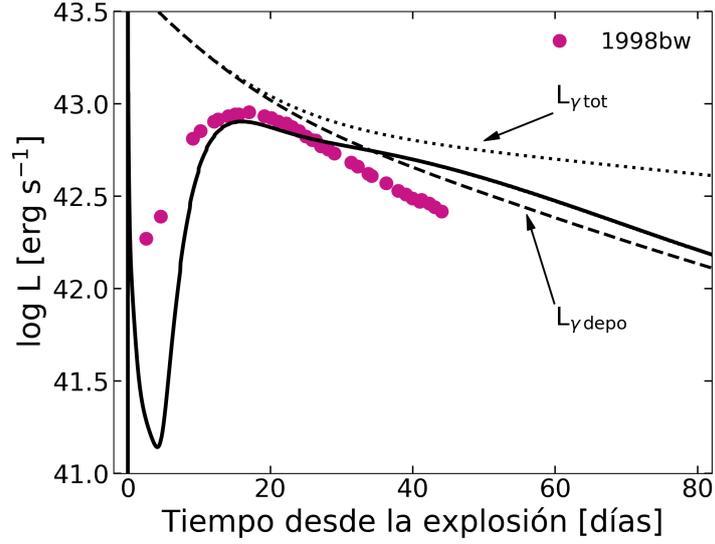


Figura 17: Comparación de la CL de la SN 1998bw (círculos violeta) y la CL obtenida a partir del modelo pre-SN He11 con parámetros $E = 33$ foe, $M_{\text{Ni}} = 0.6 M_{\odot}$, $\text{mix} = 0.85$ y $M_{\text{cut}} = 2.5 M_{\odot}$ (línea sólida). En línea de puntos negra se muestra la luminosidad total debido a los rayos gamma producidos durante el decaimiento radiactivo del ^{56}Ni , y en línea de trazos negra la luminosidad debido a los rayos gamma depositados en la eyecta.

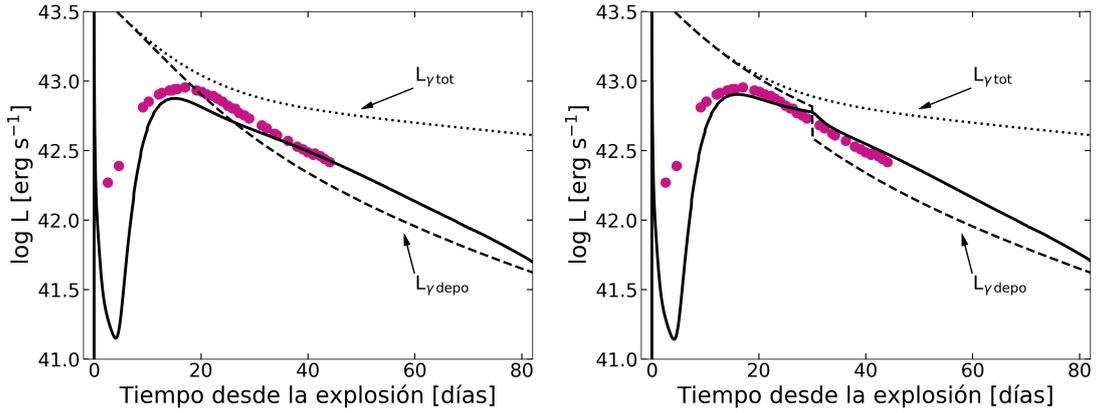


Figura 18: Comparación de la CL de la SN 1998bw (círculos violeta) y la CL obtenida a partir del modelo pre-SN He11 con parámetros $E = 33$ foe, $M_{\text{Ni}} = 0.6 M_{\odot}$, $\text{mix} = 0.85$ y $M_{\text{cut}} = 2.5 M_{\odot}$, considerando diferentes valores para la opacidad de los rayos γ , κ_{γ} (línea sólida). **Izquierda:** asumiendo un valor constante $\kappa_{\gamma} = 0.008 \text{ cm}^2 \text{ g}^{-1}$. **Derecha:** asumiendo una κ_{γ} en función del tiempo, una $\kappa_{\gamma} = 0.03 \text{ cm}^2 \text{ g}^{-1}$ para $t < 30$ días y una $\kappa_{\gamma} = 0.008 \text{ cm}^2 \text{ g}^{-1}$ para $t > 30$ días. La línea de puntos representa la luminosidad total debido a los rayos γ producidos durante el decaimiento radiactivo del ^{56}Ni y la línea de trazos la luminosidad debido a los rayos γ depositados en la eyecta.

Si bien cambios en κ_{γ} mejoran los resultados, nosotros hemos estudiado otra posibilidad. Como hemos mencionado previamente, la deposición de energía de la radiación γ no sólo depende de la opacidad κ_{γ} sino que también depende del perfil de densidad. Una manera de modificarlo es considerar la formación de un objeto compacto más masivo que lo usualmente considerado. A continuación, analizaremos esta posibilidad, es decir, asumiremos valores de M_{cut} mayores a los valores típicamente utilizados.

Luego de haber explorado diferentes valores de M_{cut} ($M_{\text{cut}} > 2.5 M_{\odot}$), hemos encontrado un modelo que representa muy bien las observaciones de la SN 1998bw. El modelo, junto con los parámetros físicos derivados se presentan en la Figura 19. Encontramos que la SN 1998bw puede ser representada por la explosión de una estrella descrita por el modelo pre-SN He11, con una energía de explosión de 19 foe, una masa de ^{56}Ni de $0.6 M_{\odot}$ y un $\text{mix} = 0.85$, asumiendo la formación de un objeto compacto de $7.4 M_{\odot}$ lo cual resulta en $3.6 M_{\odot}$ de material eyectado. Este tipo de modelo, equivale a asumir la formación de un agujero negro estelar, en lugar de formar una estrella de neutrones, durante la explosión. Este resultado es consistente con el modelo *collapsar* propuesto por MacFadyen & Woosley (1999) y MacFadyen et al. (2001) para la formación de LGRB y presentado en §1.3.

Es importante señalar que la M_{ej} obtenida en este modelo es similar a la masa que podría eyectarse con un modelo estándar He5. Sin embargo, como ya hemos visto en la Sección 4.1.1, ninguno de los modelos estándar fueron capaces de reproducir simultáneamente las observaciones de las CLs y velocidades. Esto se debe a que no sólo es importante el valor de la M_{ej} , sino también el perfil de densidad asumido, el cual puede permitir que más radiación γ sea atrapada. Es de esperar que cuanto más masivo sea el progenitor, más densa sea la eyecta y por lo tanto, una mayor cantidad de radiación γ sea depositada. Por otro lado, la energía disponible en uno u otro modelo también es diferente, ya que no es lo mismo hacer explotar un objeto con un potencial gravitatorio que involucra a una estrella de neutrones ($\sim 1.4 M_{\odot}$) que a un objeto con $7.4 M_{\odot}$.

Prosiguiendo con nuestro estudio, la suposición de la formación de un agujero negro estelar, nos permitió encontrar un modelo satisfactorio para la SN 1998bw y alternativo a lo propuesto por otros autores. Por lo cual, utilizamos esta idea para intentar encontrar modelos para los otros objetos de la muestra. En particular, proseguimos con el modelado de las SNs 2003dh y 2012bz, las cuales presentan CLs y velocidades similares entre sí y a la SN 1998bw ya modelada. En la Figura 20 se presenta el modelado de las SNs 2003dh (cuadrados celestes) y 2012bz (rombos naranjas). La línea sólida corresponde a un modelo calculado a partir del modelo pre-SN He11 con los siguientes parámetros: $E = 10$ foe, $M_{\text{Ni}} = 0.5 M_{\odot}$, $\text{mix} = 0.95$ y asumiendo una $M_{\text{cut}} = 8.4 M_{\odot}$ lo cual resulta en una masa eyectada de $2.6 M_{\odot}$. Notamos que este modelo reproduce satisfactoriamente las CLs de ambas SNs; sin embargo, sobreestima ligeramente las velocidades observadas.

