



Facultad de Ciencias
**Astronómicas
y Geofísicas**
UNIVERSIDAD NACIONAL DE LA PLATA

Tesis para obtener el grado académico de Licenciado en Astronomía

ANÁLISIS DE CURVAS DE LUZ DE SUPERNOVAS DE TIPO II

Laureano Martínez

Directora:
Dra. Melina Cecilia Bersten

LA PLATA, ARGENTINA

Resumen

En este trabajo analizamos un grupo selecto de supernovas de tipo II (SNs II) para las cuales existe un buen seguimiento fotométrico y espectroscópico, así como imágenes pre-explosión con información directa de la estrella progenitora. Derivamos parámetros físicos (masas, radios, energías de la explosión, cantidad de níquel radiactivo) para nuestro grupo selecto de objetos mediante el modelado hidrodinámico de sus curvas de luz y velocidades de expansión. Obtuvimos los siguientes rangos de valores para nuestra muestra: $M_{\text{hydro}} = 10 - 23 M_{\odot}$, $R = 400 - 1250 R_{\odot}$, $E = 0.2 - 1.4 \text{ foe}$ y $M_{\text{Ni}} = 0.0015 - 0.066 M_{\odot}$, donde M_{hydro} y R se refieren a los valores de las masas y radios de las estrellas progenitoras antes de la explosión.

Posteriormente, analizamos posibles correlaciones entre los diferentes parámetros físicos. Encontramos que la energía de la explosión, la masa y la cantidad de níquel correlacionan bien entre sí. Nuestro análisis sugiere que objetos más masivos producen explosiones más energéticas y, que a su vez, generan una mayor cantidad de material radiactivo. Sin embargo, esto sólo puede ser considerado como indicativo dada la baja estadística de nuestra muestra (sólo cinco objetos).

Finalmente comparamos las estimaciones de nuestras masas con las derivadas a partir de la información obtenida en detecciones directas de progenitores. No vimos una diferencia sistemática entre ambas, en el sentido que la masa determinada por modelos hidrodinámicos sea más grande que la derivada utilizando imágenes pre-explosión, a diferencia de lo encontrado previamente en la literatura.

Índice general

Resumen	i
Lista de figuras	iv
Lista de tablas	vi
1. Introducción	1
1.1. Supernovas	1
1.2. Clasificación	2
1.3. SNs tipo II-Plateau	3
1.4. Este trabajo	7
2. Muestra de supernovas	8
2.1. Selección de la muestra	8
2.1.1. SN 2004et	14
2.1.2. SN 2005cs	14
2.1.3. SN 2008bk	15
2.1.4. SN 2012aw	16
2.1.5. SN 2012ec	16
3. Código hidrodinámico	18
3.1. Descripción del código	18
3.2. Ecuaciones de la hidrodinámica y del transporte radiativo	19

3.3. Modelos iniciales	20
3.4. Características de la curva de luz	23
3.5. Variación de parámetros	24
3.6. Corrección bolométrica	32
4. Análisis	34
4.1. Derivación de parámetros de la muestra dorada	34
4.2. Correlaciones entre parámetros físicos	38
4.3. Comparación de resultados	42
4.3.1. Con los provenientes de la literatura	42
4.3.2. Utilizando las relaciones de LN85	45
4.3.3. Con los derivados de imágenes pre-explosión	48
5. Conclusiones y trabajo a futuro	51
A. Elección de modelos preferidos	53

Índice de figuras

1.1. Esquema de clasificación de supernovas	4
1.2. Curva de luz de la SN 2004fx	5
1.3. Espectro de la SN 2004fx	5
2.1. Curvas de luz en las bandas <i>UBVRI</i> y velocidades fotosféricas (parte 1)	12
2.2. Curvas de luz en las bandas <i>UBVRI</i> y velocidades fotosféricas (parte 2)	13
3.1. Modelos iniciales tipo doble politropa como función de la masa	21
3.2. Modelos iniciales tipo doble politropa como función de la masa para distintos puntos de ajuste	22
3.3. Modelos iniciales tipo doble politropa para distintos radios	22
3.4. Fases de una típica curva de luz bolométrica de una SN II-P	23
3.5. Dependencia de la curva de luz con la masa del progenitor	27
3.6. Dependencia de la velocidad fotosférica con la masa del progenitor . . .	27
3.7. Dependencia de la curva de luz con el radio del progenitor	28
3.8. Dependencia de la velocidad fotosférica con el radio del progenitor . . .	28
3.9. Dependencia de la curva de luz con la energía de la explosión	29
3.10. Dependencia de la velocidad fotosférica con la energía de la explosión .	29
3.11. Dependencia de la curva de luz con la cantidad de níquel	30
3.12. Dependencia de la velocidad fotosférica con la cantidad de níquel . . .	30
3.13. Dependencia de la curva de luz con la distribución del níquel	31
3.14. Dependencia de la velocidad fotosférica con la distribución del níquel .	31

3.15. Curvas de luz bolométricas de la muestra dorada	33
3.16. Velocidades fotosféricas de la muestra dorada	33
4.1. Comparación entre modelos y observaciones de la muestra (parte 1) . .	35
4.2. Comparación entre modelos y observaciones de la muestra (parte 2) . .	36
4.3. Perfiles de densidad inicial para la muestra dorada	37
4.4. Análisis de posibles correlaciones entre parámetros físicos (parte 1) . .	39
4.5. Análisis de posibles correlaciones entre parámetros físicos (parte 2) . .	40
4.6. Análisis de posibles correlaciones entre parámetros físicos (parte 3) . .	40
4.7. Análisis de posibles correlaciones entre parámetros físicos (parte 4) . .	41
4.8. Análisis de posibles correlaciones entre parámetros físicos (parte 5) . .	41
4.9. Análisis de posibles correlaciones entre parámetros físicos (parte 6) . .	42
4.10. Comparación entre resultados obtenidos con modelos hidrodinámicos y con las relaciones de LN85 (parte 1)	46
4.11. Comparación entre resultados obtenidos con modelos hidrodinámicos y con las relaciones de LN85 (parte 2)	47
4.12. Comparación entre resultados obtenidos con modelos hidrodinámicos y con las relaciones de LN85 (parte 3)	47
4.13. Comparación entre masas obtenidas en este trabajo y las derivadas usando información de imágenes pre-explosión	50
A.1. Dependencia de la curva de luz y la evolución de las velocidades fotos- féricas en función de la energía de la explosión para la SN 2012aw . . .	54
A.2. Dependencia de la curva de luz y la evolución de las velocidades fotos- féricas en función de la masa del progenitor para la SN 2012aw	55
A.3. Dependencia de la curva de luz y la evolución de las velocidades fotos- féricas en función del radio del progenitor para la SN 2012aw	55
A.4. Dependencia de la curva de luz y la evolución de las velocidades fotos- féricas en función de la cantidad de níquel para la SN 2012aw	56

Índice de tablas

2.1. Listado de SNs de la muestra dorada	9
2.2. Extinciones, distancias y tiempos de explosión para la muestra	10
2.3. Descripción de las publicaciones donde se obtuvieron la fotometría, velocidades de expansión e información pre-SN	11
2.4. Información derivada a través de las imágenes de archivo	17
3.1. Rango de valores adoptados para los radios de los progenitores de la muestra dorada	25
4.1. Parámetros físicos derivados a partir del modelado hidrodinámico de las curvas de luz	34
4.2. Parámetros de ajuste de correlaciones	39
4.3. SN 2004et. Comparación con resultados de la literatura	43
4.4. SN 2005cs. Comparación con resultados de la literatura	44
4.5. SN 2008bk. Comparación con resultados de la literatura	44
4.6. SN 2012aw. Comparación con resultados de la literatura	44
4.7. SN 2012ec. Comparación con resultados de la literatura	45
4.8. Parámetros de las SNs calculados usando las relaciones de LN85	46

Capítulo 1

Introducción

1.1. Supernovas

Una explosión de supernova (SN, de ahora en adelante) es uno de los eventos más espectaculares observados en el Universo. Los primeros registros de supernovas (SNs) provienen del segundo siglo de nuestra era por parte de astrónomos chinos. Ellos observaron y registraron objetos que repentinamente aparecían en el cielo, eran visibles por un cierto período de tiempo y luego desaparecían. Hasta el siglo XX estos objetos eran denominados *novas*, debido a que el gran aumento en la luminosidad del objeto era interpretado como el nacimiento de una nueva estrella en el cielo. Pero no fue hasta que las distancias a las galaxias más cercanas fueran establecidas a través de la observación de estrellas variables Cefeidas, que se logró la separación entre dos tipos de eventos: unos menos luminosos, a los que se los siguió denominando *novas*, y otros extremadamente luminosos llamados *supernovas*.

Una estrella inicia su vida cuando en su interior se encienden las reacciones nucleares, mediante las cuales elementos livianos se convierten en elementos pesados. Cuando el combustible se agota, las estrellas de menor masa terminan su vida como enanas blancas, mientras que estrellas con masas mayores a $\sim 8 M_{\odot}$ mueren explotando violentamente. La explosión de una estrella masiva se origina luego de formarse un núcleo de hierro en la fase final de la evolución estelar. En esta etapa, la quema nuclear no puede proveer la presión para soportar la estrella y su región central colapsa. El colapso nuclear culmina con la formación de una estrella de neutrones o un agujero negro. Durante la explosión, el material que fue sintetizado por la estrella durante su vida es eyectado a altas velocidades hacia el medio interestelar. A pesar de los avances en los modelos teóricos que se hicieron estos últimos años, el mecanismo que transfiere la energía liberada durante el colapso del núcleo a la envoltura todavía es desconocido.

Las SNs son objetos con luminosidades del orden de $10^{10} L_{\odot}$ durante un período de semanas a meses, lo que lo hace comparable con la luminosidad de su galaxia huésped, y con temperaturas de miles de grados Kelvin, lo que indica que son objetos que poseen grandes superficies. Hace casi una década atrás se han descubierto objetos mucho más

1.2. Clasificación

luminosos que las SNs normales denominados supernovas súper luminosas (SLSNe, por sus siglas en inglés), que presentan luminosidades entre 10 y 100 veces la luminosidad de una SN normal (Quimby et al., 2007). A pesar del intrigante origen de estos objetos, en esta tesis nos vamos a focalizar solamente en el análisis de SNs normales.

Un objeto radiando a razón de $10^{10} L_{\odot}$ por algunas semanas, emite energías del orden de 10^{51} erg (cantidad comúnmente conocida como 1 foe). Además, a partir del corrimiento Doppler de las líneas de emisión y absorción uno puede estimar la energía cinética de la SN, mostrando 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 sólo representa el 1% de la energía liberada durante la explosión. El 99% restante ($\sim 10^{53}$ erg) es liberado a través de neutrinos creados durante el colapso del núcleo. La detección de neutrinos de la SN 1987A confirmó este mecanismo de explosión. Por lo tanto, todo esto además indica que las SNs son objetos que requieren de una gran liberación de energía.

La evolución del brillo de las SNs, es decir sus curvas de luz (CL), proveen información importante sobre sus estrellas progenitoras y las propiedades de la explosión. Hay dos factores fundamentales que dominan la naturaleza de la CL: el calentamiento y enfriamiento del material. Los procesos que llevan a cabo el calentamiento son la energía de la explosión, que provoca una onda de choque que avanza por la estrella convirtiendo energía interna en energía cinética, y el decaimiento radiactivo del material sintetizado durante la nucleosíntesis explosiva. Mientras que la expansión adiabática y la difusión radiativa son los principales procesos de pérdida de energía.

1.2. Clasificación

La primera explicación física para las SNs fue propuesta por Baade & Zwicky (1934) quienes sugirieron que la energía de la SN proviene del colapso de una estrella normal en una estrella de neutrones. Esta idea puede ser correcta cuando hablamos de la muerte de una estrella masiva, pero no lo es para todos los tipos de SNs. Ya en la década de 1940, Minkowski notó que los espectros de las SNs indicaban al menos dos tipos diferentes de objetos. Un grupo, llamado “Tipo I”, caracterizado por la ausencia de hidrógeno en su espectro, mientras que el otro grupo, llamado “Tipo II”, muestran fuertes líneas de hidrógeno dominando el espectro. Desde ese tiempo, la cantidad de información espectroscópica se incrementó sustancialmente, así como también nuestro conocimiento sobre estos objetos, por lo que a mediados de la década de los '80 se realizó una subclasificación de las SNs de tipo I dependiendo si estaba presente o no la línea de Si II λ 6355Å. Si esta línea estaba presente, la SN era clasificada como Tipo Ia, si no lo estaba era designada como Tipo Ib o Ic.

Actualmente, es sabido que existen dos mecanismos principales que pueden llevar a cabo la explosión de una estrella: la explosión termonuclear de una enana blanca en un sistema binario, que es el caso de las SNs Ia; y el colapso gravitatorio del núcleo de estrellas masivas, que incluye a todos los demás tipos de SNs. Estas últimas son las

1.3. SNs tipo II-Plateau

llamadas “SNs de colapso gravitatorio” (CCSNe, por sus siglas en inglés).

Las CCSNe forman un diverso grupo en términos de las propiedades espectroscópicas y fotométricas. Las SNs II han sido subdivididas de acuerdo a la forma de su CL en: II-Plateau (mostrando una fase donde la luminosidad es constante), y II-Linear (mostrando curvas de luz que decrecen linealmente). Otros subgrupos se subdividen según sus propiedades espectroscópicas: IIn (mostrando líneas de emisión angostas), y I Ib (mostrando hidrógeno inicialmente, pero evolucionando a una envoltura pobre en hidrógeno a tiempos posteriores). Las CCSNe que no poseen hidrógeno, o que lo presentan en muy poca cantidad, se las denomina “*stripped-envelope SNe*” y se las divide en Tipo Ib o Ic dependiendo de la presencia o ausencia de líneas de helio, respectivamente, y en SNs tipo I Ib. Las SNs Ic han sido asociadas a estallidos de radiación gamma de larga duración (Woosley & Bloom, 2006). Además, a algunas SNs Ib/c se las ha visto con velocidades muy grandes, denominándolas “hipernovas”.

Una pregunta fundamental de la Astrofísica, y que aún se encuentra sin respuesta, es qué procesos evolutivos de las estrellas masivas determinan el tipo de SN que finalmente producen. Tradicionalmente se ha asociado a las SNs II con progenitores de menor masa entre las que sufren el colapso gravitatorio, y que estas estrellas han sido capaces de retener una fracción significativa de sus envolturas, ricas en hidrógeno, durante su evolución. Mientras que en los tipos Ib y Ic, los progenitores han perdido completamente sus envolturas ricas en hidrógeno. Es sabido que la pérdida de masa es más intensa cuanto más masiva es la estrella, si bien existen otros factores que pueden influenciar como la metalicidad o la rotación. Es por eso que tradicionalmente se ha pensado que las SNs Ib y Ic deberían provenir de estrellas más masivas que las de las SNs II. Actualmente esta visión está cambiando, ya que existe cada vez más evidencia de que este tipo de objetos provienen de evolución binaria. Por un lado, estudios recientes en cúmulos abiertos han mostrado que la fracción de sistemas binarios interactuantes puede llegar a un 70 % del total (Sana et al., 2012). Asimismo, todos los estudios que derivan masas a partir de las curvas de luz de SNs Ib y Ic encuentran masas pequeñas al momento de explotar, lo cual es interpretado como provenientes de sistemas binarios (Lyman et al., 2016; Taddia et al., 2017).

El criterio de clasificación de las SNs se puede ver detalladamente en el trabajo de Filippenko (1997), y se muestran en la Figura 1.1. Notar que el sistema de clasificación, debido a su naturaleza empírica, es incompleto y además evoluciona, dado que continuamente se descubren objetos que no siguen con esta clasificación.

1.3. SNs tipo II-Plateau

En este trabajo nos centraremos en SNs ricas en hidrógeno, y dentro de este grupo, nos interesa particularmente las SNs tipo II-Plateau (SNs II-P), las cuales forman una familia bien definida caracterizada por un “plateau” en su curva de luz óptica (Barbon et al., 1979), donde la luminosidad permanece aproximadamente constante por un período de alrededor de 100 días (ver Figura 1.2). En esta etapa la recom-

1.3. SNs tipo II-Plateau

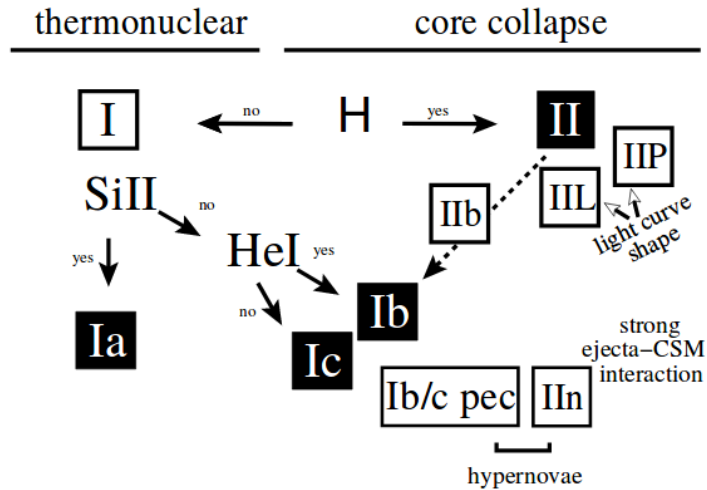


Figura 1.1: Esquema de clasificación de supernovas (Turatto, 2003). Si bien observacionalmente existen muchos tipos de SNs, desde el punto de vista del mecanismo de explosión se las divide en dos: explosión termonuclear de una enana blanca en un sistema binario y el colapso gravitatorio del núcleo de una estrella masiva.

binación del hidrógeno es fundamental y regula la evolución de la luminosidad durante meses. Cuando la onda de recombinación llega a las zonas donde el hidrógeno se ha agotado, la luminosidad cae (fase de transición) y luego la CL empieza a ser netamente dominada por la liberación de energía debida al decaimiento radiactivo del material sintetizado en la explosión (fase conocida como cola radiactiva; ver Figura 1.2). Estos objetos también se caracterizan por la presencia de prominentes perfiles P-Cygni en las líneas de hidrógeno (ver Figura 1.3).

Las SNs II-P son una subclase de las CCSNe originándose luego del final violento de estrellas con masas iniciales mayores que $\sim 8 M_{\odot}$. Además, son las explosiones más frecuentes en la naturaleza (Smartt et al., 2009; Arcavi et al., 2010), por lo que es de esperar que sean uno de los principales contribuyentes al enriquecimiento químico del medio interestelar.

Como se dijo anteriormente, las SNs II resultan de progenitores que fueron capaces de retener una fracción significativa del hidrógeno contenido en su envoltura. Utilizando modelos hidrodinámicos de SNs II-P se ha mostrado, hace tiempo atrás, que es necesario una supergigante roja como progenitor, con una extensa envoltura de hidrógeno para poder reproducir la forma de “plateau” de sus curvas de luz (Falk & Arnett, 1977).

Recientes detecciones de progenitores de varias SNs II-P han confirmado que, efectivamente, provienen de estrellas supergigantes rojas. Además, sus masas en la secuencia principal de edad cero (ZAMS) han sido estimadas con valores menores a $18 M_{\odot}$ (Van Dyk et al., 2003; Smartt et al., 2004, 2009).

1.3. SNs tipo II-Plateau

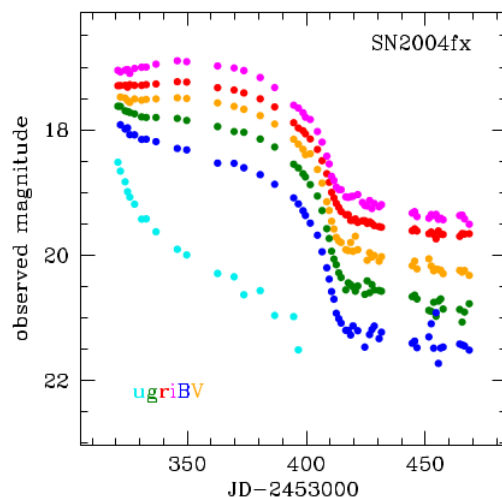


Figura 1.2: Curva de luz de la SN 2004fx, una típica SN II-P, observada por el programa de seguimiento de SNs “Carnegie Supernova Project (CSP)” en los filtros $u'g'r'i'$ del Sloan Digital Sky Survey (SDSS), y en los filtros BV de Johnson (Hamuy et al., 2006).

