

# Análisis de supernovas asociadas a estallidos de radiación gamma

M.E. Favaro<sup>1</sup> & M.C. Bersten<sup>2</sup>

Facultad de Matemática, Astronomía, Física y Computación, UNC, Argentina
 Instituto de Astrofísica de La Plata, CONICET-UNLP, Argentina

Contacto / elizabeth.favaro@unc.edu.ar

**Resumen** / En este trabajo presentamos el análisis de una muestra de 5 supernovas (SNs) asociadas a estallidos de radiación gamma de larga duración (LGRB), de las cuales disponemos de sus curvas de luz bolométricas y velocidades de expansión. Utilizando un código hidrodinámico unidimensional que simula la explosión estelar, se determinaron los parámetros físicos de la explosión y de sus progenitores. Se logró modelar satisfactoriamente tres SNs de la muestra (SN 1998bw, 2003dh, 2012bz) utilizando un modelo estelar significativamente más masivo ( $M_{ZAMS} = 30 M_{\odot}$ ) que los que usualmente se necesitan para SNs sin LGRB asociados ( $M_{ZAMS} < 20 M_{\odot}$ ). Además, fue necesario asumir la formación de agujeros negros estelares para encontrar modelos satisfactorios.

**Abstract** / In this work we present the analysis of a sample of 5 supernovae (SNe) associated with long gammaray bursts (LGRB), for which we have bolometric light curves and expansion velocities. Using a one-dimensional hydrodynamic code that simulates stellar explosions, we determine physical parameters of the explosion and of the stellar progenitors. Three SNe of the sample (SN 1998bw, 2003dh, 2012bz) were successfully modeled using a significantly more massive stellar model ( $M_{ZAMS} = 30 M_{\odot}$ ) than those usually employed for SNe without associated LGRB ( $M_{ZAMS} < 20 M_{\odot}$ ). In addition, it was needed to assume the formation of a stellar-mass black hole to reproduce the observations satisfactorily.

*Keywords* / supernovae: general — supernovae: individual (SN 1998bw, SN 2003dh, SN 2006aj, SN 2010bh, SN 2012bz) — gamma rays: general

# 1. Introducción

Se ha establecido que gran parte de las estrellas que nacen con más de 8  $M_{\odot}$  terminan su evolución con una violenta explosión desatada por el colapso de su núcleo, conocida como supernova (SN) de colapso gravitatorio (Heger et al., 2003). Observacionalmente, a estos fenómenos se los clasifica en tres grandes tipos, según sus características espectrales (Filippenko, 1997): SNs de tipo II que presentan fuertes líneas de hidrógeno; SNs de tipo Ib, que no muestran hidrógeno sino que están dominadas por líneas de helio; y SNs de tipo Ic, que no exhiben rasgos definidos de ninguno de estos dos elementos. A su vez, las SNs Ic se subclasifican en SNs Ic-BL, caracterizadas por líneas anchas (*broad-lined*, BL), las cuales están asociadas a altas velocidades de expansión.

Por otro lado, los estallidos de radiación gamma (GRB, por sus siglas en inglés) son intensos destellos de rayos gamma. Kouveliotou et al. (1993) encontraron una bimodalidad en la distribución de la duración de los mismos, clasificándolos en dos grupos: cortos (short-GRB), si tienen una duración menor a los 2 segundos, o largos (long-GRB, LGRB) si duran más de 2 segundos. Aunque el origen de cada tipo de GRB aún está en discusión, desde hace varios años se ha establecido una conexión entre los LGRB y las SNs Ic-BL. Hasta la fecha se han detectado alrededor de 20 asociaciones GRB-SN, pero aún no está del todo claro qué peculiaridades podrían tener sus estrellas progenitoras o sus

explosiones para producir un evento LGRB y si las propiedades físicas de estos eventos son sistemáticamente diferentes de las de otras SNs Ic.

Para intentar responder a este interrogante nos hemos propuesto estudiar un grupo selecto de estas SNs para las cuales existe una buena cobertura fotométrica y espectroscópica. Un método bien establecido para la determinación de las propiedades de las SNs y sus objetos progenitores, es mediante la comparación de las observaciones con las predicciones de modelos hidrodinámicos (Shigeyama & Nomoto (1990); Bersten et al. (2012), entre otros).