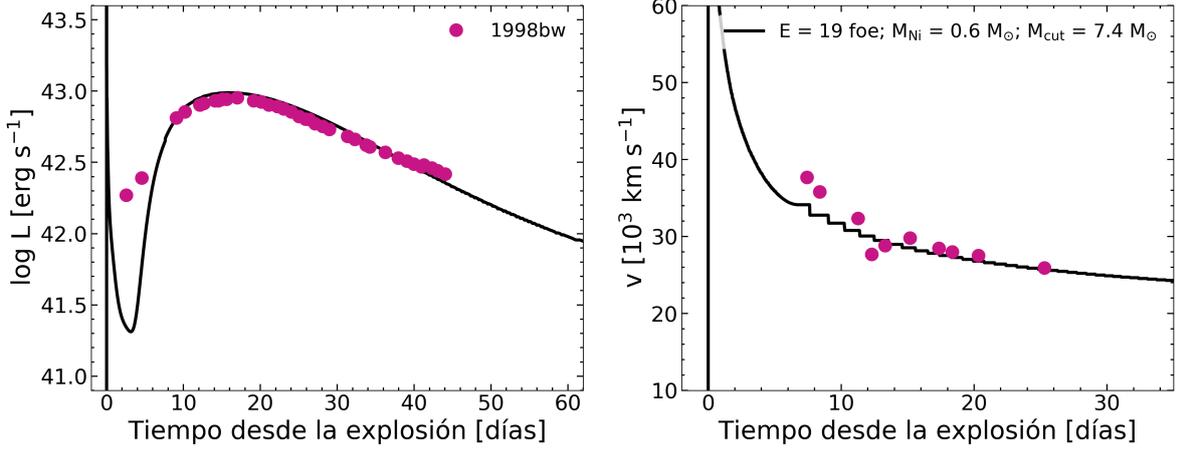


Figura 19: Modelado de la CL bolométrica (izquierda) y evolución de la velocidad fotosférica (derecha) de la SN 1998bw (círculos violetas), utilizando el modelo pre-SN He11. En línea sólida se presenta un modelo con los siguientes parámetros físicos: $E = 19$ foe, $M_{\text{Ni}} = 0.6 M_{\odot}$, $\text{mix} = 0.85$ y asumiendo una $M_{\text{cut}} = 7.4 M_{\odot}$.

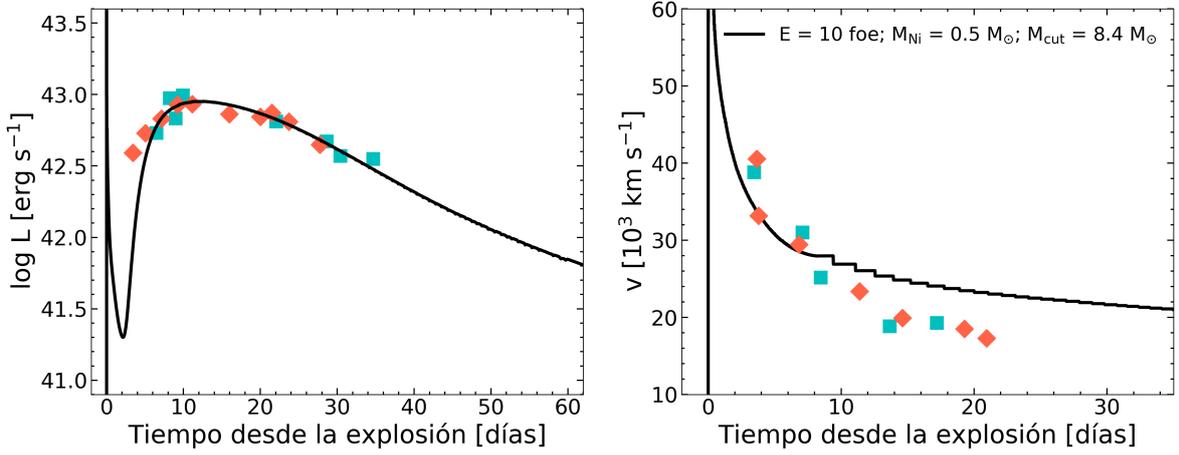


Figura 20: Modelado de las CLs bolométricas (izquierda) y evolución de las velocidades fotosféricas (derecha) de las SNs 2003dh (cuadrados celestes) y 2012bz (rombos naranjas), utilizando el modelo pre-SN He11. En línea sólida se presenta un modelo con los siguientes parámetros físicos: $E = 10$ foe, $M_{\text{Ni}} = 0.5 M_{\odot}$, $\text{mix} = 0.95$ y asumiendo una $M_{\text{cut}} = 8.4 M_{\odot}$.

En la Figura 21 se presenta el modelado de la SNs 2010bh. La línea sólida corresponde a un modelo calculado a partir del modelo pre-SN He11 con los siguientes parámetros: $E = 30$ foe, $M_{\text{Ni}} = 0.18 M_{\odot}$, $\text{mix} = 0.98$ y se asumió una $M_{\text{cut}} = 7.7 M_{\odot}$ lo cual resulta en una masa eyectada de $3.3 M_{\odot}$. Encontramos que este modelo reproduce satisfactoriamente la evolución de la velocidad fotosférica. En cuanto a la CL, logramos representar el ancho y la L_{max} , aunque existen diferencias con las observaciones antes de la subida al máximo. Esto puede estar asociado a una emisión temprana debido a la presencia de un medio circumestelar o a la existencia de una componente no térmica, como el AG del GRB, efectos que no han sido considerados en este estudio.

Por otro lado, es importante destacar que esta SN representa un objeto bastante particular dentro de nuestra muestra, ya que es el menos luminoso y, a su vez, es el que tiene las velocidades más altas. En este contexto, resulta interesante que pueda ser modelado al igual que los otros objetos de la muestra. Por otro lado, se sabe que para las explosiones normales existe una correlación entre la L_{\max} y la velocidad fotosférica, donde los objetos más luminosos tienden a tener velocidades más altas. Esto se asocia a que la producción de ^{56}Ni es mayor, a mayor energía de explosión. Claramente, la SN 2010bh rompe con este esquema.

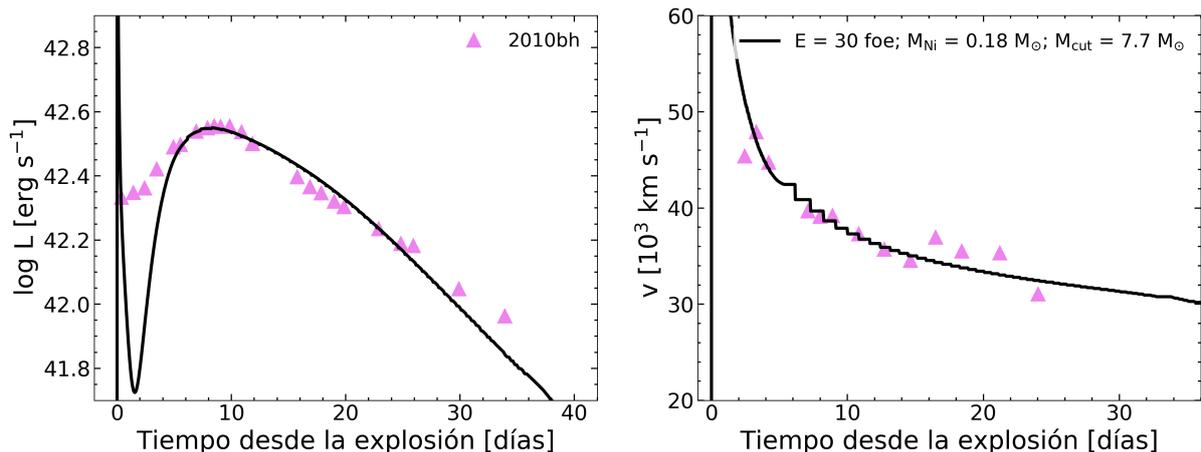


Figura 21: Modelado de la CL (izquierda) y velocidad fotosférica (derecha) de la SN 2010bh (triángulos rosa), utilizando el modelo pre-SN He11. En línea sólida negra se presenta un modelo con los siguientes parámetros físicos: $E = 30$ foe, $M_{\text{Ni}} = 0.18 M_{\odot}$, $\text{mix} = 0.95$ y asumiendo una $M_{\text{cut}} = 7.7 M_{\odot}$.

En cuanto a la SN 2006aj, hemos intentado modelarla de la misma manera que las otras cuatro SNs, utilizando el modelo He11. Sin embargo, no hemos encontrado ningún modelo satisfactorio que reproduzca sus observaciones. Por lo cual, un estudio considerando otros modelos pre-SN, será realizado en un futuro.