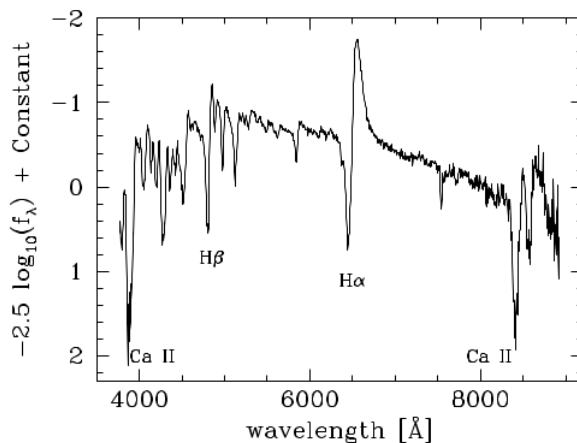


Figura 1.3: Espectro de la SN 2004fx, una típica SN II-P, observada por el programa de seguimiento de SNs “Carnegie Supernova Project (CSP)” (Hamuy et al., 2006).

Ha surgido interés adicional en las SNs II-P desde que se las han propuesto como posibles estimadores de distancias, con potencial uso cosmológico, a través de la correlación existente entre la luminosidad del plateau y la velocidad de expansión a mitad del plateau (Hamuy & Pinto, 2002), de manera alternativa al más conocido método que involucra a las SNs Ia. Esto motiva aún más el conocimiento detallado de sus estrellas progenitoras.

Observacionalmente, las SNs II-P muestran un amplio rango de luminosidades del plateau (L_p), velocidades de expansión (v_{exp}), duración del plateau (Δt_p) y cantidad de níquel radiactivo (M_{Ni}) (Hamuy, 2001; Bersten & Hamuy, 2009). Ha sido mostrado que la morfología de sus curvas de luz está relacionada con las propiedades del progenitor, como la masa eyectada (M_{ej}), energía de la explosión (E) y el radio de

1.4. Este trabajo

la pre-supernova (R). Relaciones entre estos parámetros físicos y observables fueron derivadas analíticamente por Arnett (1980) y luego generalizadas por Popov (1993). Calibraciones numéricas de estas relaciones fueron dadas por Litvinova & Nadëzhin (1983, 1985, de ahora en más LN83, LN85) basadas en una grilla de modelos hidrodinámicos para diferentes valores de M_{ej} , R y E . Sin embargo estos estudios no han sido completamente satisfactorios debido a que algunos de los modelos están basados en supuestos físicos simplificados. Algunas de las debilidades de los modelos de LN83 son que no incluyen el efecto del calentamiento debido al decaimiento radiactivo, utilizan tablas de opacidad antiguas y modelos pre-supernova simplificados, ya que utilizan modelos iniciales de polítropa simple que no reproducen el núcleo del progenitor (ver discusión en Sección 3.3).

Kasen & Woosley (2009) presentaron modelos actualizados a través del cálculo de curvas de luz y espectros para diferentes masas, metalicidades y energías de explosión, usando modelos iniciales provenientes de cálculos de evolución estelar. En su trabajo describen la dependencia de la luminosidad y duración del plateau con la energía de explosión y la masa del progenitor. Aún así, las relaciones encontradas son simples de aplicar en el caso extremo donde no hay producción de ^{56}Ni . Si consideramos este isótopo, las relaciones involucran más parámetros, lo que complica su aplicación para obtener parámetros físicos a través de observables.

Además de utilizar la comparación con modelos hidrodinámicos, hay otras formas de derivar las propiedades físicas de los progenitores. El método más directo para determinar qué tipo de estrella da lugar a cada tipo de SN es el de detectar la estrella progenitora en el sitio de la explosión, haciendo uso de imágenes de archivo previas (Van Dyk et al., 2012a; Smartt, 2015), para poder medir su brillo y color, y así derivar las masas a partir de modelos de evolución estelar. Esta metodología es muy poderosa y ha conducido a importantes avances en este campo en los últimos años. El método requiere que se obtengan imágenes posteriores a la SN, las cuales son necesarias para confirmar la identificación del progenitor al observar su desaparición (Maund et al., 2014a). Sin embargo, este método sólo puede ser aplicado en casos particulares, donde existan imágenes pre-explosión y con SNs relativamente cercanas ($d \lesssim 30$ Mpc), para poder resolver la estrella progenitora en las imágenes. Esto sólo es posible con observaciones donde se alcanzan resoluciones comparables con el límite de difracción, ya que se requiere resolver estrellas localizadas más allá de la Vía Láctea y de las Nubes de Magallanes. Para la gran mayoría de los casos, este método directo no es aplicable.

Un problema que se ha notado en la literatura (por ejemplo Maguire et al., 2010) es que usualmente las masas derivadas a través de modelos hidrodinámicos son sistemáticamente más grandes que las estimadas a partir del análisis de las imágenes pre-explosión. Precisamente este es uno de los puntos que se pretende abordar en esta tesis.

1.4. Este trabajo

Las SNs son objetos muy relevantes ya que afectan la evolución química y energética de las galaxias, y son importantes indicadores de distancias cosmológicas. Determinar qué rangos de masas, radios y energías dan lugar a cada tipo de CCSNe es todavía una pregunta sin respuesta. Una manera de estimar esos parámetros es a través de la comparación de observaciones (curvas de luz, colores, espectros) con modelos hidrodinámicos. Además, las curvas de luz nos proveen de una herramienta útil para testear modelos de evolución estelar de estrellas masivas y revelar la estructura interna del progenitor.

El principal objetivo de este trabajo es derivar parámetros físicos de un grupo selecto de SNs de tipo II a través del modelado hidrodinámico de sus curvas de luz, para luego comparar estos resultados con los obtenidos a partir del análisis de imágenes pre-explosión de esta misma muestra, que se encuentran en la literatura, y de esta manera testear el problema existente entre las masas derivadas por esos dos métodos haciendo uso de una muestra con la mayor información posible.

Capítulo 2

Muestra de supernovas

2.1. Selección de la muestra

Existen centenas de SNs II, sin embargo no todas son útiles para los propósitos de nuestro trabajo. De esta manera, nuestro primer paso fue seleccionar de entre todas las SN II-P existentes en la literatura, un grupo de objetos que cumplieran los siguientes criterios:

- Buen seguimiento fotométrico y espectroscópico para poder modelar sus curvas de luz y velocidades de expansión durante todo el plateau y la cola.
- Objetos con identificación de posible progenitor en imágenes pre-exposición, para poder comparar con los resultados obtenidos a partir del análisis de estas imágenes.
- Confirmación del candidato a progenitor mediante imágenes post-exposición.

Se realizó una búsqueda exhaustiva entre las SNs II-P existentes en la literatura y se seleccionaron aquellas que tienen identificación del posible progenitor. Estas son: SN 2003gd, SN 2004A, SN 2004et, SN 2004dj, SN 2005cs, SN 2006my, SN 2008bk, SN 2012aw y SN 2012ec.

De todas estas SNs se descartaron las SNs 2003gd y 2006my por no tener un buen seguimiento fotométrico y la SN 2004dj porque la masa del progenitor fue estimada teniendo en cuenta que pertenece a un cúmulo y no es óptima para extraer resultados. Por lo tanto sólo encontramos 5 SNs II-P que cumplen todas nuestras restricciones. A esta muestra la denominaremos “*muestra dorada*”. La lista de SNs usadas en este trabajo está dada en la Tabla 2.1 donde también se presenta el nombre de la galaxia huésped, las coordenadas ecuatoriales de la SN, su corrimiento al rojo y la referencia respectiva.

2. Selección de la muestra

Tabla 2.1: Listado de SNs de nuestra muestra dorada.

SN	Galaxia huésped	α (J2000)	δ (J2000)	z_{host}	Referencias
2004et	NGC 6946	20 35 25.36	+60 07 17.7	0.000133	1, 2
2005cs	M 51	13 29 53.37	+47 10 28.2	0.002000	3, 4
2008bk	NGC 7793	23 57 50.42	-32 33 21.5	0.000767	5, 6
2012aw	NGC 3351	10 43 53.76	+11 40 17.9	0.002595	6, 7
2012ec	NGC 1084	02 45 59.89	-07 34 25.0	0.004693	8, 9

Referencias. (1) Zwitter et al. (2004); (2) Epinat et al. (2008); (3) Kloehr et al. (2005); (4) Poznanski (2009); (5) Li et al. (2008); (6) de Vaucouleurs et al. (1991); (7) Fagotti et al. (2012); (8) Monard et al. (2012); (9) Koribalski et al. (2004).

De la literatura también se obtuvieron distancias, extinciones galácticas y de la galaxia huésped y una estimación a los tiempos de explosión, que pueden verse en la Tabla 2.2.

Cuando en la literatura coexistían distintos valores de la distancia para la misma SN, se adoptó el valor que fue determinado por más métodos de estimación de distancias porque consideramos que era más confiable. En su defecto, adoptamos el valor que toma el autor del trabajo del cual extrajimos los datos fotométricos y espectroscópicos.

Para las SNs 2004et y 2005cs optamos por lo valores de la extinción que tomaron los autores de los trabajos donde extrajimos los datos. Para la SN 2008bk tomamos el valor dado por Van Dyk et al. (2012a). Para el caso de la SN 2012aw obtuvimos datos de dos trabajos y cada uno de éstos estimada valores diferentes, aunque muy cercanos, para las extinciones. Decidimos utilizar el determinado por Bose et al. (2013). Por último, para la SN 2012ec, adoptamos los valores dados por Maund et al. (2013).

Para la estimación de la fecha de explosión (t_{exp}) aceptamos los valores dados en la literatura excepto para las SNs 2008bk y 2012ec cuya estimación nos parecía poco confiable. El t_{exp} de la SN 2008bk es estimado a partir de la comparación de su CL óptica con la de la SN 2005cs, obteniendo un $t_{exp} = 2454548 \pm 2$ JD (G. Pignata, comunicación privada). Mientras que la fecha de explosión de la SN 2012ec es estimada a partir de la comparación de espectros tempranos. La comparación se realizó utilizando cinco espectros existentes de la SN 2006bp tomados en diferentes épocas. El espectro más parecido fue indicador de su t_{exp} , obteniendo que la SN había explotado ~ 7 días antes de su descubrimiento (Barbarino et al., 2015). Al comparar las observaciones con nuestros modelos, notamos que con el t_{exp} estimado en la literatura no era posible encontrar un set de parámetros razonables, con lo cual concluimos que posiblemente el t_{exp} estimado en la literatura no era adecuado. Por lo tanto, estimamos el tiempo de explosión al comparar las observaciones con el modelo hidrodinámico de su CL (ver más detalles en la Sección 4.1).

2. Selección de la muestra

Tabla 2.2: Extinciones, distancias y tiempos de explosión para la muestra dorada.

SN	Distancia [Mpc]	$E(B-V)_{\text{Gal}}^{\text{a}}$	$E(B-V)_{\text{Host}}^{\text{b}}$	$A_V^{\text{Gal}^{\text{a}}}$	$A_V^{\text{Host}^{\text{b}}}$	t_{exp} [JD - 2450000]	Referencias
2004et	5.6	0.34	0.07	—	—	3270.5	1, 2, 3, 4
2005cs	7.1 ± 1.2	0.035	0.015	—	—	3549	1, 5, 6, 7
2008bk	3.43	—	—	0.065	0.0	4543	1, 8, 9
2012aw	9.9 ± 0.1	0.0278 ± 0.0002	0.046 ± 0.008	—	—	6002.6	1, 10
2012ec	17.29	0.024	$0.12^{+0.15}_{-0.12}$	0.074	0.372	6147.5	11, 12, 13

^a Excesos de color y extinciones galácticas.

^b Excesos de color y extinciones de la galaxia huésped.

Referencias. (1) Schlegel, Finkbeiner & Davis (1998); (2) Zwitter et al. (2004); (3) Li et al. (2005); (4) Sahu et al. (2006); (5) Takáts & Vinkó (2006); (6) Baron et al. (2007); (7) Pastorello et al. (2006); (8) Pietrzyński et al. (2010); (9) Van Dyk et al. (2012a); (10) Bose et al. (2013); (11) Maund et al. (2013); (12) Schlafly & Finkbeiner (2011); (13) Barbarino et al. (2015).

Es necesario tener una buena cobertura fotométrica y espectroscópica para poder modelar adecuadamente los datos. Por un lado, de la fotometría es necesario estimar una CL bolométrica (ver Sección 3.6). Por otro lado, de la medida de ciertas líneas espectroscópicas es posible estimar velocidades fotosféricas. Para esto utilizamos la línea de Fe II (λ 5169Å) ya que esta línea se forma en regiones internas de la SN, es decir que es un buen indicador de la velocidad de la fotosfera.

En la Tabla 2.3 pueden verse las publicaciones de donde se obtuvieron los datos fotométricos, velocidades e información referente al progenitor a partir del análisis de las imágenes pre-explosión.

En las Figuras 2.1 y 2.2 se muestran las curvas de luz en las bandas *UBVRI* y las velocidades fotosféricas, medidas con la línea λ 5169Å del Fe II, de la muestra dorada. De estas figuras puede verse el buen seguimiento fotométrico y espectroscópico de los objetos seleccionados, que poseen datos durante todo el plateau, la transición y la cola.

2. Selección de la muestra

Tabla 2.3: Descripción de las publicaciones donde se obtuvieron los datos fotométricos, velocidades de expansión o información sobre la estrella progenitora a partir de imágenes pre-explosión.

SN	Fotometría UBVRI	Velocidades	Información Pre-explosión	Referencias
2004et	✓	✓	×	1
	✓	×	×	2
	✓	✓	×	3
	×	×	✓	4
2005cs	✓	✓	×	5, 6
	×	×	✓	7
	×	×	✓	8
2008bk	✓	✓	×	9
	×	×	✓	10
	×	×	✓	11
	×	×	✓	12
2012aw	✓	✓	×	13
	✓	✓	×	14
	×	×	✓	15
	×	×	✓	16
2012ec	✓	✓	×	17
	×	×	✓	18

Referencias. (1) Maguire et al. (2010); (2) Misra et al. (2007); (3) Sahu et al. (2006); (4) Crockett et al. (2011); (5) Pastorello et al. (2006); (6) Pastorello et al. (2009); (7) Maund, Smartt & Danziger (2005); (8) Li et al. (2006); (9) G. Pignata, comunicación privada; (10) Mattila et al. (2008); (11) Van Dyk et al. (2012a); (12) Maund et al. (2014b); (13) Bose et al. (2013); (14) Dall’Ora et al. (2014); (15) Van Dyk et al. (2012b); (16) Fraser et al. (2012); (17) Barbarino et al. (2015); (18) Maund et al. (2013).

2. Selección de la muestra

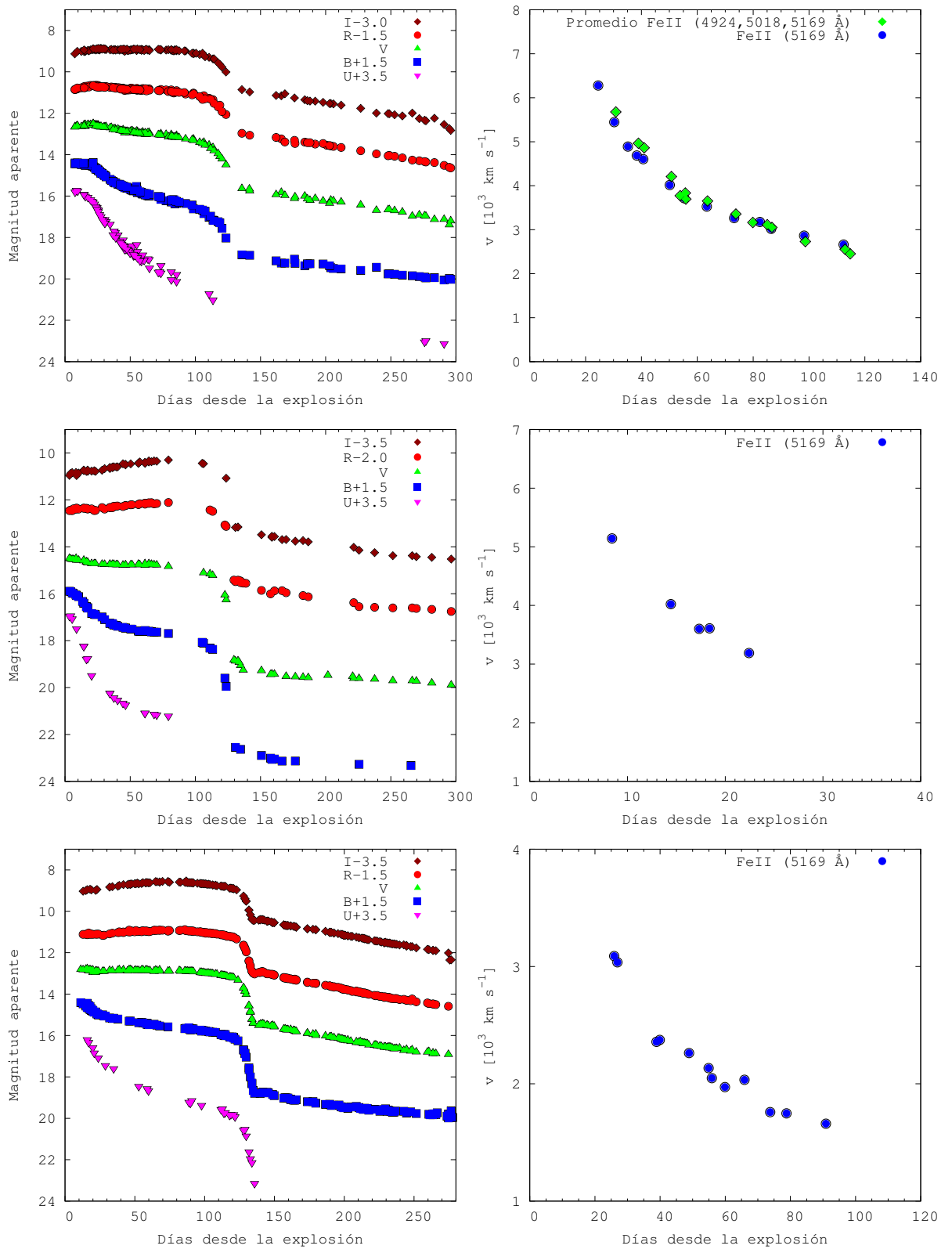


Figura 2.1: (Izquierda) Curvas de luz en las bandas *UBVRI*. (Derecha) Velocidades fotosféricas. De arriba hacia abajo: SN 2004et, SN 2005cs y SN 2008bk.