Para calcular los modelos de las curvas de luz (CLs) bolométricas y las velocidades fotosféricas utilizamos un código hidrodinámico lagrangiano unidimensional que simula la explosión de una SN (Bersten et al., 2011). A partir de la comparación de los modelos con las observaciones, hemos derivado los parámetros físicos de sus progenitores (masas y radios) como así también parámetros de la explosión (energía y material radiactivo sintetizado, masa de  $^{56}\rm Ni).$ 

# 2. Muestra

De todas las SNs asociadas a LGRB, seleccionamos 5 de ellas de las cuales se dispone una buena cobertura temporal de sus CLs bolométricas (Melandri et al. (2012); Cano et al. (2011)) y velocidades de expansión medidas a partir de la línea del Fe II  $\lambda$ 5169 (Schulze et al., 2014),



Figura 1: Muestra de SNs seleccionadas. Arriba: Curvas de luz bolométricas (Melandri et al. 2012, Cano et al. 2011). Abajo: Velocidades de expansión medidas a partir de la línea del Fe II  $\lambda$ 5169 (Schulze et al., 2014).

la cual se ha propuesto como un buen estimador de la velocidad fotosférica (Dessart & Hillier, 2005). Estas propiedades son necesarias para realizar el modelado hidrodinámico de los objetos y reducir la degeneración entre los diferentes parámetros físicos.

En la Fig. 1 se muestran las CLs bolométricas y las velocidades de expansión de las SNs seleccionadas: SN 1998bw (GRB 980425, z = 0.00866, Galama et al. (1998)), SN 2003dh (GRB 030329, z = 0.16867, Heger et al. (2003)), SN 2006aj (GRB 060218, z = 0.03342, Pian et al. (2006)), SN 2010bh (GRB 100316D, z =0.05920, Bufano et al. (2010)) y SN 2012bz (GRB 120422A, z = 0.28253, Melandri et al. (2012)). Notamos que, a pesar de que la muestra es pequeña, existe una gran variedad en las luminosidades y anchos de las CLs entre los diferentes eventos, como así también en velocidades. Modelos sus

#### 3.

Contamos con un código hidrodinámico lagrangiano unidimensional que simula explosiones de SNs y permite calcular CLs bolométricas y velocidades fotosféricas (Bersten et al., 2011). Estos modelos se calculan integrando numéricamente las ecuaciones de la hidrodinámica suponiendo simetría esférica de un gas autogravitante. La explosión es simulada invectando una cierta can-

Tabla 1: Parámetros físicos de los modelos estelares iniciales (Nomoto & Hashimoto, 1988).

Modelo	$M_{\rm ZAMS}$ $[M_{\odot}]$	$R_*$ [R $_{\odot}$ ]	$M_{\rm He}$ [M <sub><math>\odot</math></sub> ]	$M_{\rm cut}$ [M <sub><math>\odot</math></sub> ]	M <sub>ej</sub> [M <sub>☉</sub> ]
He4	15	2.3	4	1.5	2.5
He6	20	2.2	6	1.7	4.3
He8	25	1.3	8	1.85	6.15

tidad de energía cerca del centro del progenitor.

Se emplearon tres modelos estelares iniciales (pre-SN) en equilibrio hidrostático para simular las condiciones de la estrella antes de explotar. Estos modelos pre-SN fueron calculados por Nomoto & Hashimoto (1988), siguiendo la evolución completa de la estrella desde la secuencia principal de edad cero (ZAMS por sus siglas en inglés) hasta el colapso del núcleo. En la Tabla 1 se presenta un resumen de los parámetros de cada modelo pre-SN, donde se especifica la masa en la ZAMS  $(M_{ZAMS})$ , radio del progenitor  $(R_*)$ , masa del núcleo de He  $(M_{He})$ , la masa del remanente compacto  $(M_{cut})$  y la masa eyectada (M<sub>ei</sub>). Para estos modelos se asumieron valores fijos de la M<sub>cut</sub> correspondientes a la masa del núcleo de Fe. La masa que no forma al remanente compacto será eyectada, y es posible estimarla como  $M_{\rm ej} = M_{\rm He} - M_{\rm cut}.$ 

Previamente a realizar el modelado hidrodinámico de la muestra de SNs, estudiamos el efecto de variar los parámetros físicos del código, a saber, el modelo pre-SN, la energía de la explosión (E, en unidades de 1 foe =  $1 \times 10^{51}$  erg) y la masa de <sup>56</sup>Ni, sobre las CLs v las velocidades fotosféricas. Este análisis, fue utilizado como guía al momento de modelar las observaciones. En la Fig. 2 se muestran las CLs (izquierda) y las velocidades fotosféricas (derecha) para los tres modelos pre-SN dejando fijo la E = 1 foe y  $M_{Ni} = 0.1 M_{\odot}$  (arriba); para E = 0.5, 1 y 2 foe para el modelo pre-SN He4 y una  $\rm M_{\rm Ni}=0.1~M_{\odot}$  (centro); para  $\rm M_{\rm Ni}=0.05,\,0.1~y~0.5~M_{\odot}$ para el modelo pre-SN He4 y una E = 1 foe (abajo). A partir de este análisis encontramos que:

- Mientras más masivo es el modelo pre-SN, se obtienen CLs más anchas, menos luminosas y el instante del máximo de luz se atrasa; las velocidades fotosféricas son más bajas;
- A mayor energía de explosión, la CL toma una forma más angosta, aumenta el valor de la luminosidad y se adelanta el instante del máximo; las velocidades son más altas y decaen más rápido en el tiempo;
- A medida que aumenta la masa de  ${}^{56}$ Ni, la CL se vuelve más brillante v ancha, mientras que el instante del máximo casi no se ve afectado. Las velocidades fotosféricas quedan prácticamente inalteradas.