En la Tabla 5 se presentan los valores de los parámetros físicos obtenidos para las SNs 1998bw, 2003dh, 2010bh y 2012bz a partir del modelado hidrodinámico de sus CLs bolométricas y velocidades de expansión, utilizando el modelo pre-SN He11. A excepción de la SN 2006aj, **hemos logrado modelar exitosamente cuatro SNs de nuestra muestra, asumiendo la formación de un agujero negro estelar**. Recientemente, Sukhbold et al. (2016) analizaron un conjunto de modelos para SNs de colapso gravitatorio dentro de un amplio rango de masas. Uno de los resultados que obtuvieron es que algunas SNs provenientes de estrellas con $M_{\text{ZAMS}} > 20 M_{\odot}$, pueden formar agujeros negros. El rango de masas estimado para estos objetos es de $7.7 - 13.8 M_{\odot}$. De modo que, nuestros resultados están en muy buen acuerdo con los presentados por Sukhbold et al. (2016).

Tabla 5: Parámetros físicos de los modelos hidrodinámicos calculados a partir del modelo pre-SN He11.

SN	E [foe]	M_{Ni} [M_{\odot}]	mix	M_{cut} [M_{\odot}]	M_{ej} [M_{\odot}]
1998bw	19	0.6	0.85	7.4	3.6
2003dh	10	0.5	0.95	8.4	2.6
2010bh	30	0.18	0.98	7.7	3.3
2012bz	10	0.5	0.95	8.4	2.6

4.2 Comparación con la literatura

A continuación, presentamos una comparación de los parámetros estimados a partir de nuestro modelado conjunto de las CLs y velocidades de expansión con otros estudios publicados en la literatura para las 4 SNs modeladas (Sección § 4.2.1), y con una muestra de SESNe analizada por Taddia et al. (2018) (Sección 4.2.2).

4.2.1 SNs 1998bw, 2003dh, 2010bh, 2012bz

Una vez concluido nuestro modelado de las CLs y las velocidades de expansión, realizamos una búsqueda de los parámetros físicos determinados en la literatura para cada una de las SNs modeladas. Los resultados encontrados se muestran en las Tablas 6–9 para las SNs 1998bw, 2003dh, 2010bh y 2012bz, respectivamente. Estos valores han sido determinados mediante diferentes métodos, entre ellos, a partir del modelado analítico de las CLs (por ejemplo Bufano et al. (2012); Schulze, S. et al. (2014) y Cano et al. (2017)), a partir del modelado analítico de las CLs teniendo en cuenta un valor estimativo de la velocidad fotosférica (Lyman et al., 2016), realizando modelado espectroscópico (Mazzali et al., 2003) o a través del modelado hidrodinámico de las CLs sin considerar la evolución de las velocidades (Woosley et al. (1999); Iwamoto et al. (1998); Nakamura et al. (2001) y Deng et al. (2005)). Es importante señalar que no todos los métodos permiten determinar los mismos parámetros físicos. Más aún, como puede verse de las Tablas 6–9, existe una gran dispersión en los valores encontrados por los diferentes autores.

Analizando los valores presentados en las tablas vemos que, en rasgos generales, la masa inicial (M_{ZAMS}) derivada en nuestro trabajo para las 4 SNs ($\sim 30 M_{\odot}$) se encuentra dentro de los rangos determinados en la literatura (25 - 40 M_{\odot}). Lo mismo podemos decir para las M_{preSN} , en los casos donde han sido determinadas. Respecto a la masa de ^{56}Ni , encontramos que este parámetro es el que muestra una mayor consistencia con los valores publicados en otros trabajos, especialmente para las SNs 1998bw y 2003dh. Mientras que en el caso de la SN 2010bh, su valor coincide con el estimado por Lyman et al. (2016), y para la SN 2012bz, con los trabajos de Schulze, S. et al. (2014) y Cano et al. (2017). Las masas eyectadas que obtuvimos son relativamente más bajas que los valores encontrados en la literatura, con la excepción de la SN 2010bh para la cual obtenemos un buen acuerdo. La razón de esto es que en nuestro modelado hemos asumido masas del remanente compacto considerablemente mayores a las usualmente

utilizadas, dando lugar a M_{ej} más bajas. Por lo que se refiere a la energía de explosión, este parámetro es el que presenta mayor dispersión entre los trabajos encontrados en la literatura. En consecuencia, hallamos diferencias importantes con los valores estimados por nosotros, con la posible excepción de la SN 1998bw donde hay un mejor acuerdo con los trabajos de Iwamoto et al. (1998), Nakamura et al. (2001) y Cano et al. (2017). En otros casos, como el de las SNs 2003dh y 2012bz derivamos energías menores, mientras que para la SN 2010bh la energía es superior a los valores de la literatura.

Como hemos mostrado en la Sección 4.1.1, es posible encontrar modelos cuyas E y M_{ej} sean más consistentes con la literatura, si sólo nos focalizáramos en modelar las CLs. No obstante, no podemos dejar de lado la importante información que provee la evolución de la velocidad fotosférica. Dado que en nuestro estudio realizamos el modelado conjunto de las CLs y las velocidades, lo que no ha sido planteado en otros trabajos, consideramos que nuestros resultados han sido derivados de forma más robusta.

Tabla 6: **SN 1998bw**. Comparación con resultados de la literatura.

M_{ZAMS} [M_{\odot}]	M_{preSN} [M_{\odot}]	E [foe]	M_{Ni} [M_{\odot}]	M_{cut} [M_{\odot}]	M_{ej} [M_{\odot}]	Referencias
25–35	9–14	3.7–25	0.45–0.60	1.78–2.03	–	1
~ 40	13.8	20–50	0.4–0.7	2.9	10.9	2,3
–	–	$9.9^{+3.8}_{-2.2}$	$0.54^{+0.08}_{-0.07}$	–	$4.4^{+1.2}_{-0.8}$	4
–	–	20–30	0.3–0.6	–	6–10	5
30	11	19	0.6	7.4	3.6	Este trabajo

Referencias. (1) Woosley et al. (1999)^{hs}; (2) Iwamoto et al. (1998)^h; (3) Nakamura et al. (2001)^h; (4) Lyman et al. (2016)^a; (5) Cano et al. (2017)^a.

Tabla 7: **SN 2003dh**. Comparación con resultados de la literatura.

M_{ZAMS} [M_{\odot}]	M_{preSN} [M_{\odot}]	E [foe]	M_{Ni} [M_{\odot}]	M_{cut} [M_{\odot}]	M_{ej} [M_{\odot}]	Referencias
25–40	6–14	35 ± 15	$0.4^{+0.15}_{-0.1}$	2–4	7 ± 3	1
–	–	40 ± 10	0.4 ± 0.1	–	–	2
–	–	20–50	0.4–0.6	–	5–10	3
30	11	10	0.5	8.4	2.6	Este trabajo

Referencias. (1) Deng et al. (2005)^h; (2) Mazzali et al. (2014); (3) Cano et al. (2017)^a.

^a Modelado analítico de la CL; ^h Modelado hidrodinámico de la CL; ^s Modelado espectroscópico.

*Utilizan el modelo desarrollado por Deng et al. (2005) para la SN 2003dh y realizan un re-escalado para modelar la SN 2012bz.

Tabla 8: **SN 2010bh**. Comparación con resultados de la literatura.

M_{ZAMS} [M_{\odot}]	M_{preSN} [M_{\odot}]	E [foe]	M_{Ni} [M_{\odot}]	M_{cut} [M_{\odot}]	M_{ej} [M_{\odot}]	Referencias
20–25	–	9.7 ± 5.5	0.12 ± 0.02	–	3.2 ± 1.6	1
–	–	$4.9^{+1.3}_{-1.0}$	$0.17^{+0.03}_{-0.02}$	–	0.9 ± 0.2	2
–	–	15.4 ± 1.4	0.12 ± 0.02	–	2.5 ± 0.2	3
30	11	30	0.18	7.7	3.3	Este trabajo

Referencias. (1) Bufano et al. (2012)^a; (2) Lyman et al. (2016)^a; (3) Cano et al. (2017)^a.

Tabla 9: **SN 2012bz**. Comparación con resultados de la literatura.