2. Selección de la muestra

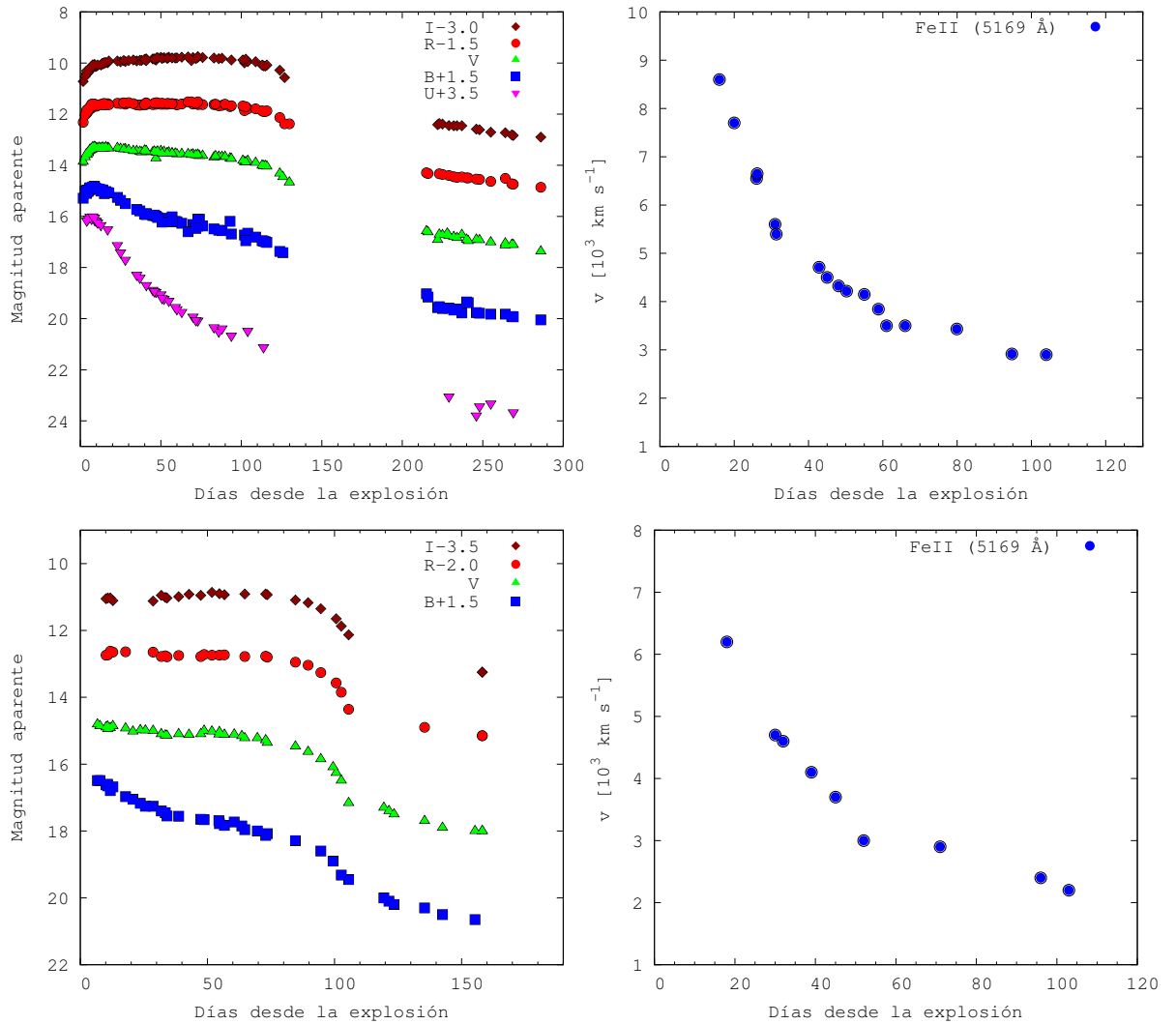


Figura 2.2: (Izquierda) Curvas de luz en las bandas *UBVRI*. (Derecha) Velocidades fotosféricas. De arriba hacia abajo: SN 2012aw y SN 2012ec.

2. Selección de la muestra

2.1.1. SN 2004et

La SN 2004et fue descubierta por S. Moretti el 27 de septiembre de 2004 en la galaxia NGC 6946 (Zwitter et al., 2004). Debido a la cercanía era un candidato ideal para hacer un seguimiento intensivo en las observaciones. El 28 de septiembre se tomó un espectro de alta resolución con el telescopio de 1.82m situado en el Monte Ekar, Italia, mostrando fuertes líneas de hidrógeno de la serie de Balmer con perfiles P-Cygni, confirmando que era una SN II. Además, esta SN estaba localizada en uno de los brazos espirales de la galaxia que, como es sabido, son regiones de mucha formación estelar.

Ha sido detectada en rayos X y en ondas de radio sugiriendo la notable presencia de material circumestelar (CSM) alrededor de la SN (Stockdale et al., 2004; Misra et al., 2007). La interacción entre el material eyectado por la SN y el CSM ha creado una región afectada produciendo emisión en rayos X y emisión sincrotrón en radio. De hecho, tres años después de la explosión, los perfiles de líneas de emisión de espectros tomados en el infrarrojo medio aún indican la existencia de interacción (Kotak et al., 2009).

Es una SN con muy buena determinación de la fecha de explosión porque existen imágenes de la zona tomadas pocas horas antes de la explosión. El 22.017 (se utilizan fechas en TU) de septiembre de 2004, el telescopio robótico TAROT observa la región donde se descubriría la SN sin encontrar nada. El límite de magnitudes que detecta es de 19.4 ± 1.2 en la banda R . El 22.983 de septiembre, en esa misma zona, hay una detección de magnitud 15.17 ± 0.16 (Yamaoka et al., 2004).

Un candidato a progenitor ha sido identificado por Li et al. (2005) en imágenes de archivo del telescopio franco-canadiense ubicado en Hawai (CFHT), que incluían imágenes BVR del 2002 y $u'g'r'$ del 2003. El candidato fue detectado en la posición donde se encontraba la SN. A través de la comparación con modelos de evolución estelar se determinó un posible progenitor. Sin embargo, tres años después de la explosión, cuando la SN ha disminuido notablemente su brillo permitiendo verificar si el candidato a progenitor había desaparecido, Crockett et al. (2011) muestran que la fuente indicada como el progenitor seguía siendo visible en observaciones del William Herschel Telescope. Es más, imágenes de alta resolución tomadas por WFPC2 del Telescopio Espacial Hubble (HST) y Gemini Norte revelaron que esta fuente se resuelve en, al menos, tres fuentes distintas. Además, Crockett et al. (2011) reportaron el descubrimiento del progenitor como un exceso de flujo en imágenes pre-explosión tomadas con el Isaac Newton Telescope en la banda i' . Haciendo diferencia de flujos entre las imágenes pre y post-explosión se pudo determinar que el progenitor era una estrella supergigante roja con una masa inicial de $8_{-1}^{+5} M_{\odot}$.

2.1.2. SN 2005cs

La SN 2005cs fue descubierta el 28.9 de junio de 2005 en la galaxia M51 (Kloehr et al., 2005) y espectroscópicamente fue clasificada como una tipo II debido a sus perfiles P-Cygni en la serie de Balmer del hidrógeno y en líneas de helio (Modjaz et al., 2005).

2. Selección de la muestra

La detección más temprana la hizo M. Fiedler el 27.91 de junio. Imágenes obtenidas el 26 de junio por aficionados no han mostrado ninguna detección. En particular, el sitio de la SN fue monitoreado por un grupo italiano el 26.89 de junio usando un telescopio de 0.4 m y nada fue detectado por encima de los límites del detector. Por lo tanto, estas limitaciones en la detección restringen la incertidumbre en el tiempo de explosión a sólo un día.

Existen imágenes de archivo de la región donde se dio el evento que datan de enero de 2005, tomadas por el instrumento Advanced Camera for Surveys (ACS) del HST, el cual provee las imágenes más profundas y con mayor resolución disponibles de la galaxia huésped, en los filtros F435W, F555W, F658N y F814W. También la zona ha sido observada con el instrumento NICMOS del HST en cinco bandas del infrarrojo cercano y con Gemini Norte en las bandas *JHK*.

Todo esto da una gran cobertura en longitudes de onda para poder detectar al progenitor. A pesar que el progenitor sólo ha sido detectado en una banda, los límites que otorgan la no detección en las otras bandas, indican que el progenitor es una estrella supergigante roja con un tipo espectral K3 o más tardío con masas iniciales entre 7 y 13 M_{\odot} (Li et al., 2006; Maund, Smartt & Danziger, 2005).

A través de imágenes de alta resolución tomadas con ACS HST en el año 2010, Maund et al. (2014a) confirmaron la identificación del progenitor a través de su desaparición.

Dentro de las SN II-P es una SN sublumínosa, las cuales conforman un subgrupo debido a esta característica. Se ha sugerido que los progenitores que caracterizan estas explosiones sean los menos masivos entre aquellos que terminan su evolución explotando como SNs de colapso gravitatorio (Chugai & Utrobin, 2000).

2.1.3. SN 2008bk

Esta SN ha sido descubierta en la galaxia cercana NGC 7793 el 25.14 de marzo de 2008 (Monard, 2008), pero recién el 12 de abril ha sido clasificada como una SN II (Morrell & Stritzinger, 2008).

Se hallaron imágenes profundas de archivo de la zona provenientes de varios telescopios en tierra. Existen imágenes en las bandas *BVI* obtenidas en el 2001 con uno de los telescopios de 8.2 m del Very Large Telescope (VLT) de la ESO (Li et al., 2008). También hay imágenes del mismo telescopio pero en el infrarrojo cercano (bandas *J* y *K_s*) tomadas en el 2005 (Maoz & Mannucci, 2008), y de la banda *H* del año 2008 (Mattila et al., 2008). Además se encontraron imágenes de gran calidad fotométrica y alta resolución espacial tomadas con el telescopio de 8 m de Gemini Sur en las bandas *g'r'i'* (Van Dyk et al., 2012a). En el año 2011 se vuelven a tomar imágenes profundas de la zona confirmando la desaparición del progenitor (Maund et al., 2014a).

Es la segunda SN con mejor caracterización del progenitor hasta la fecha, luego de la SN 1987A, ya que hay detección en seis bandas en las imágenes pre-explosión. Los

2. Selección de la muestra

parámetros derivados a partir de estas detecciones se pueden ver en la Tabla 2.4.

Cabe destacar también la excelente cobertura temporal de los datos obtenidos por Giuliano Pignata^{*}, lo que es muy beneficioso a la hora de derivar parámetros físicos del progenitor. Desafortunadamente no existen imágenes previas próximas a la explosión, lo cual hace que la estimación de la fecha de la explosión no sea precisa.

2.1.4. SN 2012aw

La SN 2012aw fue descubierta el 16.9 de marzo de 2012 en la galaxia M95 (Fagotti et al., 2012). El 15 de marzo la región había sido observada sin encontrarse detecciones del evento, por lo que la fecha de explosión está adecuadamente determinada. Espectros del objeto tomados en los días posteriores lo clasificaron como una SN II (Munari, Vagnozzi & Castellani, 2012; Siviero et al., 2012).

Esta SN también ha sido detectada en rayos X, con el instrumento Swift/XRT (Immler & Brown, 2012), y en ondas de radio (Stockdale et al., 2012) indicando la interacción entre el material eyectado y el material circunestelar. Además se ha realizado espectropolarimetría óptica en épocas tempranas con uno de los telescopios de 8.2 m del VLT de la ESO, encontrando una polarización de 0.3 % implicando que la eyección del material no es simétrica (Leonard et al., 2012).

Varias imágenes tomadas en años previos a la explosión han sido encontradas en los archivos de los observatorios con una muy buena cobertura en longitudes de onda. Existen imágenes tomadas con la cámara WFPC2 a bordo del HST, entre los años 1994 y 2009, con los filtros F336W, F439W, F658N, F555W y F814W. También se han encontrado imágenes del instrumento ISAAC del VLT del año 2000 en la banda J y de SOFI del NNT (ESO) en la banda K_s , tomadas entre 2002 y 2006. A partir de todas estas observaciones, el posible progenitor se pudo detectar en cuatro bandas (Fraser et al., 2012). Con estas detecciones se pudieron determinar parámetros físicos del progenitor como puede verse en la Tabla 2.4.

Tres años después se detectó la desaparición del objeto antes mencionado, confirmando como progenitor (Fraser, 2016).

2.1.5. SN 2012ec

Esta SN fue descubierta el 12 de agosto de 2012 en la galaxia espiral NGC 1084 (Monard et al., 2012). A partir de un espectro tomado el día siguiente al descubrimiento ha sido clasificada como una SN II.

^{*} Comunicación privada

2. Selección de la muestra

Las observaciones pre-explosión se realizaron con los instrumentos WFPC2 y ACS del HST. Las imágenes del WFPC2 fueron tomadas en noviembre de 2001 con los filtros F450W, F606W y F814W. Las del ACS fueron tomadas en 2010 sólo con el filtro F814W (Maund et al., 2013).

Se ha detectado un posible progenitor en la banda F814W, mientras que no hubo detecciones en los otros filtros (Maund et al., 2013). Igualmente, las cotas en las magnitudes que se obtienen en la no detección del objeto en las diferentes bandas permiten hacer un análisis del progenitor, determinando que el rango de masas del progenitor en la secuencia principal es de 14 a 22 M_{\odot} .

Como en el caso de la SN 2008bk, no existen imágenes previas próximas a la explosión, por lo que la estimación de la fecha de explosión no es precisa.

Tabla 2.4: Información derivada a través de las imágenes de archivo. En la Subsección 4.3.1 se discute como se derivan estos parámetros a partir de la fotometría.

SN	$\log(L/L_{\odot})$	$T_{\text{eff}} [K]$	$R [R_{\odot}]$	$M_{\text{ZAMS}} [M_{\odot}]$	Referencias
2004et	4.54 ± 0.10	2980 – 3950	(350 – 780)*	8_{-1}^{+5}	1
2005cs	3.94 – 4.38	2900 – 3890	(205 – 610)*	9_{-2}^{+3}	2
	—	2980 – 4080	—	10 ± 3	3
2008bk	4.57 ± 0.06	3600 ± 50	496 ± 34	8 – 8.5	4
	$4.84_{-0.12}^{+0.10}$	4330_{-335}^{+330}	470 ± 16	$12.9_{-1.8}^{+1.6}$	5
	4.63 ± 0.1	3500_{-50}^{+150}	(455 – 645)*	8.5 ± 1.0	6
2012aw	5.0 – 5.6	3550 – 4450	(830 – 1050)*	14 – 26	7
	5.21 ± 0.03	3600	1040 ± 100	17 – 18	8
2012ec	5.15 ± 0.19	3400	1030 ± 180	14 – 22	9

* Valores que no se encuentran en el trabajo referenciado pero fueron calculados con información proveniente del mismo.

Referencias. (1) Crockett et al. (2011); (2) Maund, Smartt & Danziger (2005); (3) Li et al. (2006); (4) Van Dyk et al. (2012a); (5) Maund et al. (2014b); (6) Mattila et al. (2008); (7) Fraser et al. (2012); (8) Van Dyk et al. (2012b); (9) Maund et al. (2013).

Capítulo 3

Código hidrodinámico

3.1. Descripción del código

Para modelar las curvas de luz contamos con un código hidrodinámico lagrangiano unidimensional que simula la explosión de la SN y nos permite calcular curvas de luz bolométricas y velocidades de expansión (Bersten, Benvenuto & Hamuy, 2011).

Es sabido que modelar el colapso del núcleo es de gran dificultad, por ello es que en este código, como se suele hacer en la literatura, la explosión de la SN se desacopla en dos partes independientes: a) el colapso del núcleo y la formación de una onda de choque, y b) la eyección de la envoltura. Además, como el mecanismo que une estas dos partes no es claro, la diferencia en la energía y en las escalas de tiempo (milisegundos para el colapso y días para la eyección de la envoltura) permite que la descripción teórica de la explosión pueda ser separada en un caso interno y uno externo.

Este código resuelve numéricamente las ecuaciones de la hidrodinámica y del transporte radiativo, bajo la aproximación de difusión, asumiendo simetría esférica de un gas autogravitante. La explosión es simulada inyectando una cierta cantidad de energía cerca del centro del progenitor durante una escala de tiempo muy corta, comparada con las escalas de tiempo hidrodinámicas. Esta energía induce la formación de una onda de choque que se propaga a través de la estrella transformando energía térmica y cinética de la materia en energía que puede ser radiada por la superficie.

Estudiando la propagación de la onda de choque a través de la envoltura es posible obtener ciertos observables que resultan de la explosión, como curvas de luz y espectros.

3.2. Ecuaciones de la hidrodinámica y del transporte radiativo

Las ecuaciones diferenciales que describen la hidrodinámica y el transporte radiativo bajo la aproximación de difusión son:

- Definición de velocidad:

$$\frac{\partial r}{\partial t} = u \quad (3.1)$$

- Conservación de la masa:

$$V = \frac{1}{\rho} = \frac{4\pi}{3} \frac{\partial r^3}{\partial m} \quad (3.2)$$

- Conservación del momento:

$$\frac{\partial u}{\partial t} = -4\pi r^2 \frac{\partial}{\partial m} (P + q) - \frac{Gm}{r^2} \quad (3.3)$$

- Conservación de la energía:

$$\frac{\partial E}{\partial t} = \epsilon_{Ni} - \frac{\partial L}{\partial m} - (P + q) \frac{\partial V}{\partial t} \quad (3.4)$$

- Transporte radiativo de energía:

$$L = -(4\pi r^2)^2 \frac{\lambda_{ac}}{3\kappa} \frac{\partial T^4}{\partial m} \quad (3.5)$$

donde m es la coordenada lagrangiana masa elegida como variable independiente en lugar del radio (r) para describir la estructura del objeto, u es la velocidad, V es el volumen específico, P es la presión total (del gas y de la radiación), y q es una viscosidad artificial que se incluye en las ecuaciones para difundir la presión y la energía sobre zonas de gran masa en el frente de choque. E es la energía interna total por unidad de masa, incluyendo gas y radiación, y ϵ_{Ni} es la energía depositada por el decaimiento radiactivo del níquel. En la Ecuación 3.4 vemos que no se consideran otras fuentes de calentamiento o enfriamiento, como pérdidas de energía debido a neutrinos o liberación de energía por reacciones termonucleares, ya que la energía de la onda de choque sobrepasa la energía de estas otras fuentes. Incluso si los neutrinos son importantes en la formación de la onda de choque, la mayoría de ellos son emitidos antes que la onda de choque alcance la fotosfera estelar, por lo que no tienen efectos a tiempos avanzados de la evolución de la SN (Hillebrandt, 1990; Burrows, 1991; Janka et al., 2007). Además, T es la temperatura, κ es la opacidad media de Rosseland y L la luminosidad.

Resolviendo estas ecuaciones uno obtiene una descripción completa de la estructura del objeto a través de la determinación de r , u , V , T y L como función de m y del tiempo.

La descripción completa del código puede verse en Bersten, Benvenuto & Hamuy (2011).

3.3. Modelos iniciales

Necesitamos asumir algún tipo de estructura inicial en equilibrio hidrostático. Estas estructuras son insertadas en el código y simularán las condiciones de la estrella antes de explotar.

Hay dos maneras diferentes de determinar la estructura inicial: modelos provenientes de cálculos de evolución estelar (modelos evolutivos), o aquellos que no provienen de cálculos de evolución estelar (modelos paramétricos). Estos últimos tienen la ventaja de permitirnos explorar un amplio rango de parámetros de modo independiente al cálculo evolutivo, aunque presentan la desventaja de no tener un sustento físico tan sólido como los primeros.

Dentro de los modelos paramétricos los más utilizados son los modelos politrópicos, que pueden ser de simple polítropa o de doble polítropa. Los de simple polítropa se calculan resolviendo la ecuación de Lane-Emden para un determinado índice n . A pesar que estos modelos representan muy bien la envoltura de una supergigante roja (progenitor propuesto para una SN II-P), las regiones centrales más densas no son bien reproducidas. Una manera de mejorar esto es considerando dos polítropas: una que represente el núcleo denso del progenitor, y otra para la envoltura externa. Este tipo de modelo ha sido ampliamente utilizado en la literatura (ver por ej. Utrobin & Chugai, 2009).

Usando modelos tipo doble polítropa podemos calcular una gran variedad de modelos iniciales en equilibrio hidrostático cambiando la masa inicial, el radio, la densidad central o el punto de ajuste, que es el punto donde ambas polítropas se unen. El efecto de la masa inicial y el punto de ajuste en el perfil de densidad puede verse en las Figuras 3.1 y 3.2. El efecto del radio inicial se muestra en la Figura 3.3. Notar las diferentes configuraciones que se pueden obtener cambiando el punto de ajuste aún si la masa inicial y el radio se mantienen fijos. Lo mismo es válido si se cambian la densidad central o el índice politrópico de la polítropa que modela la envoltura.