#### 4. Resultados

A pesar de que hemos variado los parámetros libres del código (modelo pre-SN, E, M<sub>Ni</sub>), no hemos encontrado soluciones utilizando los modelos de baja masa presentados en la Tabla 1. Por lo cual, recurrimos a un modelo estelar más masivo. En particular, se utilizó un modelo pre-SN con una masa de He de 11  $M_{\odot}$  (correspondiente



Figura 2: Curvas de luz bolométricas (derecha) y velocidades fotosféricas (izquierda), obtenidas de variar el modelo pre-SN (arriba), la energía de explosión (centro) y la masa de  $^{56}$ Ni (abajo). En los últimos dos casos se asumió el modelo He4 como progenitor.

Tabla 2: Parámetros físicos de los modelos hidrodinámicos calculados a partir del modelo pre-SN He11 para tres SNs de la muestra.

SN	Е	$M_{Ni}$	M <sub>cut</sub>	Mei
	[foe]	$[{\rm M}_{\odot}]$	$[{\rm M}_{\odot}]$	$[M_{\odot}]$
1998 bw	19	0.6	7.4	3.6
2003dh	10	0.5	8.4	2.6
2012bz	10	0.5	8.4	2.6

a  $M_{ZAMS} = 30 M_{\odot}$ ) y un radio de 5  $R_{\odot}$  al momento de la explosión, calculado por el Lic. L. Martinez (IALP-FCAGLP) utilizando el código MESA (Paxton et al., 2011). Con este modelo fue posible modelar satisfactoriamente tres SNs de la muestra, SN 1998bw, SN 2003dh y SN 2012bz (ver Fig. 3). Los parámetros físicos derivados para cada SN se presentan en la Tabla 2.

Es importante destacar, que sólo fue posible encontrar modelos satisfactorios asumiendo la formación de remanentes compactos más masivos. Las masas derivadas son consistentes con la formación de agujeros negros estelares, lo cual favorece al modelo *collapsar* propuesto para estos objetos (MacFadyen & Woosley, 1999; Mac-Fadyen et al., 2001).

### 5. Conclusiones

• Los modelos iniciales He4, He6 y He8 fueron descartados ya que no permitieron reproducir las CLs y



Figura 3: Modelado de las SNs 1998bw (arriba), 2003dh y 2012bz (abajo) utilizando el modelo pre-SN He11. Izquierda: Curvas de luz bolométricas. Derecha: Velocidades de expansión. En línea sólida se muestra el modelo que mejor representa las observaciones.

las velocidades observadas. Por lo cual se tuvo que recurrir a un modelo estelar más masivo.

- Se lograron reproducir satisfactoriamente tres de las SNs de nuestra muestra, 1998bw, 2003dh, 2012bz. En todos los casos fue necesario utilizar un modelo inicial más masivo que los que se encuentran para SNs Ic normales, donde las masas de He son usualmente  $< 6 M_{\odot}$ . Esto muestra una clara diferencia entre sus progenitores.
- Además, fue necesario asumir la formación de remanentes compactos masivos consistentes con agujeros negros estelares, y favoreciendo al modelo *collapsar*.

# Referencias

- Bersten M.C., Benvenuto O., Hamuy M., 2011, ApJ, 729, 61
- Bersten M.C., et al., 2012, ApJ, 757, 31
- Bufano F., et al., 2010, Central Bureau Electronic Telegrams, 2227
- Cano Z., et al., 2011, ApJ, 740, 41
- Dessart L., Hillier D.J., 2005, A&A, 439, 671
- Filippenko A.V., 1997, ARA&A, 35, 309
- Galama T.J., et al., 1998, Nature, 395, 670
- Heger A., et al., 2003, ApJ, 591, 288
- Kouveliotou C., et al., 1993, ApJL, 413, L101
- MacFadyen A.I., Woosley S.E., 1999, ApJ, 524, 262
- MacFadyen A.I., Woosley S.E., Heger A., 2001, ApJ, 550, 410
- Melandri A., et al., 2012, A&A, 547, A82
- Nomoto K., Hashimoto M., 1988, PhR, 163, 13
- Paxton B., et al., 2011, ApJS, 192, 3
- Pian E., et al., 2006, Nature, 442, 1011
- Schulze S., et al., 2014, A&A, 566, A102
- Shigeyama T., Nomoto K., 1990, ApJ, 360, 242