M_{ZAMS} [M_{\odot}]	M_{preSN} [M_{\odot}]	E [foe]	M_{Ni} [M_{\odot}]	M_{cut} [M_{\odot}]	M_{ej} [M_{\odot}]	Referencias
25–40	–	35	0.35	–	7	1
–	–	40 ± 10	0.3 ± 0.1	–	–	2
–	–	41.0 ± 0.3	0.58 ± 0.01	–	5.87 ± 0.03	3
–	–	25.5 ± 2.1	0.57 ± 0.07	–	6.1 ± 0.5	4
30	11	10	0.5	8.4	2.6	Este trabajo

Referencias. (1) Melandri et al. (2012)^{*}; (2) Mazzali et al. (2014)^s; (3) Schulze, S. et al. (2014)^a; (4) Cano et al. (2017)^a.

4.2.2 Comparación con SESNe normales

Por último, realizamos una comparación entre los resultados obtenidos en este trabajo y los derivados para una muestra de 31 SESNe presentada por Taddia et al. (2018). La muestra consiste de 10 SNs I Ib, 9 SNs Ib, 10 SNs Ic y 2 SNs Ic-bl publicadas por el Carnegie Supernova Project (CSP-I) (Stritzinger et al., 2018), las cuales fueron modeladas con el mismo código hidrodinámico utilizado en este trabajo y los modelos pre-SN estándar presentados en §2.2.

En las Figuras 22 - 24 presentamos las correlaciones entre algunos de los parámetros físicos derivados. En símbolos sin relleno se presentan las SNs de la muestra correspondiente a Taddia et al. (2018), y en símbolos rellenos las SNs modeladas en nuestro trabajo. En todos los casos podemos observar una separación entre el grupo de SNs normales (I Ib, Ib y Ic) y las 4 SNs asociadas a LGRB estudiadas en este trabajo. A su vez, notamos que las dos SNs Ic-bl (rombos de color magenta) presentan parámetros con valores intermedios. Esto es de esperarse, ya que se conoce que estas SNs son más brillantes que las SNs Ic normales pero no tanto como las SNs Ic-bl que han sido asociadas a LGRB. Asimismo, es claro que esta clase de SNs provienen de estrellas más masivas y con explosiones más energéticas (Figura 22), que generalmente sintetizan una mayor cantidad de ^{56}Ni (Figuras 23 y 24). De todos modos, sería conveniente tener una mayor cantidad de objetos para corroborar si realmente, las SNs Ic-bl asociadas a LGRB, constituyen una familia separada de las SESNe normales.

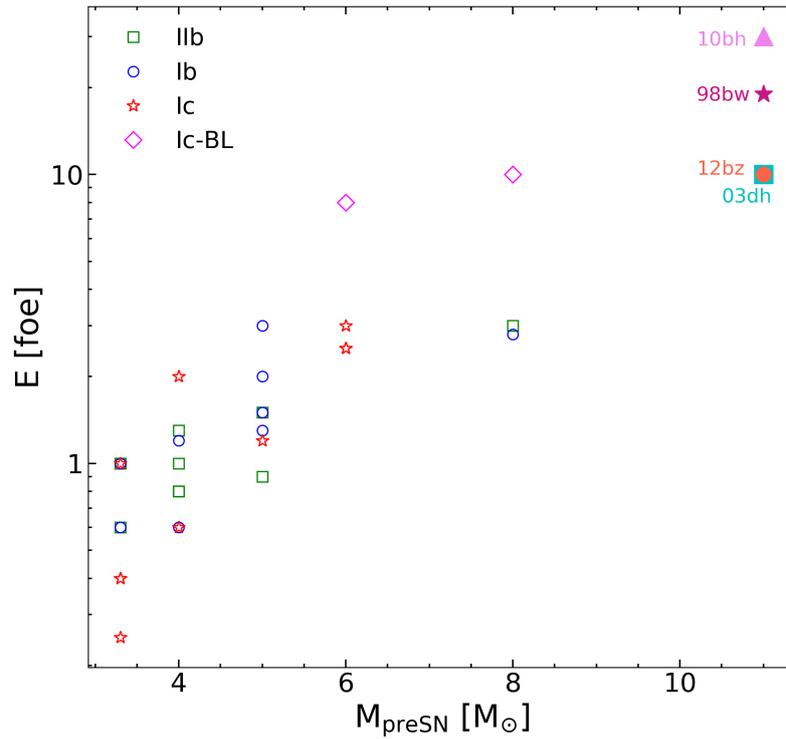


Figura 22: Correlación entre la energía de explosión y la masa pre-SN. En símbolos sin relleno se muestran 31 SESNe de la muestra de Taddia et al. (2018), y en símbolos rellenos las 4 SNs modeladas en nuestro trabajo.

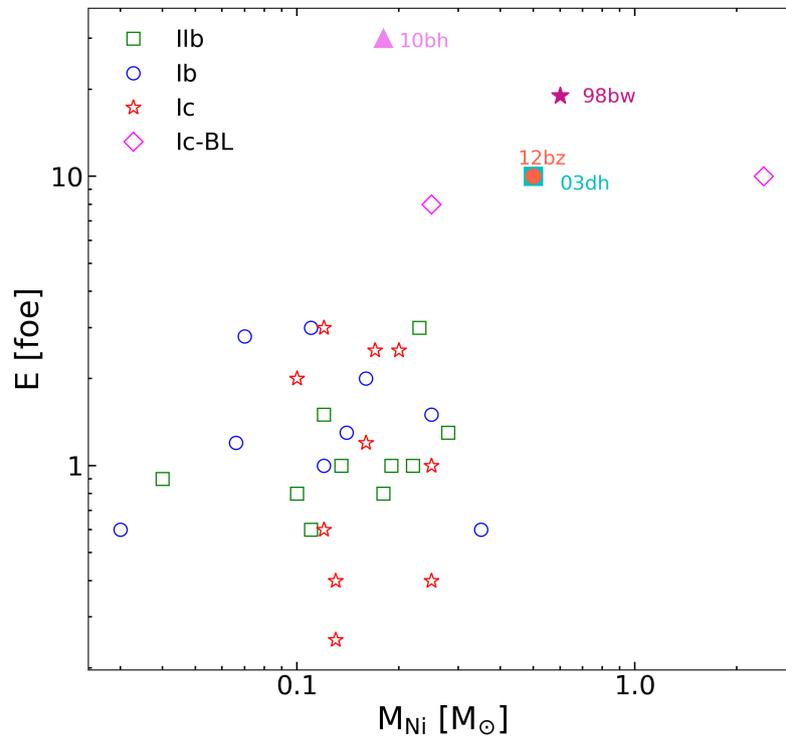


Figura 23: Correlación entre la energía de explosión y la masa de ^{56}Ni . En símbolos sin relleno se muestran 31 SESNe de la muestra de Taddia et al. (2018), y en símbolos rellenos las 4 SNs modeladas en nuestro trabajo.

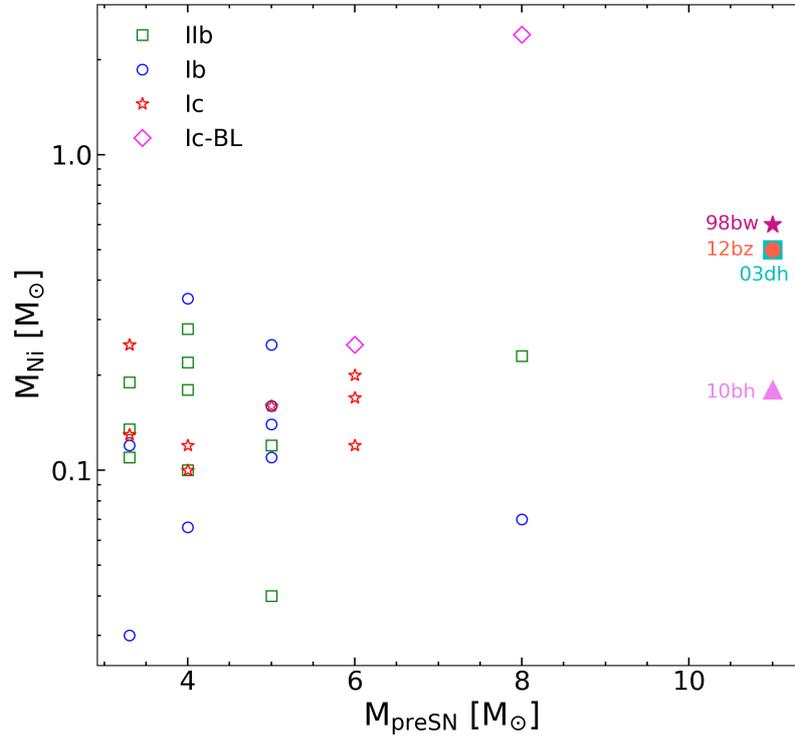


Figura 24: Correlación entre la masa de ^{56}Ni y la masa pre-SN. En símbolos sin relleno se muestran 31 SESNe de la muestra de Taddia et al. (2018), y en símbolos rellenos las 4 SNe modeladas en nuestro trabajo.