Un punto importante a tener en cuenta es el significado de las masas en juego. Por un lado, la masa que utilizamos para describir un perfil doble polítropa se refiere a la masa de la estrella justo antes de la explosión (la cual denominamos M_{hydro}). Esta masa no es necesariamente igual a la masa de la estrella en la secuencia principal de edad cero (ZAMS). Es más, usualmente es menor que ésta ya que la estrella pierde materia durante su evolución. Por otro lado, las masas que se derivan a través de imágenes pre-explosión sí se refieren a las masas de las estrellas en la ZAMS. Luego, al comparar ambos métodos, hay que tener presente esta distinción. Otro parámetro utilizado a lo largo de este trabajo, y que es necesario clarificar, es la masa eyectada en la explosión (M_{ej}), que se refiere a la masa de la estrella progenitora sin considerar la masa del remanente compacto (una estrella de neutrones o un agujero negro) que se forma durante la explosión. Es usual asumir una masa de $1.4 M_{\odot}$ para dicho remanente.

Otro punto importante, es la existencia de una relación entre la masa del núcleo de helio y la masa de la estrella en la ZAMS. Es decir, estrellas más masivas producen

3.3. Modelos iniciales

núcleos de helio más masivos. Por lo tanto, objetos con transición entre el núcleo y la envoltura a valores de masas mayores corresponden a objetos más masivos en la ZAMS. Del mismo modo, objetos con igual masa del núcleo corresponden, a primer orden, a un objeto con igual M_{ZAMS} . Luego, es posible tener dos configuraciones con la misma M_{hydro} pero que correspondan a diferentes masas en la ZAMS (ver Figura 3.2).

Nuestro código hidrodinámico puede ser utilizado tanto para explotar configuraciones provenientes de modelos evolutivos como politrópicos. En este trabajo hemos usado modelos tipo doble politropa, aunque no descartamos, en un futuro, realizar el mismo procedimiento utilizando modelos evolutivos.

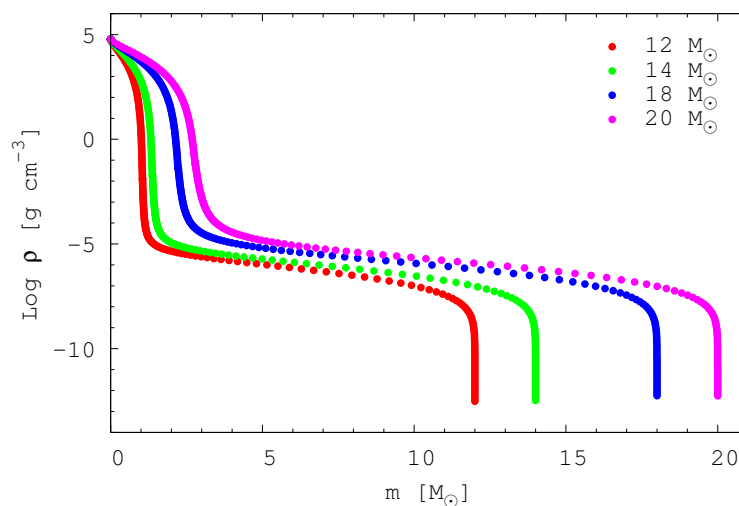


Figura 3.1: Perfil de densidad de modelos doble politropa como función de la masa para un modelo de $800 R_{\odot}$. Los valores usados en el cálculo están indicados en el gráfico. Notar que estas masas no se refieren a la masa de la estrella en la ZAMS, sino que representan la masa de la estrella antes de explotar.

3.3. Modelos iniciales

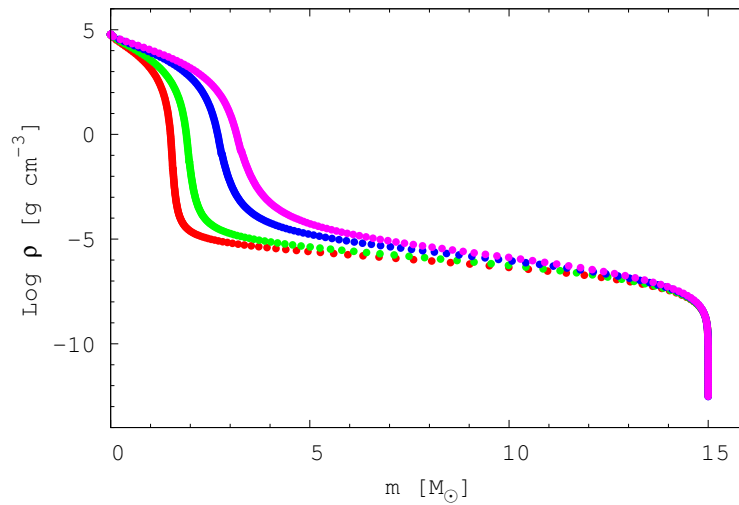


Figura 3.2: Perfil de densidad de modelos doble polítropa como función de la masa para un modelo de $15 M_{\odot}$ y $800 R_{\odot}$. Acá se exploró el efecto de variar el punto de ajuste, lo cual modifica principalmente el lugar donde se da la transición entre el núcleo y la envoltura. Estas estructuras, a pesar de tener la misma masa antes de la explosión, se corresponden con estrellas con masas en la ZAMS posiblemente diferentes. Cuanto más masiva sea la estrella al nacer, la transición entre la envoltura y el núcleo se debe dar a un valor mayor de la coordenada masa.

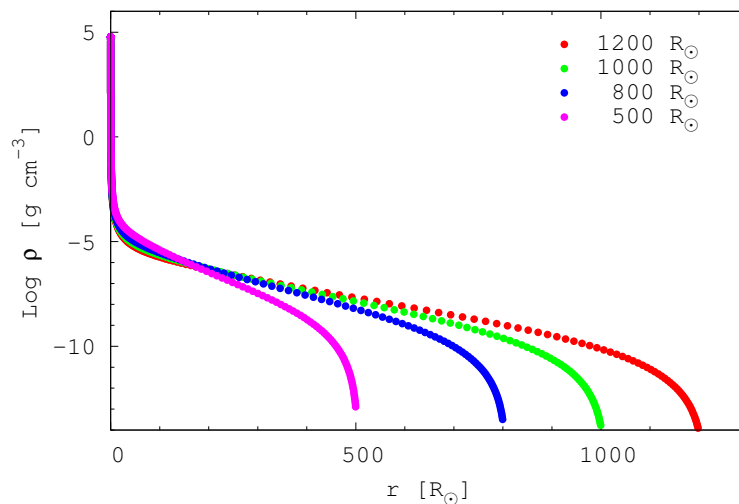


Figura 3.3: Perfil de densidad de modelos doble polítropa como función del radio. Las diferentes curvas representan los perfiles para distintos radios usados en el cálculo asumiendo una masa de $19 M_{\odot}$.

3.4. Características de la curva de luz

En la Figura 3.4 se muestra una típica CL bolométrica para una SN II-P obtenida con el código detallado en la Sección 3.1.

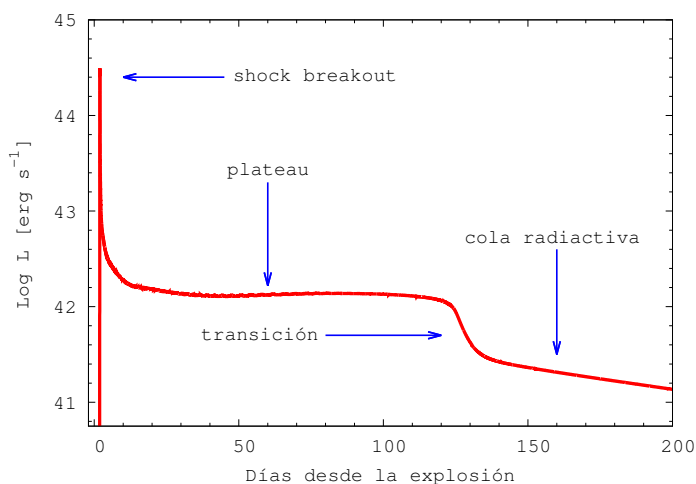


Figura 3.4: Una típica CL bolométrica de una SN II-P. Se utilizó un modelo inicial tipo doble polítropa con una masa inicial de $18 M_{\odot}$, radio inicial de $1000 R_{\odot}$ y 1 foe de energía. Las diferentes fases de la CL están indicadas en el gráfico.

La CL de la SN contiene información acerca de la explosión, y puede ser dividida en cuatro partes:

- Llegada de la onda de choque o “shock breakout”: al inyectar energía cerca del centro del progenitor una parte de ésta es transformada rápidamente en energía cinética, por lo que la materia adquiere velocidades tan altas que superan la velocidad del sonido en el medio, provocando la formación de una onda de choque que se propaga hacia afuera de la estrella. A medida que la onda de choque avanza por la estrella, ésta reacomoda su estructura. El gradiente de densidad entre las regiones internas y externas se ve reducido debido a la gran expansión de esas zonas internas. La onda de choque calienta y acelera el material hasta que llega a la superficie, donde ocurre la primer manifestación electromagnética de la explosión. En este momento la temperatura y la luminosidad bolométrica aumentan hasta llegar a su máximo.
- Enfriamiento adiabático: unas horas después de la llegada de la onda de choque a la superficie, la temperatura efectiva, que inicialmente creció significativamente, comienza a disminuir. La estrella empieza a expandirse y enfriarse rápidamente. Pero durante la expansión sólo una pequeña parte de la energía puede ser radiada al espacio ya que la opacidad es muy elevada, debido a que el material está completamente ionizado. Por lo tanto podemos considerar que el enfriamiento es

3.5. Variación de parámetros

aproximadamente adiabático. La expansión provoca un aumento del radio y una disminución de la temperatura, y como consecuencia, la luminosidad bolométrica disminuye. En la CL esto se ve en los primeros días de evolución.

- Plateau: la temperatura continúa disminuyendo hasta llegar a la temperatura donde el hidrógeno comienza a recombinarse (~ 10000 K). A partir de este momento se forma una onda de recombinación que se mueve hacia adentro de la SN. A medida que la onda avanza produce una disminución abrupta en la opacidad, incrementando la transparencia del medio y permitiendo que la radiación escape. En la CL se aprecia que la luminosidad permanece aproximadamente constante durante un cierto tiempo. La duración de esta etapa está relacionada con la cantidad total de hidrógeno presente, y cuán profundo se ha mezclado en el interior del progenitor. Para SNs ricas en hidrógeno este proceso es fundamental y regula la evolución de la luminosidad durante meses. Es justamente este proceso el responsable de la fase plateau observada. En SNs pobres en hidrógeno la evolución de la luminosidad es generalmente más rápida. Una vez que el material ha sido recombinado, comienza a dominar la energía debida al decaimiento radiactivo.
- Cola: está dominada por la energía liberada en el decaimiento radiactivo del material sintetizado en la nucleosíntesis explosiva. Esta energía no puede perderse debido al enfriamiento adiabático hasta que el decaimiento ocurra. Si la vida media para el decaimiento es del orden de semanas o meses, esta energía puede ser liberada en una época donde puede escapar fácilmente debido a que el material es bastante transparente, e influenciar la curva de luz directamente. Esta energía aparece debido a la producción de rayos gamma y positrones, los cuáles deben ser termalizados para proveer radiación térmica. Por lo que la tasa de calentamiento no es generalmente igual a la tasa de decaimiento radiactivo, debe ser modificada por la probabilidad de termalización. Sin material radiactivo, la luminosidad caería abruptamente cuando el hidrógeno termina de recombinarse. La luminosidad bolométrica en esta parte es una medida directa de la cantidad de níquel radiactivo.

3.5. Variación de parámetros

Para realizar el modelado hidrodinámico de las curvas de luz, necesitamos primero estudiar como se comportan nuestros observables (CL y velocidades fotosféricas) cuando se varían los parámetros libres del modelo, a saber: masa (M_{hydro}) y radio (R) de la estrella antes de explotar, energía de la explosión (E) y cantidad de níquel producido durante la nucleosíntesis explosiva (M_{Ni}).

Por lo tanto, como primer etapa realizamos un estudio de dichos efectos, lo que permitió obtener un conocimiento más acabado del código. Los resultados son presentados en las Figuras 3.5 - 3.14.

En las Figuras 3.5 y 3.6 vemos la dependencia de la CL y de velocidad con la masa del progenitor. Vemos que a masas más grandes la duración del plateau es mayor y

3.5. Variación de parámetros

su luminosidad un poco menor, y las velocidades de expansión son menores. Siguiendo con la lista de parámetros, notamos que a mayores valores del radio la luminosidad del plateau es mayor, y, en menor medida, su duración también lo es, como se indica en la Figura 3.7, mientras que en la Figura 3.8 vemos que las velocidades disminuyen, pero sólo para los primeros días luego de la explosión. El efecto de la energía de la explosión en la CL puede verse en la Figura 3.9, donde se advierte que a mayores valores de energía, la luminosidad del plateau aumenta mientras que su duración disminuye. Con esta misma variación las velocidades de expansión son más altas, como se ve en la Figura 3.10. Hasta aquí ninguno de estos parámetros ha modificado sustancialmente la última fase de la CL de la SN. Esta fase sólo depende de la cantidad de material radiactivo sintetizado durante la explosión, como se muestra en la Figura 3.11, donde se ve que a mayor cantidad de níquel, mayor es la luminosidad de la cola. En la Figura 3.12 se observa que la cantidad de níquel no afecta las velocidades de expansión. Notar además que este parámetro, al no ser afectado por otros, es el más fácil de determinar.

En las figuras también se observa que existe una degeneración entre M_{hydro} , R y E que puede ser parcialmente reducida modelando CL junto a las velocidades fotosféricas. Asimismo, para reducir aún más la degeneración es que decidimos modelar estas cantidades tratando que el radio no sea parámetro libre. Es decir, las imágenes pre-explosión dan una medida de la distribución espectral de energía. Esto permite determinar la temperatura efectiva y, calculando la luminosidad bolométrica, se puede estimar un radio. Nosotros intentamos ver si era posible encontrar una buena representación de la CL y las velocidades de expansión de cada una de las SNs de nuestra muestra dorada asumiendo el valor del radio determinado por las imágenes directas, para tratar de reducir aún más la degeneración entre los parámetros. En la Tabla 3.1 se muestra el rango de valores del radio con el cual tratamos de compatibilizar al modelar CL y velocidades de expansión para cada una de las SNs de la muestra dorada. Para las SNs con más de un valor del radio determinado a partir del análisis de imágenes de archivo, como no tenemos la capacidad de resolver cual es más preciso, utilizamos rangos de valores que incluyen a todos aquellos valores del radio con sus errores, derivados por cada autor, para cada SN de la muestra.

Tabla 3.1: Rango de valores adoptados para los radios de los progenitores de la muestra dorada. Sobre estos valores se intentó modelar las CL y velocidades.

SN	R [R_{\odot}]
2004et	350 – 770
2005cs	205 – 610
2008bk	455 – 645
2012aw	830 – 1140
2012ec	850 – 1210

3.5. Variación de parámetros

A pesar de no haberlo mencionado anteriormente, en este análisis también hemos estudiado la dependencia de la CL y de las velocidades con la distribución del material radiactivo. Sabemos que el níquel es producido durante la nucleosíntesis explosiva y que además la onda de choque generada en las partes más internas de la estrella se propaga a través de la envoltura rica en hidrógeno. Pero la expansión del núcleo se desacelera debido a la baja densidad de la envoltura y aparece un choque reverso, lo que provoca que la densidad se invierta. Debido a inestabilidades de Rayleigh-Taylor, el material del núcleo puede ser mezclado durante las fases tempranas. En la SN 1987A se observaron líneas de emisión de níquel en fases tempranas, lo que indicaría que la mezcla del material del núcleo existe (Shigeyama et al., 1988; Woosley et al., 1988; Arnett, 1988).

En la Figura 3.13 se muestra la dependencia de la CL con la distribución del níquel. Aquí, se consideraron tres extensiones diferentes de níquel con respecto a la masa total del objeto. Notar que aparece un chichón en la CL al final del plateau, el cual es cada vez más pronunciado a medida que la distribución de níquel se concentra en las regiones más internas. Por lo que vemos que es necesaria una distribución de níquel extendida para modelar las curvas del luz tan llanas como muestran los datos, lo cual ha sido notado previamente en la literatura. El efecto de la distribución de ^{56}Ni en las velocidades puede verse en la Figura 3.14. De la figura queda claro que el efecto en las velocidades es completamente despreciable.

3.5. Variación de parámetros

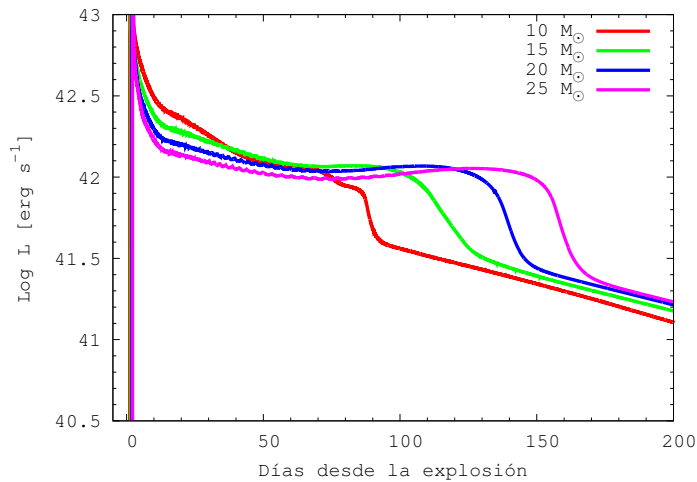


Figura 3.5: Dependencia de la curva de luz en función de la masa del progenitor para un modelo de $R = 1000 R_{\odot}$, $E = 1$ foe y $M_{\text{Ni}} = 0.056 M_{\odot}$. Las diferentes curvas representan los valores de la masa en unidades solares usados en el cálculo. A mayor masa, la duración del plateau es mayor y su luminosidad ligeramente menor.

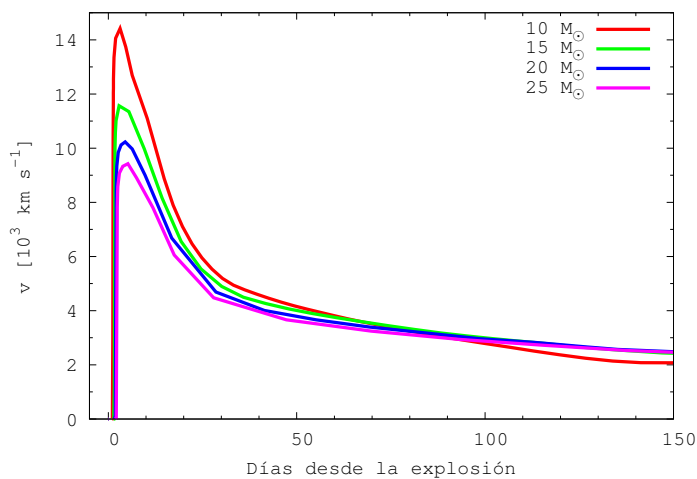


Figura 3.6: Dependencia de la velocidad fotosférica en función de la masa del progenitor para un modelo de $R = 1000 R_{\odot}$, $E = 1$ foe y $M_{\text{Ni}} = 0.056 M_{\odot}$. Las diferentes curvas representan los valores de la masa en unidades solares usados en el cálculo. Objetos más masivos proveen velocidades más chicas. Este efecto es más notorio para $t \lesssim 50$ días.