5 Conclusiones y trabajo a futuro

En este Trabajo Especial de Licenciatura hemos puesto interés en aquellas SNs de tipo Ic-bl asociadas a estallidos de radiación gamma de larga duración (LGRB). De la acotada muestra de asociaciones GRB-SN disponible hasta el momento, hemos seleccionado cinco objetos que presentan una buena cobertura temporal de sus CLs bolométricas y de sus velocidades de expansión medidas a partir de la línea de absorción del Fe II $\lambda 5169 \text{ \AA}$, características que nos permitieron realizar su modelado hidrodinámico y derivar sus parámetros físicos.

En este trabajo nos familiarizamos con un código hidrodinámico que simula la explosión de una SN y permite calcular curvas de luz bolométricas y velocidades fotosféricas, utilizando diferentes modelos estelares iniciales (modelos pre-SN). En primer lugar, fue indispensable analizar la dependencia de la curva de luz y la velocidad al variar los parámetros físicos, como masas, energía y material radiactivo sintetizado, para luego llevar a cabo el modelado de la muestra de SNs de manera hábil y eficiente. A partir de este análisis encontramos que la CL depende del modelo pre-SN (i.e., de la masa de la estrella progenitora), la energía de explosión y de la masa y mezcla del material radiactivo ^{56}Ni . Mientras que en el caso de las velocidades fotosféricas, estas dependen solamente del modelo pre-SN y de la energía de explosión.

Encontramos que los modelos pre-SN utilizados típicamente para SNs Ib y Ic, cuyas $M_{\text{preSN}} < 8 M_{\odot}$, no nos permitieron modelar conjuntamente las CLs y las velocidades observadas. En consecuencia, debimos recurrir a otro modelo estelar. Guiados por la dependencia de la CL y la velocidad con el modelo pre-SN, elegimos uno más masivo. Utilizando el modelo pre-SN He11, logramos modelar satisfactoriamente 4 SNs de nuestra muestra, 1998bw, 2003dh, 2010bh y 2012bz, determinándose los parámetros físicos de la explosión y su progenitor. Determinamos que son necesarias energías de explosión muy altas para alcanzar las velocidades observadas, como así también sintetizar gran cantidad de ^{56}Ni para alcanzar las altas luminosidades durante el máximo, con excepción de la SN 2010bh donde se estimó una M_{Ni} relativamente baja. Asimismo, los parámetros estimados a partir de nuestro modelado fueron comparados con resultados obtenidos en otros trabajos para las 4 SNs estudiadas, hallándose un buen acuerdo con los valores encontrados en la literatura y determinados por diferentes métodos.

Un resultado nuevo e interesante que obtuvimos, son las altas masas de los remanentes compactos que hubo que asumir para lograr un modelado satisfactorio de las CLs y de las velocidades simultáneamente. Esto muestra una clara diferencia entre sus progenitores y los de otras SESNe. Las masas derivadas son consistentes con la de agujeros negros estelares. Este tipo de remanente es esperado en el modelo *collapsar* propuesto para la formación de jets energéticos y dar origen a los LGRB asociados con estas SNs (MacFadyen & Woosley, 1999; MacFadyen et al., 2001). En consecuencia, nuestro estudio proporciona un soporte a este modelo y, propone por primera vez, que las características de las CLs y las altas velocidades de estos objetos ofrecen una evidencia para la formación de agujeros negros estelares. A su vez, las masas derivadas pa-

ra estos objetos, están en buen acuerdo con los resultados presentados por Sukhbold et al. (2016).

Por otro lado, se intentó modelar la SN 2006aj utilizando el modelo pre-SN He11 y asumiendo remanentes compactos masivos, de la misma forma que se realizó para las demás SNs de la muestra. Sin embargo, no hemos encontrado modelos que reproduzcan las observaciones de su CL bolométrica y su evolución de la velocidad de expansión. Por lo tanto, el modelado de esta SN será objeto de estudio para el futuro, considerando otros posibles modelos pre-SN.

Por otro lado, realizamos además la comparación de los resultados obtenidos en el modelado de las SNs asociadas a LGRB, con resultados disponibles en la literatura para una muestra de SESNe normales (i.e., que no están asociadas a GRB). A partir de esto, observamos que las SNs de estudio en este trabajo, provienen de estrellas más masivas, con explosiones más energéticas, y que generalmente sintetizan una mayor cantidad de ^{56}Ni . Sin embargo, para poder afirmar de manera concluyente que las SNs Ic-bl asociadas a LGRB constituyen una familia separada de las SESNe normales, se requiere extender la muestra de objetos.

Como trabajo a futuro, pretendemos ampliar nuestra muestra de SNs Ic-BL asociadas a LGRB, como así también incluir una muestra más grande de SNs Ic-bl normales, a fin de extender el análisis realizado en la Sección 4.2. Finalmente, planeamos publicar nuestros resultados en una revista científica internacional.

A Anexos

A.1 Modelos estelares iniciales

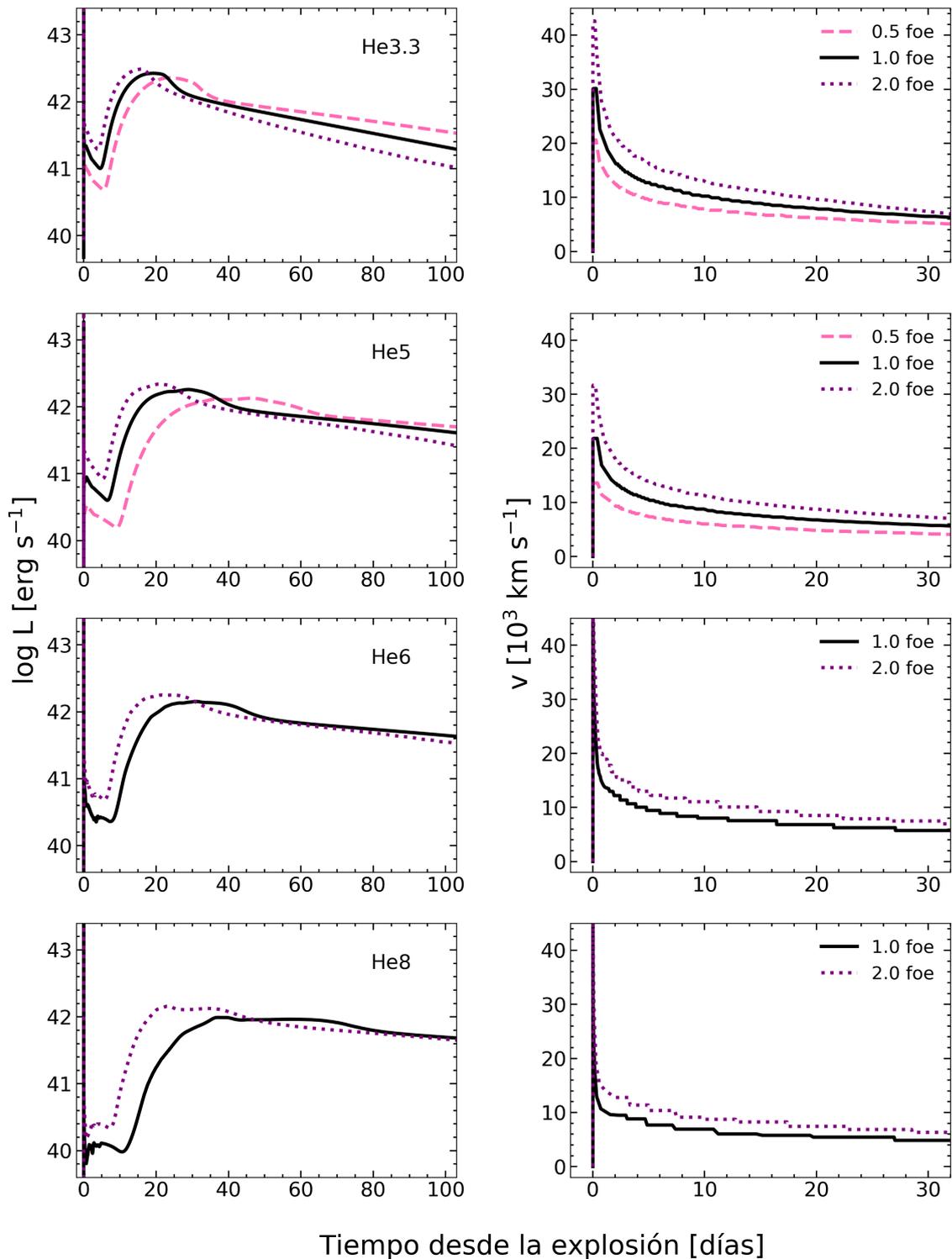


Figura 25: Curvas de luz bolométricas (izquierda) y evolución de las velocidades fotosféricas (derecha) para diferentes valores de la energía de explosión dejando fijo $M_{\text{Ni}} = 0.1 M_{\odot}$ y $\text{mix} = 0.7$ para los modelos pre-SN (de arriba hacia abajo) He3.3, He5, He6 y He8.

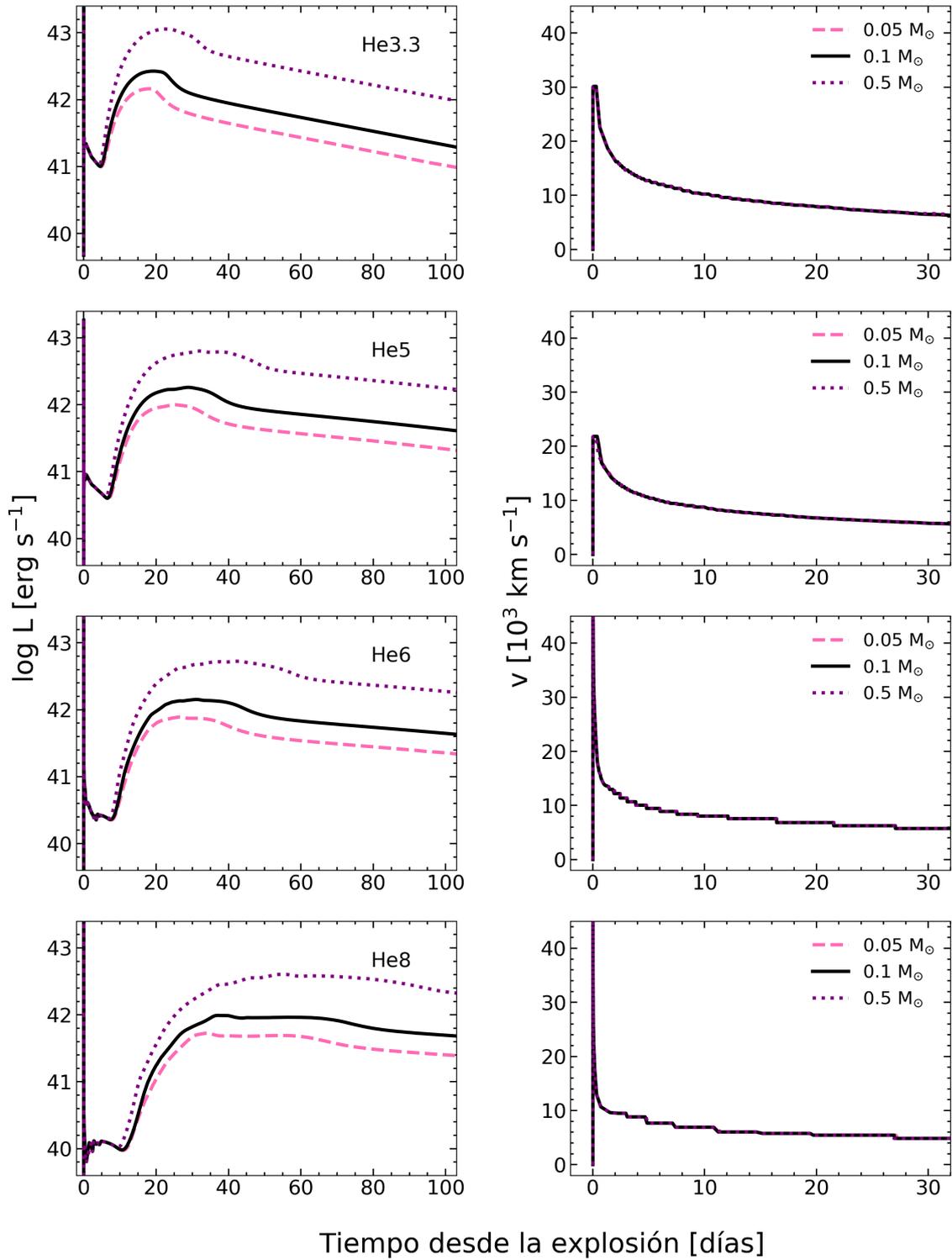


Figura 26: Curvas de luz bolométricas (izquierda) y evolución de las velocidades fotosféricas (derecha) para diferentes valores de la masa de M_{Ni} dejando fijo $E = 1.0$ foe y $\text{mix} = 0.7$ para los modelos pre-SN (de arriba hacia abajo) He3.3, He5, He6 y He8.

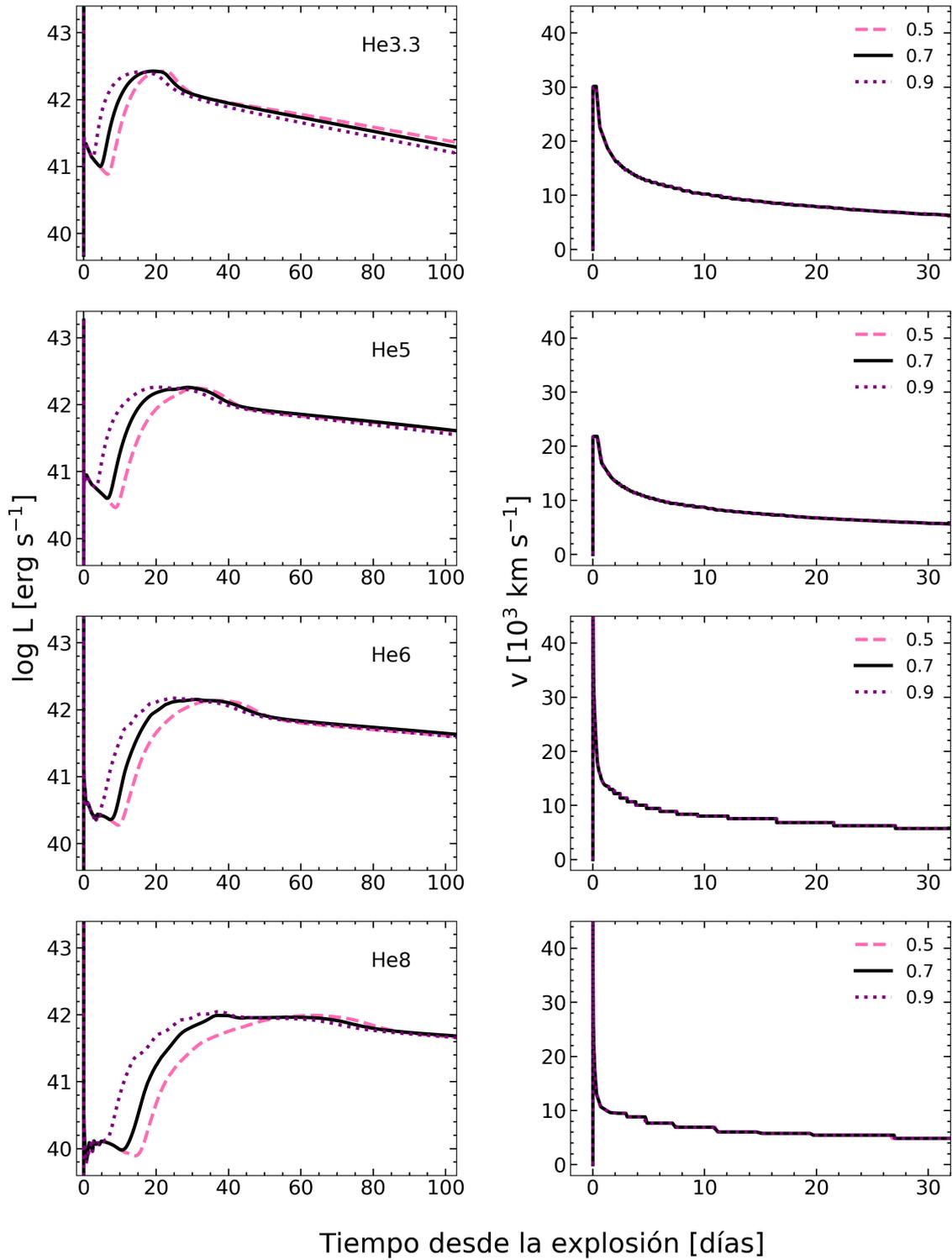


Figura 27: Curvas de luz bolométricas (izquierda) y evolución de las velocidades fotosféricas (derecha) para diferentes valores de la mezcla de ^{56}Ni dejando fijo $E = 1.0 \text{ foe}$ y $M_{\text{Ni}} = 0.1 M_{\odot}$ para los modelos pre-SN (de arriba hacia abajo) He3.3, He5, He6 y He8.