3.5. Variación de parámetros

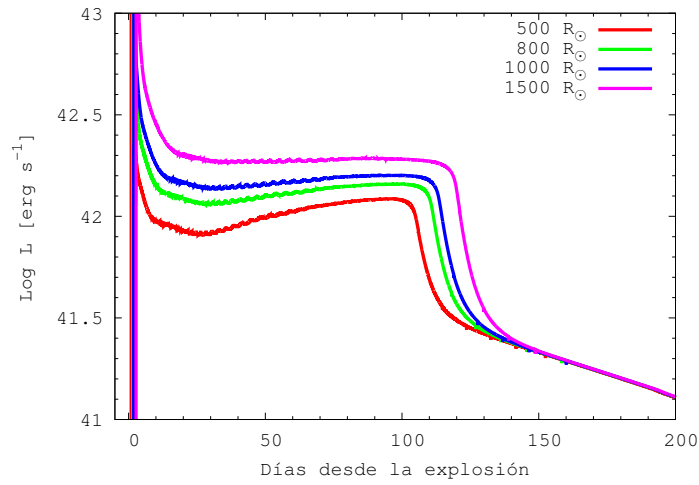


Figura 3.7: Dependencia de la curva de luz en función del radio del progenitor para un modelo de $M_{\text{hydro}} = 15 M_{\odot}$, $E = 1$ foe y $M_{\text{Ni}} = 0.056 M_{\odot}$. Las diferentes curvas representan los valores del radio en unidades solares usados en el cálculo. A mayor radio, el plateau es más luminoso y más largo.

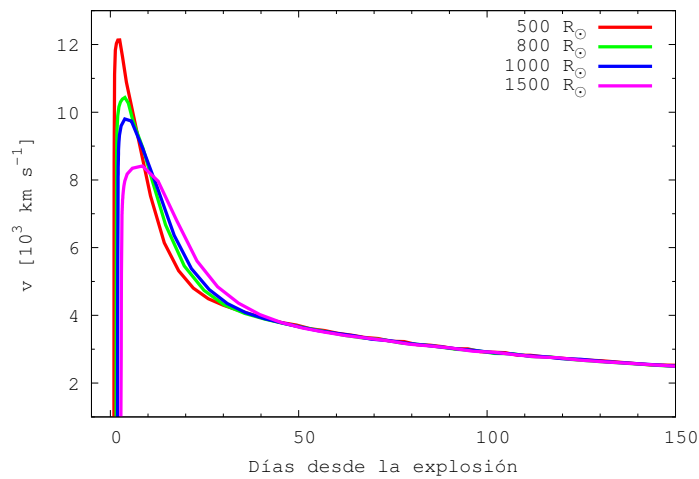


Figura 3.8: Dependencia de la velocidad fotosférica en función del radio del progenitor para un modelo de $M_{\text{hydro}} = 15 M_{\odot}$, $E = 1$ foe y $M_{\text{Ni}} = 0.056 M_{\odot}$. Las diferentes curvas representan los valores del radio en unidades solares usados en el cálculo. Objetos más grandes proveen velocidades más chicas, pero sólo afecta los primeros días de evolución.

3.5. Variación de parámetros

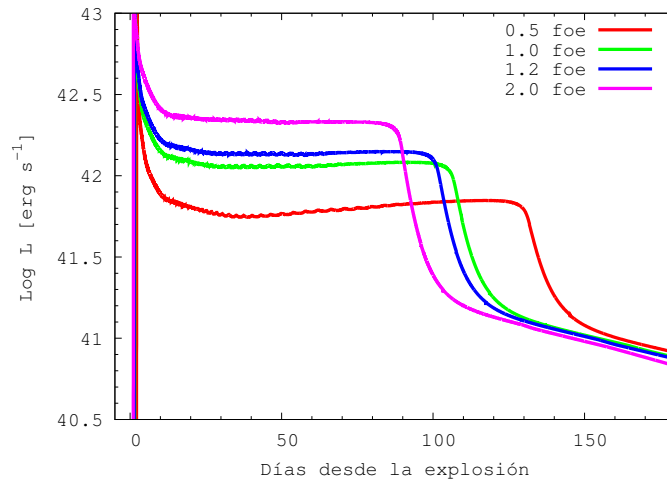


Figura 3.9: Dependencia de la curva de luz en función de la energía de explosión para un modelo de $M_{\text{hydro}} = 15 M_{\odot}$, $R = 800 R_{\odot}$ y $M_{\text{Ni}} = 0.027 M_{\odot}$. Las diferentes curvas representan los valores de la energía usados en el cálculo. A mayor energía el plateau es más luminosa y más corto.

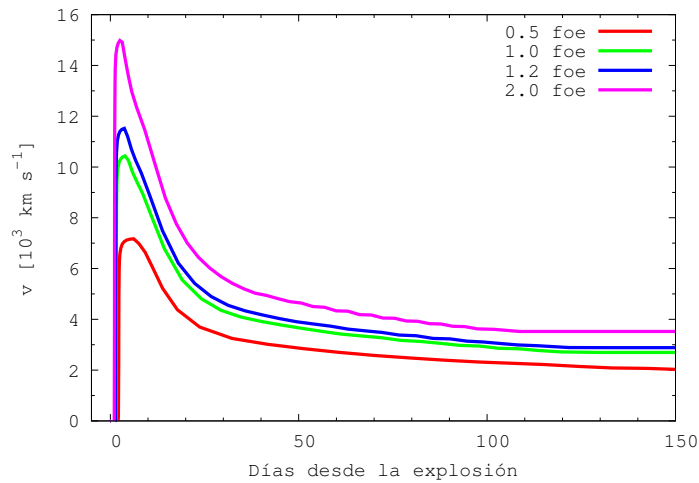


Figura 3.10: Dependencia de la velocidad fotosférica en función de la energía de explosión para un modelo de $M_{\text{hydro}} = 15 M_{\odot}$, $R = 800 R_{\odot}$ y $M_{\text{Ni}} = 0.027 M_{\odot}$. Las diferentes curvas representan los valores de la energía usados en el cálculo. Explosiones más energéticas proveen mayores velocidades.

3.5. Variación de parámetros

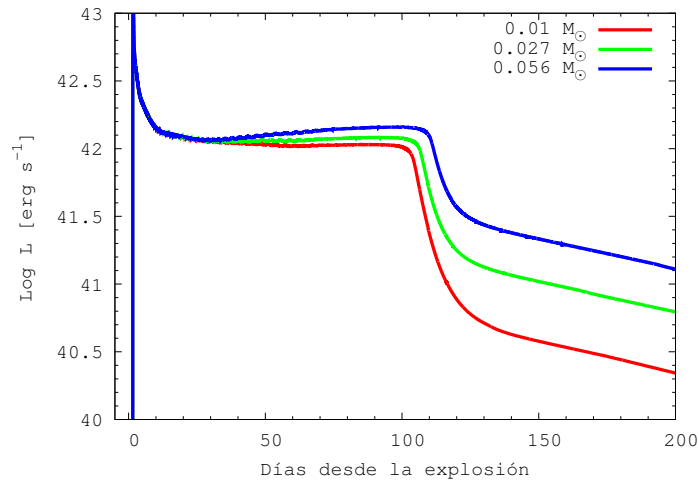


Figura 3.11: Dependencia de la curva de luz en función de la cantidad de níquel para un modelo de $M_{\text{hydro}} = 15 M_{\odot}$, $R = 800 R_{\odot}$ y $E = 1 \text{ foe}$. Las diferentes curvas representan los valores de la cantidad de níquel en unidades solares usados en el cálculo. A mayor cantidad de níquel, mayor es la luminosidad de la cola.

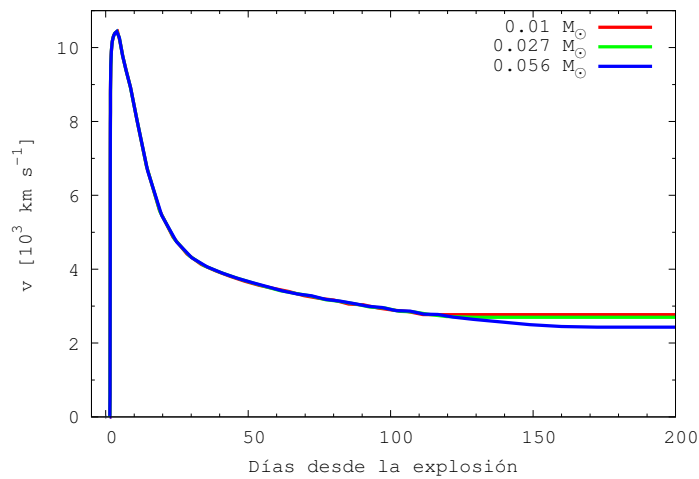


Figura 3.12: Dependencia de la velocidad fotosférica en función de la cantidad de níquel para un modelo de $M_{\text{hydro}} = 15 M_{\odot}$, $R = 800 R_{\odot}$ y $E = 1 \text{ foe}$. Las diferentes curvas representan los valores de la cantidad de níquel en unidades solares usados en el cálculo. El efecto en las velocidades es muy pequeño.

3.5. Variación de parámetros

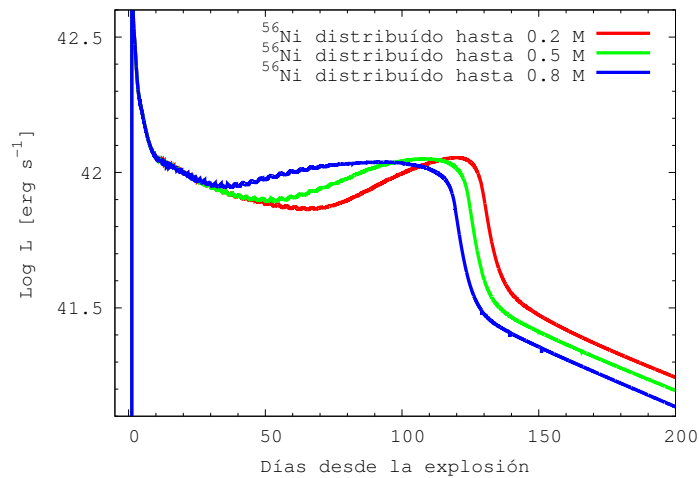


Figura 3.13: Dependencia de la curva de luz en función de la distribución del níquel considerada como una fracción de la masa total del objeto para un modelo de $M_{\text{hydro}} = 18 M_{\odot}$, $R = 600 R_{\odot}$, $E = 1 \text{ foe}$ y $M_{\text{Ni}} = 0.056 M_{\odot}$. Las diferentes curvas representan los diferentes valores usados en el cálculo. De la figura es claro que la distribución de níquel tiene un efecto importante en la forma de la CL.

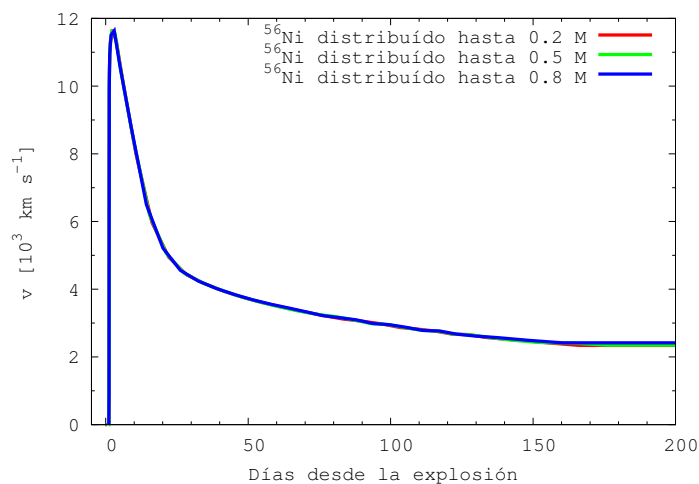


Figura 3.14: Dependencia de la velocidad fotosférica en función de la distribución del níquel considerada como una fracción de la masa total del objeto para un modelo de $M_{\text{hydro}} = 18 M_{\odot}$, $R = 600 R_{\odot}$, $E = 1 \text{ foe}$ y $M_{\text{Ni}} = 0.056 M_{\odot}$. Las diferentes curvas representan los valores usados en el cálculo. No se aprecian variaciones en las velocidades.

3.6. Corrección bolométrica

El código utilizado en este trabajo nos permite calcular curvas de luz bolométricas, por lo cual, es necesario calcular estas cantidades a partir de la fotometría observada en diferentes bandas del óptico para poder comparar los modelos con las observaciones.

Por definición, la corrección bolométrica es la cantidad necesaria para convertir la magnitud en la banda fotométrica V en magnitud bolométrica, siendo esta última una medida del flujo en todo el espectro electromagnético. Es decir:

$$BC = m_{bol} - [V - A_V] \quad (3.6)$$

donde A_V es la extinción visual total y m_{bol} es la magnitud bolométrica. Notar que como la corrección bolométrica está definida como una diferencia de magnitudes, es independiente de la distancia asumida para los objetos.

Decidimos uniformemente utilizar la correlación existente entre el índice de color (IC) y la corrección bolométrica derivada por Bersten & Hamuy (2009) para poder estimar las curvas de luz bolométricas de todas nuestras SNs. En dicho trabajo se muestra que una buena representación de la correlación puede ser obtenida a partir de un ajuste polinómico de la forma:

$$BC(IC) = \sum_{i=0}^n a_i (IC)^i \quad (3.7)$$

donde el orden n depende del índice de color adoptado. Los coeficientes pueden verse en la Tabla 1 de dicho trabajo. Por consiguiente, es posible derivar la corrección bolométrica usando al menos dos bandas en el óptico. Además, si uno conoce la extinción total (A_V) y la distancia al objeto (D), la luminosidad bolométrica se calcula de la siguiente manera:

$$\log L [\text{erg s}^{-1}] = -0.4 [BC(IC) + V - A_V + 11.64] + \log (4 \pi D^2) \quad (3.8)$$

Es necesario saber que esta correlación entre la BC y el IC sólo es válida durante las fases ópticamente gruesas de la SN. En la cola la BC es independiente del IC, con un valor aproximado de -0.7 mag.

Para realizar estos cálculos se ha desarrollado una subrutina en lenguaje Fortran que, luego de leer las magnitudes $UBVRI$ de la SN, éstas son corregidas por extinción a través de las relaciones encontradas por Cardelli et al. (1989). Posteriormente son calculados los índices de colores $(B-V)_0$, $(V-I)_0$ y $(B-I)_0$ y la corrección bolométrica, dependiendo de la fase en la que se encuentre la SN. Para finalizar, la rutina calcula las luminosidades bolométricas como indica la Ecuación 3.8.

3.6. Corrección bolométrica

En las Figuras 3.15 y 3.16 se muestran las curvas de luz bolométricas y velocidades de todas las SNs de nuestra muestra dorada. Vemos que la SN 2004et es la más luminosa de la muestra mientras que las SNs 2005cs y 2008bk son las menos brillantes y las que tienen velocidades más pequeñas. Además, la duración del plateau de las SNs 2005cs y 2008bk es muy similar. Esto pareciera indicar que ambos objetos poseen masas y energías muy parecidas. Sin embargo, por alguna razón han experimentado una nucleosíntesis muy distinta o parte de este material ha quedado dentro del remanente compacto, dada la gran diferencia que existe en la luminosidad de la cola, la cual es un indicador casi directo de la masa de níquel producida. También puede verse que las SNs 2004et y 2012aw son las que han sintetizado mayor cantidad de níquel en la explosión, y poseen las velocidades fotosféricas más grandes.

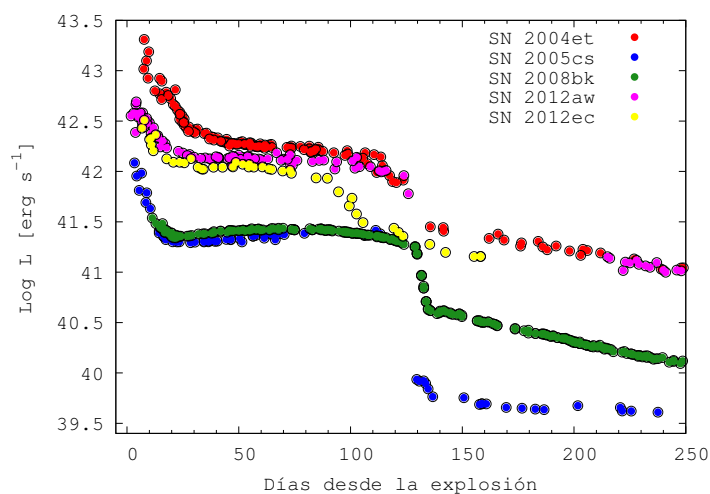


Figura 3.15: Curvas de luz bolométricas de la muestra dorada.

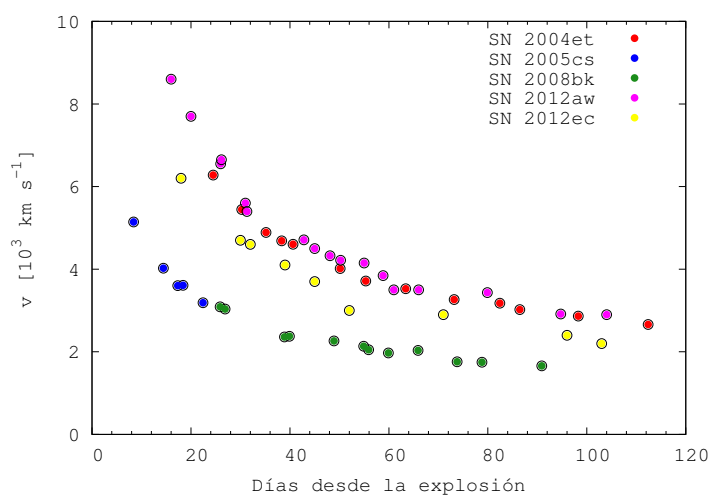


Figura 3.16: Velocidades fotosféricas de la muestra dorada.

Capítulo 4

Análisis

4.1. Derivación de parámetros de la muestra dorada

Nuestro objetivo es derivar los parámetros físicos, M_{hydro} , R , E y M_{Ni} , para nuestra muestra dorada (ver Capítulo 2) a partir del modelado hidrodinámico haciendo uso del código descrito en el Capítulo 3.

Como ya hemos mencionado, y puede verse también en las Figuras 3.5, 3.7 y 3.9 de la Sección 3.5, existe una degeneración entre M_{hydro} , R y E , la cual puede ser reducida si se modela la CL junto con las velocidades fotosféricas. Además, para reducir aún más la degeneración, hemos decidido fijar el valor del radio del progenitor, utilizando aquel que fue derivado a partir del análisis de las imágenes pre-exposición (ver también discusión en la Sección 3.5).

Calculamos una grilla de modelos a radio fijo, variando M_{hydro} , E y M_{Ni} , para comparar con las observaciones. La elección del rango de parámetros a variar estuvo guiada por las tendencias analizadas en la Sección 3.5 hasta encontrar nuestros modelos preferidos, que son los que producen el mejor ajuste de la CL y a la evolución de velocidades fotosféricas (ver discusión en el Apéndice A). Estos modelos son presentados en la Figuras 4.1 y 4.2. Los parámetros de estos modelos para cada una de las SNs de la muestra son detallados en la Tabla 4.1.

Tabla 4.1: Parámetros físicos derivados a partir del modelado hidrodinámico de las curvas de luz.