A.2 Listado de GRB-SN detectados hasta la fecha

A continuación se presenta una tabla con las SNs asociadas a LGRB detectadas hasta la fecha. La búsqueda de estas asociaciones se realizó a partir de los artículos científicos publicados en la base de datos ADS¹⁰ de la NASA.

Tabla 10: Listado de SNs asociadas a GRB detectadas hasta la fecha.

SN	GRB	Descubrimiento	z	Referencia
1998bw	980425	25/04/1998	0.0085	Galama et al. (1998b)
2001ke	011121	21/11/2001	0.362	Stanek et al. (2002)
2002lt	021211	11/12/2002	1.004	Della Valle et al. (2003)
2003dh	030329A	29/03/2003	0.168	Hjorth et al. (2003)
2003lw	031203A	03/12/2003	0.105	Covino et al. (2004); Tagliaferri et al. (2004)
2005nc	050525A	25/05/2005	0.606	Della Valle et al. (2006)
2006aj	060218A	18/02/2006	0.033	Pian et al. (2006)
2008hw	081007	07/10/2008	0.529	Della Valle et al. (2008)
2009nz	091127A	27/11/2009	0.49	Cobb et al. (2010)
2010bh	100316D	16/03/2010	0.059	Bufano et al. (2010a)
2010ma	101219B	19/12/2010	0.55	Sparre et al. (2011)
2011kl	111209A	09/12/2011	0.677	Greiner et al. (2015)
2012bz	120422A	25/04/2012	0.283	Melandri et al. (2012)
2012eb	120714B	14/07/2012	0.398	Klose et al. (2012)
2013ez	130215A	15/02/2013	0.597	de Ugarte Postigo et al. (2013a)
2013cq	130427A	27/04/2013	0.339	de Ugarte Postigo et al. (2013b)
2013dx	130702A	02/07/2013	0.145	Schulze et al. (2013)
2013fu	130831A	31/08/2013	0.479	Klose et al. (2013)
2016jca	161219B	25/12/2016	0.147	Pian et al. (2016)
2017htp	171010A	10/10/2017	0.328	de Ugarte Postigo et al. (2017b)
2017iuk	171205A	05/12/2017	0.0368	de Ugarte Postigo et al. (2017a)
2018fip	180828A	28/08/2018	0.117	Lipunov (2018)
2019ovw	190829A	29/08/2019	0.079	Hodgkin et al. (2019)

¹⁰<https://ui.adsabs.harvard.edu/>

Referencias

- Abbott B. P. et al., 2017a, *ApJL*, 848, L13
- Abbott B. P. et al., 2017b, *ApJL*, 848, L12
- Alexander D. R., Ferguson J. W., 1994, *ApJ*, 437, 879
- Anderson J. P. et al., 2014, *ApJ*, 786, 67
- Baade W., Zwicky F., 1934, *Contributions from the Mount Wilson Observatory*, vol. 3, pp.73-78, 3, 73
- Benz W., Bowers R. L., Cameron A. G. W., Press W. H. ., 1990, *ApJ*, 348, 647
- Bersten M. C., Benvenuto O., Hamuy M., 2011, *ApJ*, 729, 61
- Bersten M. C., Benvenuto O. G., Orellana M., Nomoto K., 2016, *The Astrophysical Journal*, 817, L8
- Bionta R. M. et al., 1987, *Physical Review Letters*, 58, 1494
- Blinnikov S. I., Eastman R., Bartunov O. S., Popolitov V. A., Woosley S. E., 1998, *ApJ*, 496, 454
- Bloom J. S., Kulkarni S. R., Djorgovski S. G., 2002, *AJ*, 123, 1111
- Bodansky D., Clayton D. D., Fowler W. A., 1968, *ApJS*, 16, 299
- Boella G., Butler R. C., Perola G. C., Piro L., Scarsi L., Bleeker J. A. M., 1997, *A&AS*, 122, 299
- Bucciantini N., Quataert E., Arons J., Metzger B. D., Thompson T. A., 2008, *MNRAS*, 383, L25
- Bufano F. et al., 2010a, *Central Bureau Electronic Telegrams*, 2227
- Bufano F. et al., 2010b, *GRB Coordinates Network*, 10543, 1
- Bufano F. et al., 2012, *ApJ*, 753, 67
- Cano Z., 2013, *MNRAS*, 434, 1098
- Cano Z. et al., 2011, *ApJ*, 740, 41
- Cano Z., Wang S.-Q., Dai Z.-G., Wu X.-F., 2017, *Advances in Astronomy*, 2017, 8929054
- Chornock R., Soderberg A. M., Foley R. J., Berger E., Frebel A., Challis P., Simon J. D., Sheppard S., 2010, *Central Bureau Electronic Telegrams*, 2228, 1
- Christensen L., Hjorth J., Gorosabel J., 2004, *A&A*, 425, 913

- Clocchiatti A., Suntzeff N. B., Covarrubias R., Candia P., 2011, *AJ*, 141, 163
- Cobb B. E., Bloom J. S., Morgan A. N., Cenko S. B., Perley D. A., 2010, *Central Bureau Electronic Telegrams*, 2288, 1
- Conti P. S., 1975, *Memoires of the Societe Royale des Sciences de Liege*, 9, 193
- Covino S. et al., 2004, *Memorie della Societa Astronomica Italiana Supplementi*, 5, 160
- de Ugarte Postigo A. et al., 2013a, *Central Bureau Electronic Telegrams*, 3637, 1
- de Ugarte Postigo A., Izzo L., Kann D. A., Thoene C. C., Pesev P., Scarpa R., Perez D., 2017a, *The Astronomer's Telegram*, 11038, 1
- de Ugarte Postigo A. et al., 2017b, *GRB Coordinates Network*, 22096, 1
- de Ugarte Postigo A. et al., 2013b, *Central Bureau Electronic Telegrams*, 3529, 1
- Della Valle M. et al., 2008, *Central Bureau Electronic Telegrams*, 1602, 1
- Della Valle M., Malesani D., Benetti S., Chincarini G., Stella L., Tagliaferri G., 2006, *IAU Circ.*, 8696, 1
- Della Valle M., Malesani D., Benetti S., Testa V., Stella L., 2003, *IAU Circ.*, 8197, 2
- Deng J., Mazzali P. A., Maeda K., Nomoto K., 2003, *Nuclear Physics A*, 718, 569
- Deng J., Tominaga N., Mazzali P. A., Maeda K., Nomoto K., 2005, *ApJ*, 624, 898
- Dessart L., Hillier D. J., 2005, *A&A*, 439, 671
- Drout M. R. et al., 2011, *ApJ*, 741, 97
- Filippenko A. V., 1997, *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 35, 309
- Fishman G. J., Meegan C. A., 1995, *ARA&A*, 33, 415
- Fishman G. J. et al., 1993, *A&AS*, 97, 17
- Fox D. B. et al., 2005, *Nature*, 437, 845
- Gal-Yam A., 2012, *Science*, 337, 927
- Gal-Yam A., 2019, *ARA&A*, 57, 305
- Galama T. J. et al., 1998a, *IAU Circ.*, 6895, 1
- Galama T. J. et al., 1998b, *Nature*, 395, 670
- Gehrels N. et al., 2004, *ApJ*, 611, 1005
- Grasberg E. K., Imshenik V. S., Nadyozhin D. K., 1971, *Ap&SS*, 10, 3