SN	M_{hydro} [M_{\odot}]	Radio [R_{\odot}]	Energía [foe]	M_{Ni} [M_{\odot}]
2004et	18	1250	1.2	0.063
2005cs	12	400	0.33	0.0015
2008bk	11	650	0.2	0.008
2012aw	23	800	1.4	0.066
2012ec	10	1000	0.6	0.042

4.1. Derivación de parámetros de la muestra dorada

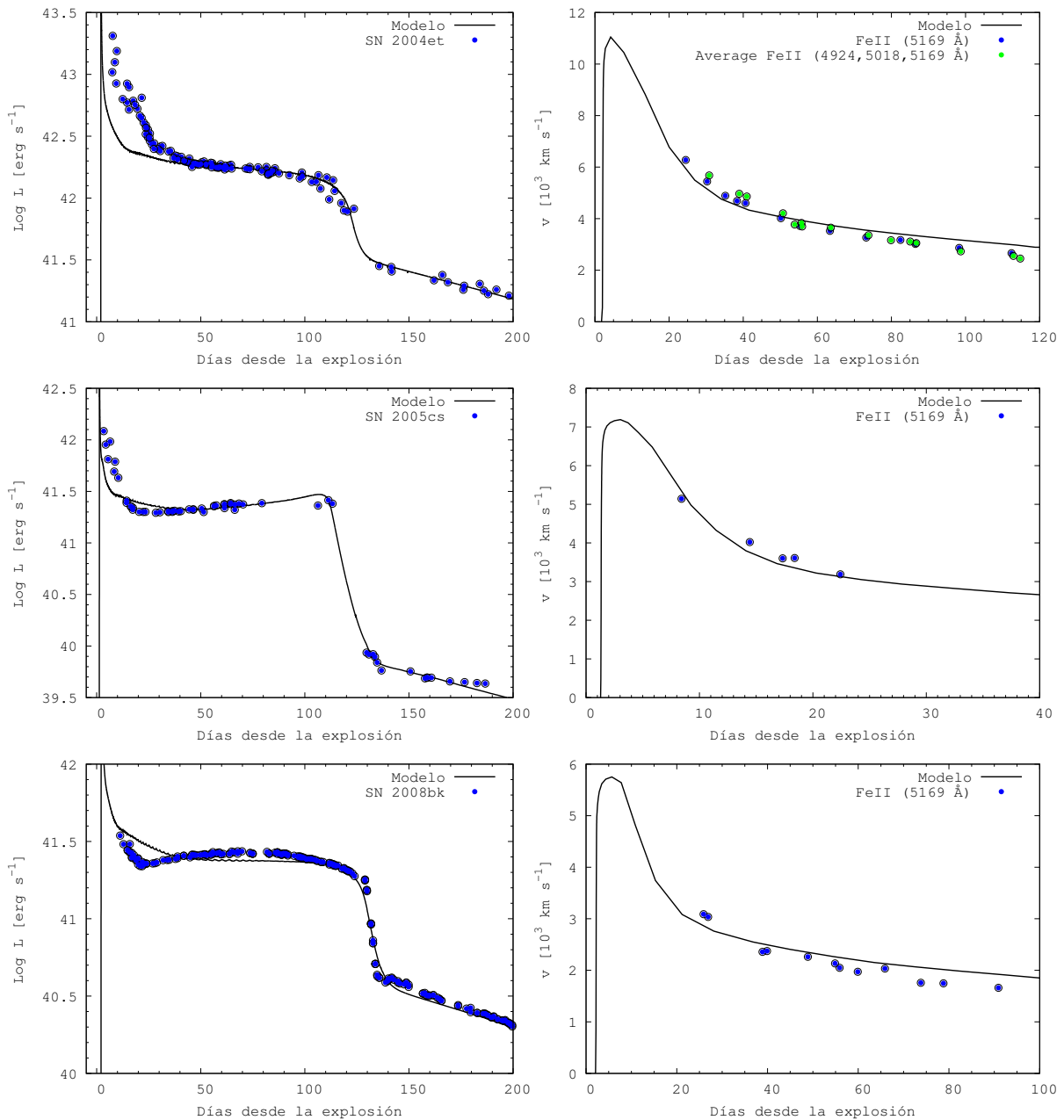


Figura 4.1: Comparación entre modelos y observaciones para las SNs de la muestra. (Izquierda) Curvas de luz bolométricas. (Derecha) Velocidades fotosféricas. De arriba hacia abajo: SN 2004et, SN 2005cs y SN 2008bk.

4.1. Derivación de parámetros de la muestra dorada

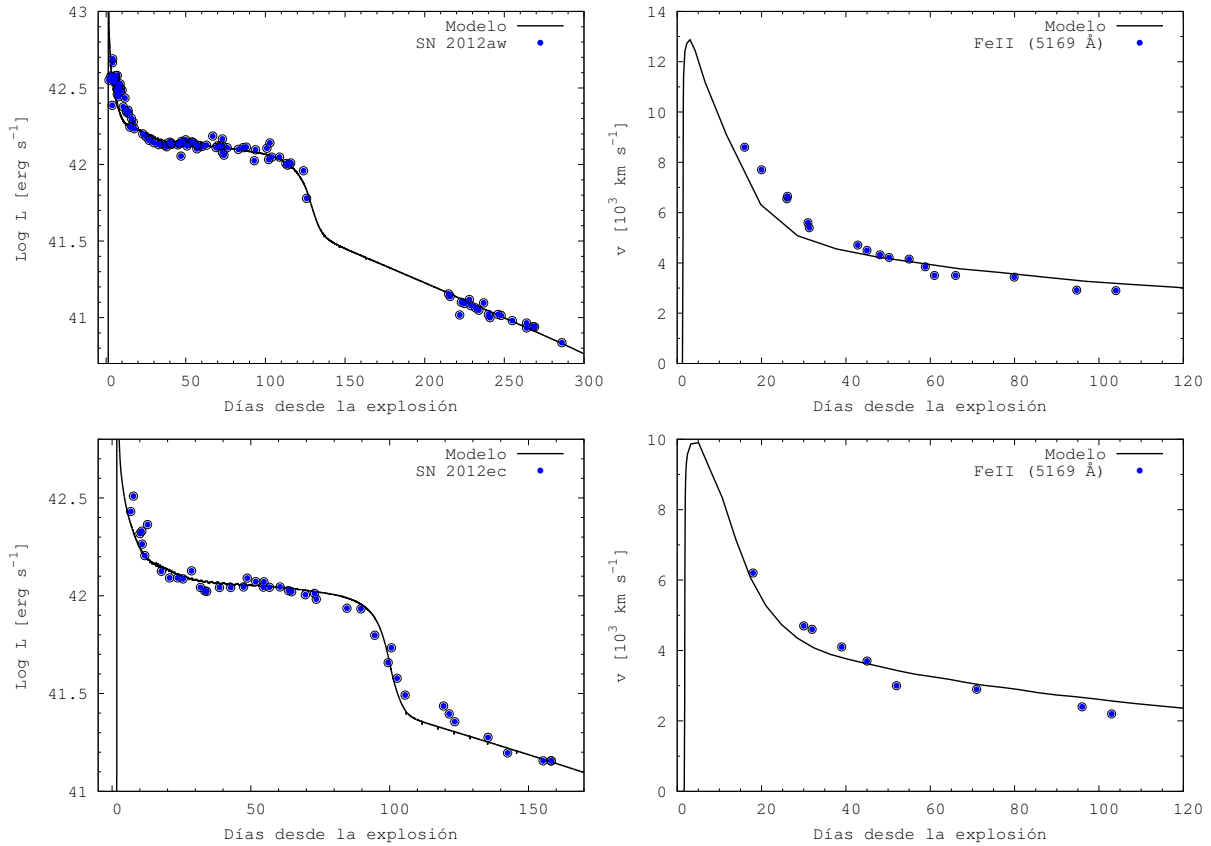


Figura 4.2: Comparación entre modelos y observaciones para las SNs de la muestra. (Izquierda) Curvas de luz bolométricas. (Derecha) Velocidades fotosféricas. De arriba hacia abajo: SN 2012aw y SN 2012ec.

De las figuras se nota un buen acuerdo entre los modelos y las observaciones. Las diferencias más grandes aparecen durante la fase más temprana, conocida como enfriamiento adiabático, ya que durante esta fase la CL es muy dependiente de la posible presencia de material circunstelar, como se ha encontrado en trabajos recientes (Morozova et al., 2017; Yaron et al., 2017), y en la transición del plateau a la cola, porque el objeto está casi completamente recombinado y la fotosfera no está bien definida.

En la Figura 4.3 se muestran los modelos iniciales utilizados para encontrar nuestros modelos preferidos para la muestra. Notar que la estructura inicial está compuesta por un núcleo denso y una envoltura extendida, como es característico de las estrellas supergigantes rojas. Como mencionamos en la Sección 3.3, las masas se refieren a las masas de los objetos antes de explotar. Por otro lado, vemos que el núcleo de la estrella progenitora de la SN 2005cs (verde), SN 2008bk (azul) y SN 2012ec (celeste) es muy similar, lo que sugeriría similares masas en la ZAMS. Mientras que el caso de las SNs 2004et (roja) y 2012aw (rosa) parecieran provenir de objetos más masivos.

4.1. Derivación de parámetros de la muestra dorada

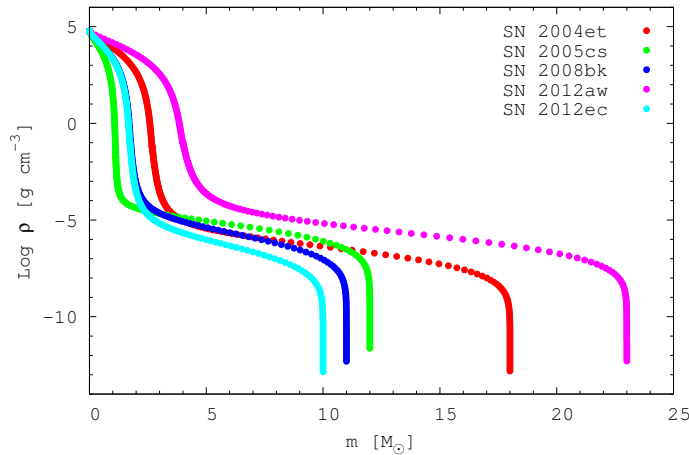


Figura 4.3: Perfil de densidad inicial (antes de explotar) utilizado para cada SN de la muestra dorada. Los valores de los parámetros para cada uno de estos modelos se muestran en la Tabla 4.1. Estos modelos fueron calculados usando modelos paramétricos tipo doble polítropa (ver Sección 3.3).

Es importante notar que si bien nuestro objetivo era fijar el radio al valor determinado por las imágenes pre-explotación, hubo dos casos, SNs 2004et y 2008bk, para las cuales esto no fue posible. En esta ocasión se necesitaron valores más grandes para realizar el modelo, ya que con los valores de los radios encontrados en la literatura, los modelos indicaban luminosidades del plateau menores a las observadas. Por lo cual los radios fueron modificados intentando que las diferencias sean las menores posibles. Por ejemplo, en el caso de SN 2008bk una diferencia menor a $50 R_{\odot}$ fue encontrada. Mientras que el caso de SN 2004et se encontró una diferencia mucho mayor, de $\sim 500 R_{\odot}$. Es interesante notar que en el caso de la SN 2004et, la identificación del progenitor no es del todo clara, por lo cual podría ser que el radio derivado a partir de dichas imágenes no sea correcto (ver Subsección 2.1.1).

Nuestro análisis de la muestra dorada implica el siguiente rango de parámetros: $M_{\text{hydro}} = 10 - 23 M_{\odot}$, $R = 400 - 1250 R_{\odot}$, $E = 0.2 - 1.4 \text{ foe}$ y $M_{\text{Ni}} = 0.0015 - 0.066 M_{\odot}$, como puede verse en la Tabla 4.1. Es interesante notar que a pesar de que la muestra es pequeña (sólo cinco objetos), encontramos un amplio rango en los parámetros físicos de sus progenitores. Lo cual pareciera indicar que existe una gran diversidad en las propiedades de los progenitores, a diferencia de lo propuesto por algunos autores (Dessart et al., 2013).

En la Tabla 4.1 hemos presentado los valores adoptados para cada parámetro sin realizar un estudio de los errores correspondientes. Esto se debe a que las observaciones poseen errores intrínsecos muy grandes, debido a los errores involucrados en las distancias, extinciones, etc., lo cual impide hacer un estudio detallado del error involucrado. Pretendemos, en un futuro, poder dar una estimación del error y así brindar una indicación de cuán confiables son los resultados obtenidos.

4.2. Correlaciones entre parámetros físicos

Como sabemos, los parámetros físicos que caracterizan la explosión de una SN son: la masa y el radio del progenitor antes de la explosión, la energía liberada durante el colapso del núcleo y la cantidad de material radiactivo sintetizado en la explosión. A continuación se estudian las posibles correlaciones entre ellos.

En la Figura 4.4 mostramos la relación entre la energía de la explosión y M_{hydro} . Como puede verse en la figura pareciera existir una correlación entre ambos parámetros, en el sentido que objetos más masivos parecen producir explosiones más energéticas. En el gráfico también presentamos un ajuste lineal a los datos, cuyos parámetros de ajuste y dispersión se muestran en la Tabla 4.2. Para analizar cuán significativa es la correlación realizamos el Test de Pearson que indica el grado de correlación entre los diferentes parámetros. Cuanto más cercano a 1 es el coeficiente de correlación de Pearson (R), más fuerte es la correlación. Nosotros encontramos un valor de 0.9 para la relación entre la energía de explosión y M_{hydro} , lo cual confirma la fuerte correlación entre ambos parámetros.

En la Figura 4.5 se muestra la relación entre M_{hydro} y la cantidad de níquel producido en la explosión. Nuevamente pareciera existir una correlación entre ambos parámetros, indicando que objetos más masivos parecen producir mayor cantidad de material radiactivo. Para este caso encontramos que el coeficiente de correlación es de 0.7, señalando la existencia de una correlación entre ambos parámetros. En la figura también presentamos un ajuste lineal a los datos. Los parámetros de este ajuste pueden verse en la Tabla 4.2.

Al analizar la Figura 4.6 también se encuentra una posible correlación entre la energía de la explosión y la cantidad de níquel radiactivo sintetizado durante la misma, sugiriendo que explosiones que liberan mayor cantidad de energía parecen producir mayor cantidad de material radiactivo. En el gráfico se muestra además un ajuste lineal a los datos. En esta ocasión el coeficiente de correlación nos dio un valor de 0.9, lo cual confirma la fuerte correlación entre ambos parámetros.

Luego de examinar la Figura 4.7 encontramos una correlación entre el radio de la estrella progenitora y la cantidad de ^{56}Ni . Esto pareciera indicar que estrellas más grandes, generan mayor cantidad de níquel. En el gráfico se muestra además un ajuste lineal a los datos. Además, para este caso encontramos que el coeficiente de correlación es de 0.8, estableciendo una correlación entre ambos parámetros.

En la Figura 4.8 se muestra la relación entre el radio del progenitor y la energía liberada en la explosión. En este caso el coeficiente de correlación tiene un valor de 0.6, indicando la existencia de una tendencia, pero con una dispersión muy grande.

En la Figura 4.9 no se observa ninguna tendencia clara entre los parámetros, es decir, no existe correlación entre M_{hydro} y el radio del progenitor.

4.3. Comparación de resultados

Tabla 4.2: Parámetros de ajuste de correlaciones entre parámetros físicos, donde a es la pendiente de la recta, b su ordenada al origen, y R el coeficiente de correlación de Pearson.

Correlación	a	b	σ	R
M_{hydro} vs. E	0.0875	-0.5503	0.2478	0.9
M_{hydro} vs. M_{Ni}	0.0041	-0.0249	0.0227	0.7
E vs. M_{Ni}	0.054	-4.06×10^{-3}	0.0112	0.9
R vs. M_{Ni}	7.41×10^{-5}	-0.0247	0.021	0.8
R vs. E	0.001	-0.075	0.484	0.6

Las correlaciones observadas parecen indicar que **estrellas más masivas liberan mayor cantidad de energía durante el colapso del núcleo, y debido a esto pueden sintetizar mayor cantidad de material radiactivo**, aunque la estadística es pobre y para llegar a conclusiones generales es necesaria una muestra más grande, junto con una estimación confiable de los errores involucrados en los parámetros presentados.

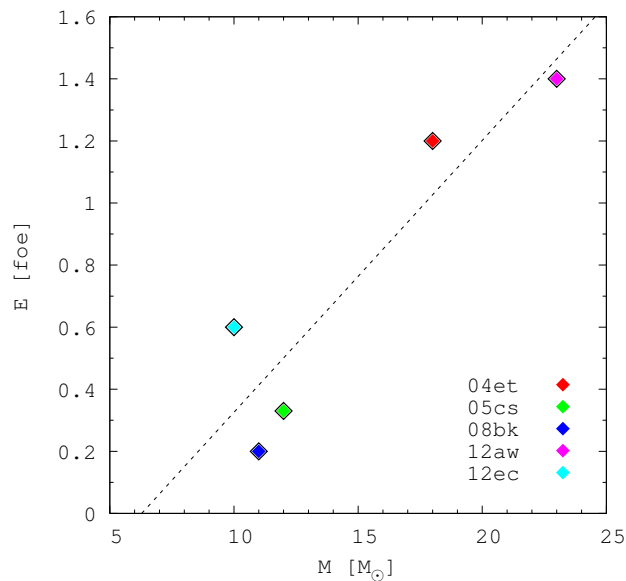


Figura 4.4: Análisis de posibles correlaciones entre diferentes parámetros físicos. Energía de la explosión como función de M_{hydro} . En línea discontinua un ajuste lineal.

4.3. Comparación de resultados

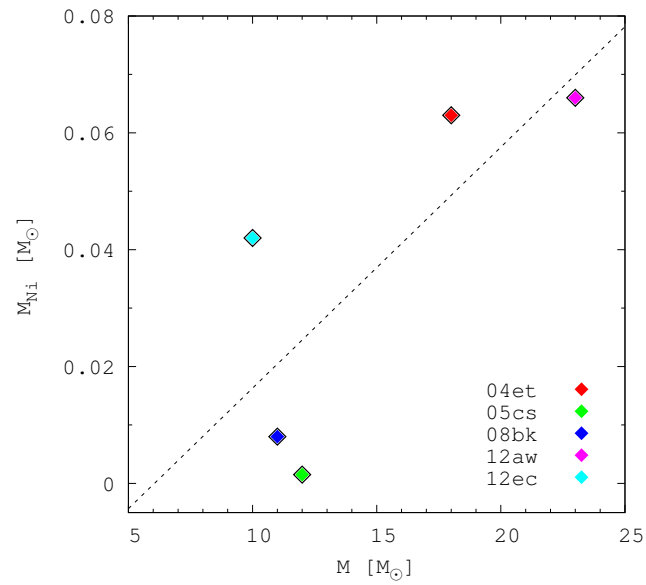


Figura 4.5: Análisis de posibles correlaciones entre diferentes parámetros físicos. Cantidad de ^{56}Ni como función de M_{hydro} . En línea discontinua un ajuste lineal.

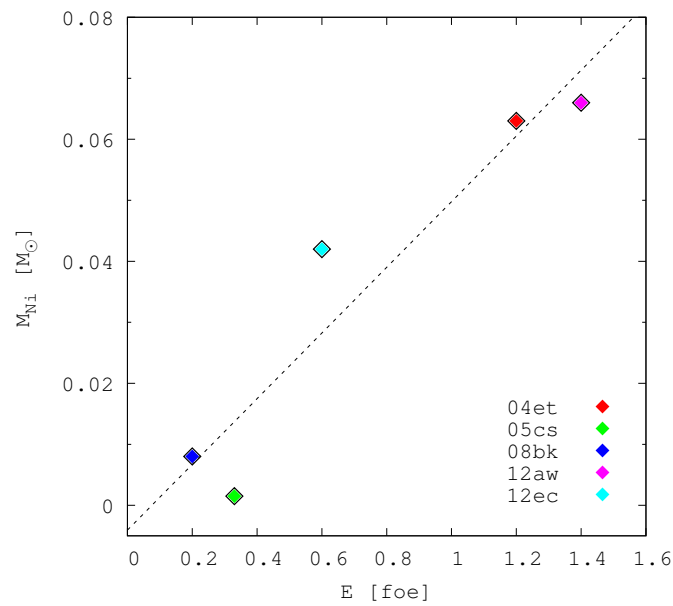


Figura 4.6: Análisis de posibles correlaciones entre diferentes parámetros físicos. Cantidad de ^{56}Ni como función de la energía de explosión. En línea discontinua un ajuste lineal.

4.3. Comparación de resultados

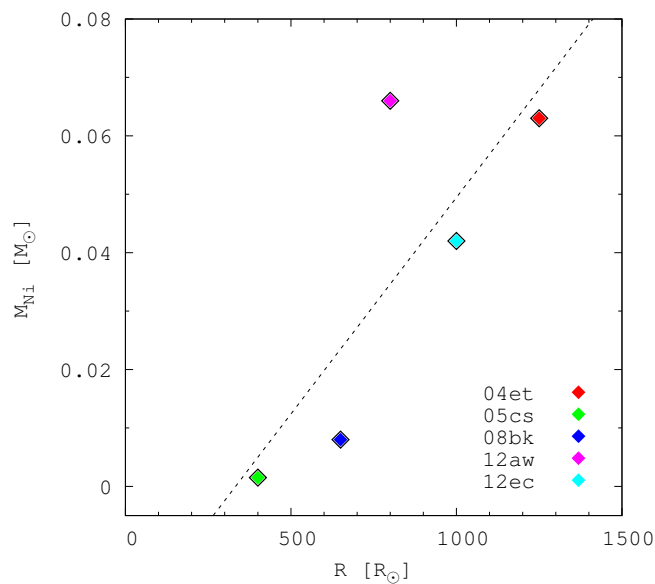


Figura 4.7: Análisis de posibles correlaciones entre diferentes parámetros físicos. Cantidad de ^{56}Ni como función del radio del progenitor. En línea discontinua un ajuste lineal.

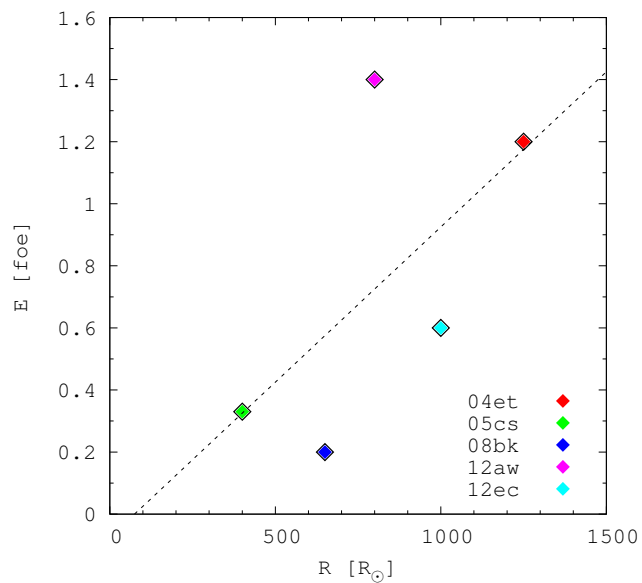


Figura 4.8: Análisis de posibles correlaciones entre diferentes parámetros físicos. Energía de la explosión como función del radio del progenitor. En línea discontinua un ajuste lineal.

4.3. Comparación de resultados

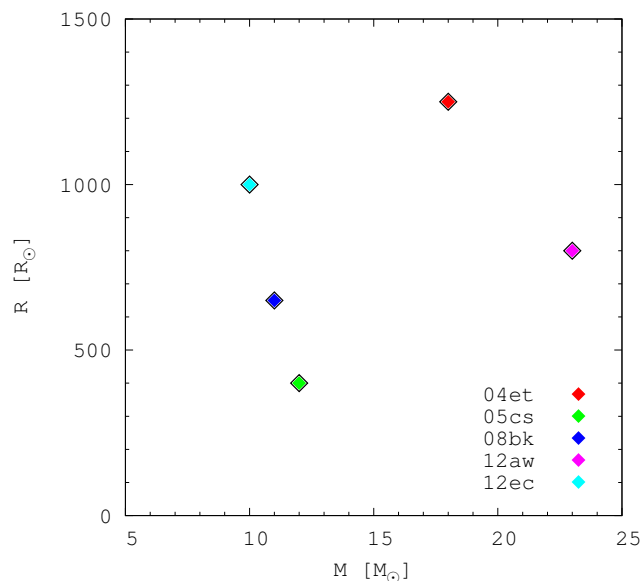


Figura 4.9: Análisis de posibles correlaciones entre diferentes parámetros físicos. Radio del progenitor como función de M_{hydro} . No se observa ninguna relación.

4.3. Comparación de resultados

4.3.1. Con los provenientes de la literatura

Las propiedades del progenitor y de la explosión pueden ser determinadas de diferentes maneras. Ya hemos visto que entre ellas se encuentran el modelado hidrodinámico de las curvas de luz de las SNs y el análisis de imágenes pre-explosión. Aunque también se pueden determinar analizando la espectroscopía en la fase nebulosa, que es cuando el material eyectado se vuelve ópticamente delgado y los productos de la nucleosíntesis que se encontraban en las regiones centrales se vuelven visibles, o por ejemplo estudiando las propiedades de la galaxia huésped y su localización en la misma. También se pueden utilizar modelos analíticos más simples (Popov, 1993).

No todos los métodos permiten determinar los mismos parámetros. Por ejemplo, el análisis de imágenes pre-explosión (a este método lo llamaremos *Pre-exp.*) da una medida de la distribución espectral de energía, permitiendo determinar la temperatura efectiva. Además, calculando la luminosidad bolométrica, se puede estimar un radio. Luego, conectando un track evolutivo con la posición del progenitor en el diagrama Hertzsprung-Russell se puede estimar una masa (M_{ZAMS}). Es decir que solamente es posible determinar masas y radios del progenitor. Utilizando modelos hidrodinámicos (a este método lo denominaremos *Hidro*) se pueden determinar masas y radios de la estrella progenitora antes de la explosión, energía de la explosión y cantidad de níquel radiactivo (ver Sección 3.5). En el caso de usar espectroscopía en la fase nebulosa (lo

4.3. Comparación de resultados

llamaremos *Nebular*), esta técnica permite determinar la cantidad de oxígeno sintetizado por la estrella durante su evolución, luego, conectando con modelos evolutivos, se puede estimar la masa del progenitor.

Finalmente, notamos que ha sido propuesto que ciertos observables de la SN como la magnitud, velocidad de expansión y duración del plateau pueden ser utilizados para determinar parámetros físicos como la masa eyectada, energía de la explosión y radio del progenitor, como presentan LN85. Estas relaciones son también ampliamente usadas en la literatura dado que con simples medidas de parámetros observados se pueden derivar parámetros físicos de los progenitores. Sin embargo, las conclusiones que se obtengan con este método necesitan ser tomadas con mucha precaución (ver más discusión de este método en Sección 4.3.2).

En las Tablas 4.3 - 4.7 presentamos los resultados encontrados en la literatura provenientes de diferentes tipos de métodos para los objetos de nuestra muestra. Es importante recalcar que el significado de las masas que se muestran en estas tablas es diferente según el método. Las masas determinadas con modelos analíticos o semi-analíticos se refieren en general a las masas eyectadas (M_{ej}). Usando modelos hidrodinámicos, excepto que se hayan usado modelos iniciales provenientes de cálculos de evolución estelar, se refiere a la masas antes de la explosión (M_{hydro}), que fácilmente se pueden asociar a las M_{ej} si se conoce la masa asumida para el remanente compacto. Utilizando el análisis de imágenes de archivo y espectroscopía nebulosa, la masa estimada es la masa de la estrella en la secuencia principal (M_{ZAMS}).

Tabla 4.3: SN 2004et. Comparación con resultados de la literatura.

Masa [M_{\odot}]	Radio [R_{\odot}]	Energía [foe]	M_{Ni} [M_{\odot}]	Método	Referencias
18	1250	1.2	0.063	Hidro	Este trabajo
8_{-1}^{+5}	350 – 770	—	—	Pre-exp.	1
25 – 29	1500 ± 140	2.3 ± 0.3	0.068 ± 0.009	Hidro	2
20	—	—	—	Nebular	3
—	—	$1.20_{-0.3}^{+0.4}$	—	LN85	3
—	—	—	0.06 ± 0.02	Analíticos	3
16 ± 5	530 ± 280	0.98 ± 0.25	—	LN85	4
8 ± 4	1251 ± 937	0.60 ± 0.32	0.06 ± 0.03	Analíticos	4
14 ± 6	631 ± 251	0.88 ± 0.31	—	LN85	5
20	—	—	—	Nebular	5
—	—	—	0.056 ± 0.04	Analíticos	5
15	—	—	—	Nebular	6
—	—	—	0.062	Analíticos	6

Referencias. (1) Crockett et al. (2011); (2) Utrobin & Chugai (2009); (3) Sahu et al. (2006); (4) Misra et al. (2007); (5) Maguire et al. (2010); (6) Jerkstrand (2012).

4.3. Comparación de resultados

Tabla 4.4: SN 2005cs. Comparación con resultados de la literatura.

Masa [M_{\odot}]	Radio [R_{\odot}]	Energía [foe]	M_{Ni} [M_{\odot}]	Método	Referencias
12	400	0.33	0.0015	Hidro	Este trabajo
9_{-2}^{+3}	205 – 610	—	—	Pre-exp.	1
10 ± 3	—	—	—	Pre-exp.	2
18.2 ± 1.0	600 ± 140	0.41 ± 0.03	0.0082 ± 0.0016	Hidro	3
8 – 13	100	0.3	0.003	Semi-analítico	4

Referencias. (1) Maund, Smartt & Danziger (2005); (2) Li et al. (2006); (3) Utrobin & Chugai (2008); (4) Pastorello et al. (2009).

Tabla 4.5: SN 2008bk. Comparación con resultados de la literatura.

Masa [M_{\odot}]	Radio [R_{\odot}]	Energía [foe]	M_{Ni} [M_{\odot}]	Método	Referencias
9	800	0.17	0.008	Hidro	Este trabajo
8.5 ± 1.0	455 – 645	—	—	Pre-exp.	1
8 – 8.5	496 ± 34	—	—	Pre-exp.	2
$12.9_{-1.8}^{+1.6}$	470 ± 16	—	—	Pre-exp.	3
12	502	0.25	0.009	Hidro	4

Referencias. (1) Mattila et al. (2008); (2) Van Dyk et al. (2012a); (3) Maund et al. (2014b); (4) Lisakov et al. (2006).

Tabla 4.6: SN 2012aw. Comparación con resultados de la literatura.

Masa [M_{\odot}]	Radio [R_{\odot}]	Energía [foe]	M_{Ni} [M_{\odot}]	Método	Referencias
23	800	1.4	0.066	Hidro	Este trabajo
14 – 26	830 – 1050	—	—	Pre-exp.	1
17 – 18	1040 ± 100	—	—	Pre-exp.	2
$(20)_{ej}^a$	430	1.5	0.056 ± 0.013	Hidro	3
11 – 16	—	—	—	Nebular	4
—	—	1 – 2	—	Hidro	4
14 ± 5	337 ± 67	0.9 ± 0.3	—	LN85	4

^a Masa eyectada durante la explosión.

Referencias. (1) Fraser et al. (2012); (2) Van Dyk et al. (2012b); (3) Dall’Ora et al. (2014); (4) Bose et al. (2013).

4.3. Comparación de resultados

Tabla 4.7: SN 2012ec. Comparación con resultados de la literatura.

Masa [M_{\odot}]	Radio [R_{\odot}]	Energía [foe]	M_{Ni} [M_{\odot}]	Método	Referencias
10	1000	0.6	0.042	Hidro	Este trabajo
—	—	—	0.040 ± 0.015	Analíticos	1
$(12.6)_{ej}^a$	230 ± 70	1.2 ± 0.4	—	Hidro	1
14 – 22	1030 ± 180	—	—	Pre-exp.	2
13 – 15	—	—	—	Nebular	3

^a Masa eyectada durante la explosión.

Referencias. (1) Barbarino et al. (2015); (2) Maund et al. (2013); (3) Jerkstrand et al. (2015).

Vemos que los parámetros varían sustancialmente según el método utilizado. Si bien es verdad que algunos parámetros no pueden ser directamente comparados, como las masas (ver Sección 3.3), las diferencias de todos modos son demasiado grandes. Los parámetros que muestran mayores variaciones son las masas y los radios. Existen menores discrepancias en las energías de la explosión y aún menores en las cantidades de níquel procesado, lo cual es esperable ya que la cola de la CL (como mostramos en la Sección 3.5) es casi una medida directa de la cantidad de níquel producido.

Este análisis muestra las grandes discrepancias que existen en la literatura sobre el rango de parámetros de las SNs más abundantes en la naturaleza (SNs II) y enfatiza la necesidad de un estudio detallado de sus propiedades de un modo sistemático para grandes bases de datos. El trabajo presentado en esta tesis es un primer paso en ese sentido.

4.3.2. Utilizando las relaciones de LN85

Hace más de tres décadas atrás se ha propuesto que ciertos observables de la SN pueden ser utilizados para determinar sus parámetros físicos. LN83 y LN85 obtuvieron, a partir una grilla de modelos hidrodinámicos, expresiones para la masa eyectada, radio pre-explosión del progenitor y energía de la explosión en términos de otros tres parámetros: la duración del plateau (Δt), definiéndola como el tiempo transcurrido desde la explosión de la estrella hasta que la luminosidad de la SN está cerca del punto medio entre la luminosidad del plateau y la de la cola, la magnitud visual absoluta y la velocidad fotosférica, ambos a mitad del plateau (M_V y v_{ph} respectivamente). Los dos primeros describen la emisión de la SN, mientras que el tercer parámetro mide la velocidad con la que la SN se está expandiendo.

Las relaciones propuestas por LN85 han sido ampliamente usadas en la literatura a pesar de haber sido calibradas con modelos iniciales simplificados (polítropas simples). En particular, Hamuy (2001) usó estas relaciones para derivar parámetros de una muestra de 16 objetos obteniendo en algunos casos parámetros poco realistas. Nos pro-

4.3. Comparación de resultados

ponemos comparar nuestros resultados con los que se pueden obtener con las relaciones de LN85.

A partir de la fotometría y espectroscopía de cada SN de la muestra dorada medimos los parámetros $(\Delta t, M_V, v_{ph})$ antes mencionados. En los casos donde no se encontraban medidas de magnitudes y velocidades justo a la mitad del plateau, se realizó una interpolación lineal.

Usando dichos parámetros y las relaciones de LN85 derivamos los parámetros físicos de la SN. Los resultados se muestran en la Tabla 4.8.

Tabla 4.8: Parámetros de las SNs calculados usando las relaciones de LN85.

SN	Δt [días]	v_{ph} [km s ⁻¹]	M_V	M_{ej} [M_{\odot}]	R [R_{\odot}]	E [foe]
2004et	120	3605	-17.0	22	420	1.3
2005cs	119	1600	-14.6	16	166	0.2
2008bk	131	2034	-14.8	28	115	0.5
2012aw	128	3500	-16.6	30	250	1.5
2012ec	100	3546	-16.6	15	315	0.9

En las Figuras 4.10 - 4.12 se muestran las comparaciones de los resultados presentados en la Tabla 4.8.

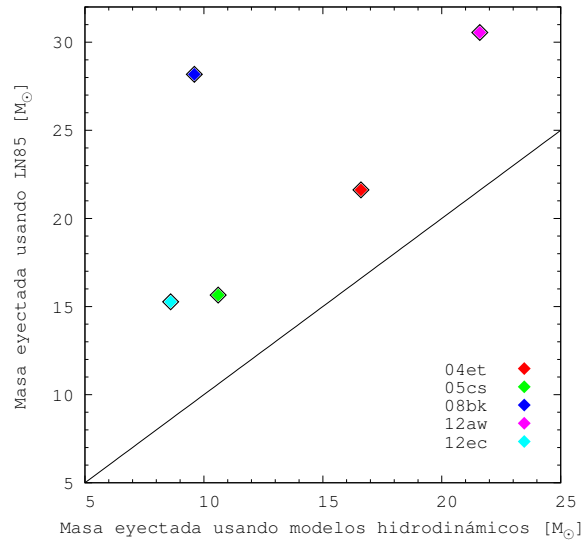


Figura 4.10: Masas eyectadas obtenidas a partir de las relaciones de LN85 comparadas con las masas eyectadas obtenidas por nuestros modelos hidrodinámicos. Consideramos un valor de $1.4 M_{\odot}$ para el remanente compacto. Recordar que $M_{ej} = M_{hydro} - 1.4 M_{\odot}$. Claramente, las masas derivadas con LN85 sobrestiman nuestros resultados.

4.3. Comparación de resultados

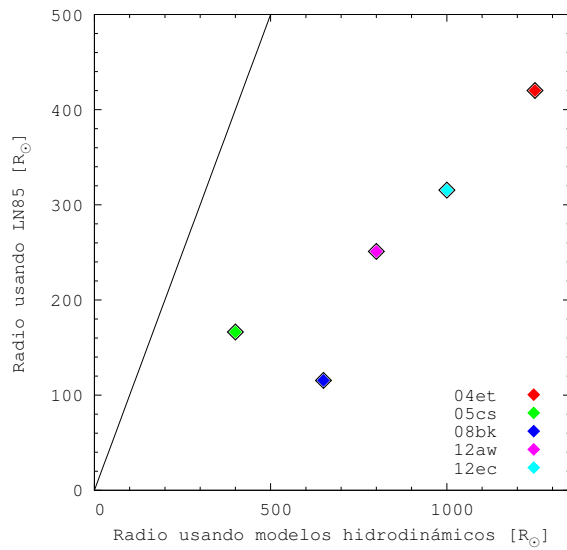


Figura 4.11: Radios de los progenitores obtenidos a partir de las relaciones de LN85 comparados con los radios obtenidos por nuestros modelos. El valor del radio utilizado fue derivado a partir del análisis de las imágenes pre-exposición, excepto para las SNs 2004et y 2008bk para las cuales esto no fue posible. Los radios calculados usando LN85 son apreciablemente menores a los nuestros.

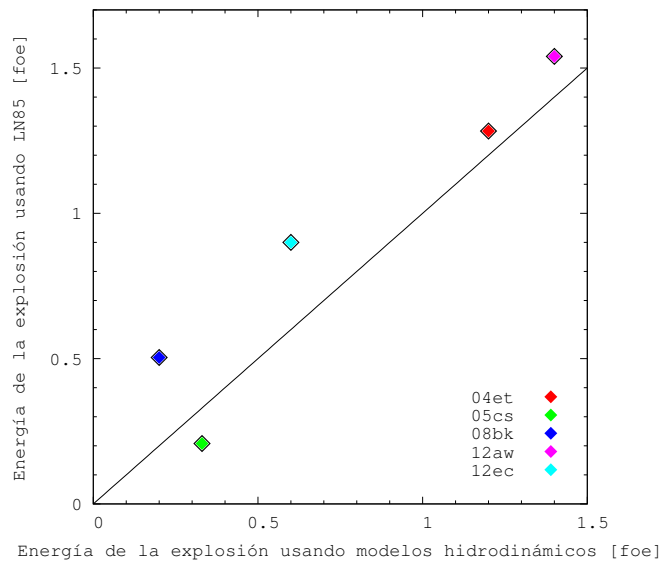


Figura 4.12: Energía de la explosión obtenida con las relaciones de LN85 comparadas con la energía obtenida por nuestros modelos. La energía de la explosión encontrada usando las relaciones de LN85 es en general mayor a la nuestra, aunque es comparable.

4.3. Comparación de resultados

En las Figuras 4.10, 4.11 y 4.12 comparamos nuestros resultados para las masas, radios y energías, respectivamente, con los obtenidos con las relaciones de LN85. De la Figura 4.10 se ve claramente que las masas eyectadas durante la explosión, calculadas usando las relaciones de LN85, sobrestiman nuestros resultados. Para determinar la masa eyectada con nuestros modelos hidrodinámicos asumimos un remanente compacto de $1.4 M_{\odot}$. Recordar que M_{ej} se refiere a la masa de la estrella progenitora sin considerar la masa del remanente compacto que se forma durante la explosión. Para todos estos casos asumimos una masa de $1.4 M_{\odot}$ para dicho remanente. De la Figura 4.11 se ve que los radios estimados con las relaciones de LN85 son apreciablemente menores a los nuestros. Pero recordar que el valor del radio utilizado fue derivado a partir del análisis de las imágenes pre-explosión, excepto para las SNs 2004et y 2008bk para las cuales esto no fue posible, para así poder reducir la degeneración existente entre los parámetros (ver Sección 4.1). En la Figura 4.12, vemos que para la mayoría de los casos la energía de la explosión encontrada usando las relaciones de LN85 también provee en general valores mayores a los nuestros, aunque comparables con ellos.