- Greiner J. et al., 2015, *Nature*, 523, 189
- Hamuy M. et al., 2006, *PASP*, 118, 2
- Hirata K. et al., 1987, *Physical Review Letters*, 58, 1490
- Hjorth J., Bloom J. S., 2011, *The gamma-ray burst - supernova connection*
- Hjorth J. et al., 2003, *Nature*, 423, 847
- Hodgkin S. T. et al., 2019, *Transient Name Server Discovery Report*, 2019-1656, 1
- Höflich P., Wheeler J. C., Wang L., 1999, *ApJ*, 521, 179
- Hoversten E. A. et al., 2011, *GRB Coordinates Network*, 12632, 1
- Iben, I. J., Tutukov A. V., 1984, *ApJS*, 54, 335
- Iglesias C. A., Rogers F. J., 1996, *ApJ*, 464, 943
- Iwamoto K. et al., 1998, *Nature*, 395, 672
- Iwamoto K. et al., 2000, *ApJ*, 534, 660
- Klose S., Greiner J., Fynbo J., Nicuesa Guelbenzu A., Schmidl S., Rau A., Kruehler T., 2012, *Central Bureau Electronic Telegrams*, 3200, 1
- Klose S., Nicuesa Guelbenzu A., Kruehler T., Greiner J., Kann D. A., Rau A., Olivares E. F., Schulze S., 2013, *Central Bureau Electronic Telegrams*, 3677, 1
- Kouveliotou C., Meegan C. A., Fishman G. J., Bhat N. P., Briggs M. S., Kosshut T. M., Paciesas W. S., Pendleton G. N., 1993, *ApJL*, 413, L101
- Le Floch E. et al., 2003, *A&A*, 400, 499
- Levermore C. D., Pomraning G. C., 1981, *ApJ*, 248, 321
- Lipkin Y. M. et al., 2004, *ApJ*, 606, 381
- Lipunov V., 2018, *Transient Name Server Discovery Report*, 2018-1245, 1
- Lü H.-J., Liang E.-W., Zhang B.-B., Zhang B., 2010, *ApJ*, 725, 1965
- Lyman J. D., Bersier D., James P. A., Mazzali P. A., Eldridge J. J., Fraser M., Pian E., 2016, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 457, 328–350
- MacFadyen A. I., Woosley S. E., 1999, *ApJ*, 524, 262
- MacFadyen A. I., Woosley S. E., Heger A., 2001, *ApJ*, 550, 410
- Maeda K., Mazzali P. A., Deng J., Nomoto K., Yoshii Y., Tomita H., Kobayashi Y., 2003, *ApJ*, 593, 931

- Malesani D. et al., 2012, GRB Coordinates Network, 13277, 1
- Malesani D. et al., 2004, ApJL, 609, L5
- Matheson T., Garnavich, 2003, ApJ, 599, 394
- Mazzali P. A. et al., 2003, The Astrophysical Journal, 599, L95–L98
- Mazzali P. A., McFadyen A. I., Woosley S. E., Pian E., Tanaka M., 2014, Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 443, 67
- Melandri A. et al., 2012, A&A, 547, A82
- Mészáros P., 2001, Science, 291, 79
- Metzger B. D., Giannios D., Thompson T. A., Bucciantini N., Quataert E., 2011, MNRAS, 413, 2031
- Metzger B. D., Thompson T. A., Quataert E., 2007, ApJ, 659, 561
- Minkowski R., 1941, PASP, 53, 224
- Modjaz M., Liu Y. Q., Bianco F. B., Graur O., 2016, The Astrophysical Journal, 832, 108
- Nakamura T., Mazzali P. A., Nomoto K., Iwamoto K., 2001, ApJ, 550, 991
- Nomoto K., 1982, ApJ, 253, 798
- Nomoto K., Hashimoto M., 1988, PhysRep, 163, 13
- Norris J. P., Scargle J. D., Bonnell J. T., 2001, in Gamma-ray Bursts in the Afterglow Era, Costa E., Frontera F., Hjorth J., eds., p. 40
- Paciesas W. S. et al., 1999, The Astrophysical Journal Supplement Series, 122, 465
- Patat F., et al., 2001, Astrophys. J., 555, 900
- Paxton B., Bildsten L., Dotter A., Herwig F., Lesaffre P., Timmes F., 2011, ApJS, 192, 3
- Pian E. et al., 2006, Nature, 442, 1011
- Pian E., Palazzi E., Perley D., 2016, Transient Name Server Discovery Report, 2016-1090, 1
- Price P. A. et al., 2003, Nature, 423, 844–847
- Quimby R. M., Aldering G., Wheeler J. C., Höflich P., Akerlof C. W., Rykoff E. S., 2007, ApJL, 668, L99
- Sanchez-Ramirez R. et al., 2012, GRB Coordinates Network, 13281, 1
- Schulze S. et al., 2013, Central Bureau Electronic Telegrams, 3587, 1

- Schulze S. et al., 2012, GRB Coordinates Network, 13257, 1
- Schulze, S. et al., 2014, A&A, 566, A102
- Shigeyama T., Nomoto K., 1990, ApJ, 360, 242
- Soffitta P. et al., 1998, IAU Circ., 6884, 1
- Sparre M., Fynbo J., de Ugarte Postigo A., Malesani D., Sollerman J., 2011, Central Bureau Electronic Telegrams, 2706, 1
- Stamatikos M. et al., 2010, GRB Coordinates Network, 10496, 1
- Stanek K. Z., Garnavich P. M., Holland S. T., Jha S., Kirshner R. P., Bersier D., 2002, IAU Circ., 7857, 2
- Stritzinger M. D. et al., 2018, A&A, 609, A134
- Sukhbold T., Ertl T., Woosley S. E., Brown J. M., Janka H. T., 2016, ApJ, 821, 38
- Taddia F. et al., 2019, A&A, 621, A71
- Taddia F. et al., 2018, A&A, 609, A136
- Tagliaferri G., Covino S., Fugazza D., Chincarini G., Malesani D., Della Valle M., Stella L., 2004, IAU Circ., 8308, 1
- Tanaka M. et al., 2009, The Astrophysical Journal, 692, 1131
- Tanvir N. R., Levan A. J., Cucchiara A., Fox D. B., 2012, GRB Coordinates Network, 13251, 1
- Truran J. W., Arnett W. D., Cameron A. G. W., 1967, Canadian Journal of Physics, 45, 2315
- Turatto M., 2003a, in Lecture Notes in Physics, Berlin Springer Verlag, Vol. 598, Supernovae and Gamma-Ray Bursters, Weiler K., ed., pp. 21–36
- Turatto M., 2003b, arXiv Astrophysics e-prints
- Turatto M., Benetti S., Pastorello A., 2007, in American Institute of Physics Conference Series, Vol. 937, Supernova 1987A: 20 Years After: Supernovae and Gamma-Ray Bursters, Immler S., Weiler K., McCray R., eds., pp. 187–197
- Usov V. V., 1992, Nature, 357, 472
- Valenti S. et al., 2007, Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 383, 1485
- Von Neumann J., Richtmyer R. D., 1950, Journal of Applied Physics, 21, 232
- Weaver T. A., 1976, ApJS, 32, 233

-
- Wheeler J. C., Harkness R. P., 1986, in NATO Advanced Science Institutes (ASI) Series C, Vol. 180, NATO Advanced Science Institutes (ASI) Series C, Madore B. F., Tully R. B., eds., pp. 45–54
- Whelan J., Iben, Icko J., 1973, ApJ, 186, 1007
- Wiersema K. et al., 2012, GRB Coordinates Network, 13276, 1
- Wiersema K., D’Avanzo P., Levan A. J., Tanvir N. R., Malesani D., Covino S., 2010, GRB Coordinates Network, 10525, 1
- Woosley S. E., Bloom J. S., 2006, ARA&A, 44, 507
- Woosley S. E., Eastman R. G., Schmidt B. P., 1999, ApJ, 516, 788
- Woosley S. E., Weaver T. A., 1986, ARA&A, 24, 205
- Yoon S.-C., Podsiadlowski P., Rosswog S., 2007, Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 380, 933
- Yoon S. C., Woosley S. E., Langer N., 2010, ApJ, 725, 940