Concluimos esta sección notando que hay diferencias importantes en los parámetros derivados por ambos métodos. Mientras nosotros hemos modelado la CL completa junto con la evolución de las velocidades fotosféricas, y fijando el valor del radio, lo que nos permitió reducir el número de parámetros libres del modelo, LN85 usa sólo tres observables para derivar parámetros físicos. Si bien, la idea de tener relaciones simples para conectar observables con parámetros físicos podría ser muy útil para aplicar a grandes bases de datos, está claro que estas relaciones no parecieran estar dando resultados confiables. Una razón de las diferencias podría ser que se deban a los modelos iniciales empleados, pero también, los modelos hidrodinámicos de LN85 no han incluido el efecto del níquel en sus cálculos, lo cual puede afectar la duración del plateau como vimos en la Figura 3.11. Finalmente, notamos que nosotros también hemos tratado de compatibilizar el radio pre-explosión de la SN con los valores estimados de las imágenes pre-explosión.

Es necesario explorar esto en mayor detalle para ver si es posible derivar relaciones similares a las de LN85 pero con modelos más realistas. En el futuro, pretendemos explorar en detalle este tema.

4.3.3. Con los derivados de imágenes pre-explosión

Uno de los objetivos principales de esta tesis es testear si modelando detalladamente las CL de SNs bien observadas encontrábamos diferencias sistemáticas entre las masas derivadas utilizando observaciones pre-explosión y modelos hidrodinámicos (Smartt et al., 2009).

En la Figura 4.13 presentamos una comparación entre la masa obtenida a través de nuestro modelo hidrodinámico (M_{hydro}) y la determinada a partir de información obtenida en imágenes pre-explosión (M_{pre}).

4.3. Comparación de resultados

Recordemos que la masa determinada a través de modelos hidrodinámicos se corresponde con la masa de la estrella justo antes de la explosión. Por lo que es probablemente menor a la masa de la estrella en la ZAMS ($M_{hydro} \lesssim M_{ZAMS}$), debido a la pérdida de masa que sufre la estrella durante su evolución. Por otro lado, la masa derivada a partir de las imágenes pre-explosión es la masa de la estrella en la ZAMS ($M_{pre} = M_{ZAMS}$), ya que ésta se deriva conectando un track evolutivo con la posición de la estrella en el diagrama HR.

En los casos donde hay más de un valor de la masa derivada a partir del análisis de imágenes pre-explosión (ver Tabla 2.4), como no tenemos la capacidad de resolver cuál es el valor más preciso, utilizamos rangos de valores que incluyen a todos aquellos valores de M_{pre} con sus errores, derivados por cada autor, para cada SN de la muestra. Es decir, consideramos que todas las determinaciones son igual de precisas.

Analizando caso por caso vemos que:

- SN 2004et: $M_{hydro} > M_{pre}$ por $\approx 7 M_{\odot}$.
- SN 2005cs: ambas masas son compatibles.
- SN 2008bk: ambas masas son compatibles.
- SN 2012aw: ambas masas son compatibles.
- SN 2012ec: ambas masas podrían ser compatibles ya que $M_{hydro} \lesssim M_{ZAMS}$.

De este análisis podemos concluir que a diferencia de lo encontrado en trabajos previos (ver por ejemplo la Figura 25 del trabajo de Maguire et al., 2010), **no vemos una diferencia entre M_{hydro} y M_{pre} , en el sentido de que las M_{hydro} sean sistemáticamente mayores**. Si bien se está efectuando una estadística sobre una muestra pequeña, nosotros hemos seleccionado los objetos con confirmación del progenitor, para asegurarnos que el método pre-explosión tenga sentido, y con buena cobertura fotométrica y espectroscópica como para poder modelar adecuadamente las SNs. Por el momento, no existen más datos disponibles para realizar una comparación rigurosa entre ambos métodos.

4.3. Comparación de resultados

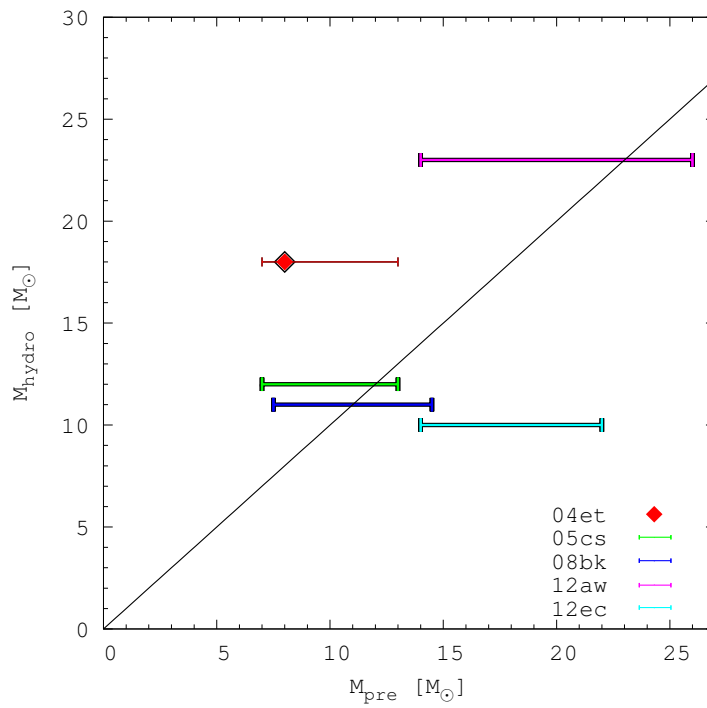


Figura 4.13: Comparación entre la masa obtenida en este trabajo usando modelos hidrodinámicos (M_{hydro}) y la determinada a partir de información obtenida en imágenes pre-explosión (M_{pre}). A diferencia de lo encontrado en la literatura (ver por ejemplo la Figura 25 del trabajo de Maguire et al., 2010) no se observa una diferencia sistemática entre ambos métodos.

Capítulo 5

Conclusiones y trabajo a futuro

En esta tesis de licenciatura se ha puesto interés en aquellas SNs ricas en hidrógeno con confirmación de sus progenitores. Para esto fue necesario realizar una extensa búsqueda en la literatura y se ha recopilado información de interés como datos fotométricos, extinciones, velocidades de expansión, parámetros físicos de sus progenitores, etc. Como resultado de esta búsqueda, hemos podido seleccionar cinco objetos (muestra dorada) que cumplen todos nuestros criterios de selección.

Este trabajo permitió la familiarización con el código hidrodinámico a través de la modificación de los parámetros iniciales y de la utilización del mismo con distintos modelos iniciales, como los provenientes de modelos evolutivos o de modelos paramétricos tipo doble polítropa. Para este último caso además fue necesario familiarizarse con el código para crearlas.

Este fue el primer paso para luego proceder al modelado de curvas de luz y la determinación de propiedades físicas de los progenitores y de la explosión para nuestra muestra dorada. Para esto se tuvo que analizar como varían la curva de luz y velocidades al modificar los parámetros físicos, para poder realizar el modelado de manera más hábil. Determinamos los rangos en los que varían los parámetros de los progenitores y de la explosión para nuestra muestra. Se encontró que la masa varía entre 10 y 23 M_{\odot} , el radio del progenitor entre 400 y 1250 R_{\odot} , las energías de explosión entre 0.2 y 1.4 foe y la cantidad de níquel sintetizado entre 0.0015 y 0.066 M_{\odot} . Esto muestra un amplio rango de parámetros para los progenitores, a diferencia de lo planteado por algunos autores (Dessart et al., 2013).

Del análisis de nuestra muestra hemos podido examinar correlaciones entre distintos parámetros físicos, concluyendo que se observa **una fuerte correlación entre la masa, la energía liberada en la explosión y la cantidad de níquel radiactivo. Esto parece indicar que estrellas más masivas liberan mayor cantidad de energía durante el colapso del núcleo, y debido a esto pueden sintetizar mayor cantidad de material radiactivo**, aunque la estadística es pobre y para llegar a conclusiones generales es necesario analizar una muestra más grande.

Finalmente, hemos comparado nuestras masas derivadas a partir del modelado hidrodinámico con las determinadas a partir de la información obtenida de detecciones directas de sus progenitores. Encontramos que **nuestra determinación de la masa del progenitor no es sistemáticamente mayor a la derivada utilizando imágenes de archivo**, como se ha encontrado en la literatura. Esto nos muestra que en algunos casos ambos métodos de determinación de propiedades físicas de los progenitores coinciden y que tal vez las diferencias encontradas en la literatura se deban al modelo simplificado usado para derivar esos parámetros o al uso de objetos que no poseen confirmaciones de los candidatos a progenitor.

El estudio presentado en esta tesis es un primer paso para el análisis de una gran base de datos de SNs con buen seguimiento fotométrico y espectroscópico, a través del modelado hidrodinámico y del análisis de líneas espectrales. Para esto tenemos acceso a una de las bases de datos más completa existente hasta el momento, observada por el Carnegie Supernova Project (CSP), que es un programa de observación con base en Chile para el seguimiento detallado de SNs cercanas. Además, pretendemos completar estos datos con los existentes en la literatura. En el futuro, pretendemos derivar parámetros físicos para la muestra completa y analizar correlaciones entre diferentes observables y entre observables y parámetros físicos. En particular, queremos centrarnos en la correlación existente entre la luminosidad y la velocidad de expansión para las SNs II-Plateau. Esta correlación es útil para la medición de distancias, aunque aún no se le ha dado un sustento físico. Por eso es necesario identificar los principales factores que causan la correlación.

Apéndice A

Elección de modelos preferidos

En este apéndice pretendemos mostrar la forma en que elegimos nuestros modelos preferidos, siendo estos los que mejor ajustan a la CL y a la curva de evolución de velocidades fotosféricas. En la Sección 3.5 hemos indicado que necesitamos de cuatro parámetros para modelar estas cantidades: M_{hydro} , R , E y M_{Ni} . También hemos discutido sobre la degeneración existente entre los primeros tres parámetros mencionados, que intentamos reducir modelando conjuntamente las CL y las velocidades fotosféricas, y tratando de compatibilizar en nuestros modelos el radio de la estrella antes de la explosión, con el radio del progenitor determinado a través de su detección directa en imágenes pre-explosión.

En las Figuras A.1 - A.4 mostramos como se ven modificadas las CL y las velocidades fotosféricas al variar uno de los parámetros, fijando los demás. Este análisis es similar al realizado en la Sección 3.5, con la diferencia que en este caso también se grafican las observaciones de una SN para mostrar que con mínimos cambios en alguno de los parámetros, los modelos pueden no representar un buen ajuste a las observaciones. Además, de esta forma, podremos dar rangos de validez a los parámetros de los modelos. Este análisis es presentado sólo para la SN 2012aw, pero un estudio similar fue hecho para cada una de las SNs de nuestra muestra.

En la Figura A.1 hemos variado el valor de la energía de la explosión manteniendo fijos los demás. Podemos observar que ya con pequeños cambios ($\Delta E = 0.2$ foe), la duración del plateau, su luminosidad y la evolución de las velocidades fotosféricas se ven considerablemente afectadas. Aumentando esa cantidad a la energía adoptada para nuestro modelo preferido ($E = 1.4$ foe; línea continua en el gráfico), vemos que la duración del plateau disminuye y su luminosidad aumenta de manera notable, produciendo un ajuste claramente menos favorable que nuestro modelo óptimo. Esto empeorará todavía más si seguimos aumentando la energía. Al analizar el modelo para $E = 1.2$ foe (0.2 foe por debajo del modelo preferido), notamos lo contrario, es decir, un aumento considerable en la duración del plateau y una disminución en la luminosidad del mismo. Nuevamente esto produce un peor ajuste que nuestro modelo óptimo y lo mismo sucederá si disminuimos aún más la energía. En estos casos, la evolución de las velocidades fotosféricas se ven afectadas, pero aún pudiendo permitir un ajust-

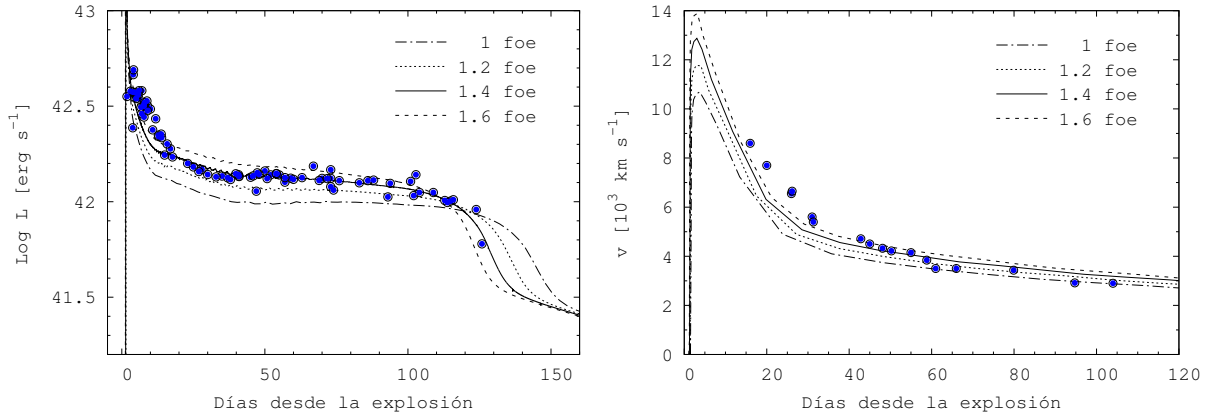


Figura A.1: Dependencia de la CL bolométrica (izquierda) y la evolución de las velocidades fotosféricas (derecha) en función de la energía de la explosión para la SN 2012aw. En línea continua se muestra el modelo adoptado como el que mejor ajusta a los datos. Consideramos que modelos donde E puede variar en 0.2 foe son también aceptables, pero fuera de este rango ya el ajuste empeora considerablemente.

te aceptable. Al observar modelos con variaciones más grandes que $\Delta E = 0.2$ foe, es claro que estos modelos producen peores ajustes, y a su vez, variaciones mayores, también lo harán. Por todo esto podemos asumir que la energía de la explosión toma un valor de $E = 1.4$ foe, pero consideramos que modelos con variaciones de 0.2 foe en la energía son todavía aceptables.

Al variar la masa de la estrella progenitora justo antes de la explosión (M_{hydro}), vemos que para un modelo de $M_{hydro} = 21 M_{\odot}$, es decir, $2 M_{\odot}$ por debajo de nuestro modelo preferido (señalado con línea continua en la Figura A.2), la luminosidad del plateau aumenta provocando que el ajuste a las observaciones sea peor. Además la duración del plateau disminuye, aunque las diferencias no son muy grandes. Para un modelo de $M_{hydro} = 24 M_{\odot}$ la luminosidad del plateau no cambia significativamente, mientras que el plateau se prolonga unos días más, pero nuevamente sin diferencias relevantes. Al analizar variaciones mayores de la masa, vemos que estos modelos no permiten un buen ajuste a la CL. Particularmente en el gráfico se observa el caso para un modelo de $M_{hydro} = 25 M_{\odot}$, notando que la duración del plateau aumenta de manera considerable. En todos los casos mencionados anteriormente, la evolución de las velocidades fotosféricas no se ven alteradas significativamente, ocasionando un buen ajuste a las velocidades observadas. Teniendo en cuenta estas consideraciones, decimos que la masa toma un valor de $M_{hydro} = 23_{-2}^{+1} M_{\odot}$.

En la Figura A.3 analizamos la variación del radio del progenitor manteniendo los demás parámetros fijos, notando que en la CL las observaciones quedan acotadas dentro de aquellos modelos con $\pm 100 R_{\odot}$ respecto a nuestro modelo preferido ($R = 800 R_{\odot}$; línea continua en el gráfico), produciendo un ajuste aceptable. Se observa además que diferencias mayores en el valor del radio del progenitor no ocasionan un buen ajuste

a la CL. En los casos analizados, la evolución de las velocidades fotosféricas se ve modificada, pero no significativamente. Por lo tanto, en todos los casos los ajustes de los modelos con las velocidades son buenos. Por todo esto vemos que el radio del progenitor puede asumirse como $R = 800 \pm 100 R_{\odot}$.

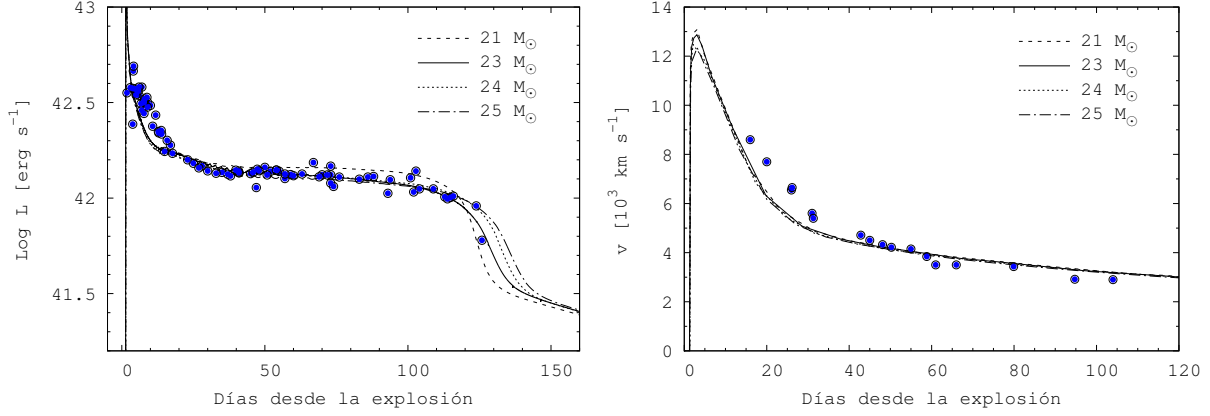


Figura A.2: Dependencia de la CL bolométrica (izquierda) y la evolución de las velocidades fotosféricas (derecha) en función de la masa del progenitor para la SN 2012aw. En línea continua se muestra el modelo adoptado como el que mejor ajusta a los datos. Podemos asumir que la masa toma un valor de $M_{hydro} = 23_{-2}^{+1} M_{\odot}$.

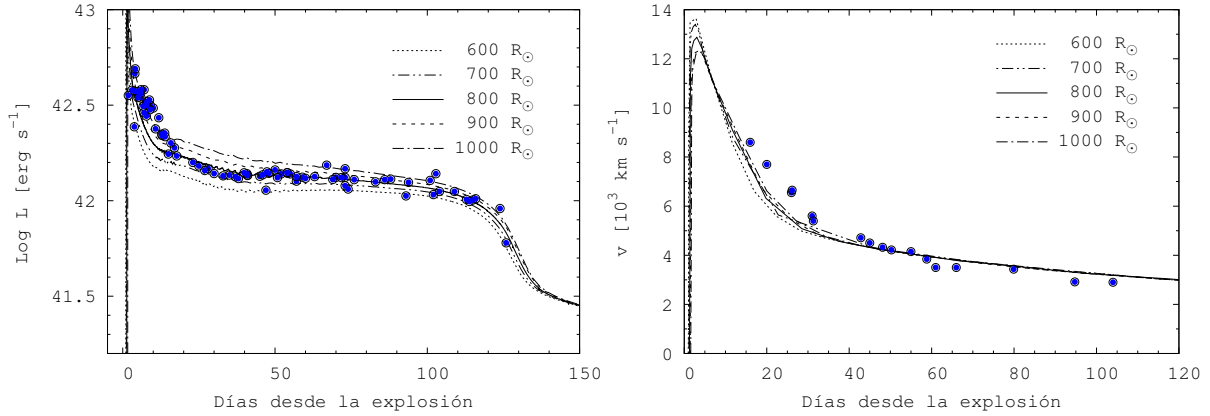


Figura A.3: Dependencia de la CL bolométrica (izquierda) y la evolución de las velocidades fotosféricas (derecha) en función del radio del progenitor para la SN 2012aw. En línea continua se muestra el modelo adoptado como el que mejor ajusta a los datos. Podemos asumir que el radio del progenitor toma un valor de $R = 800 \pm 100 R_{\odot}$.

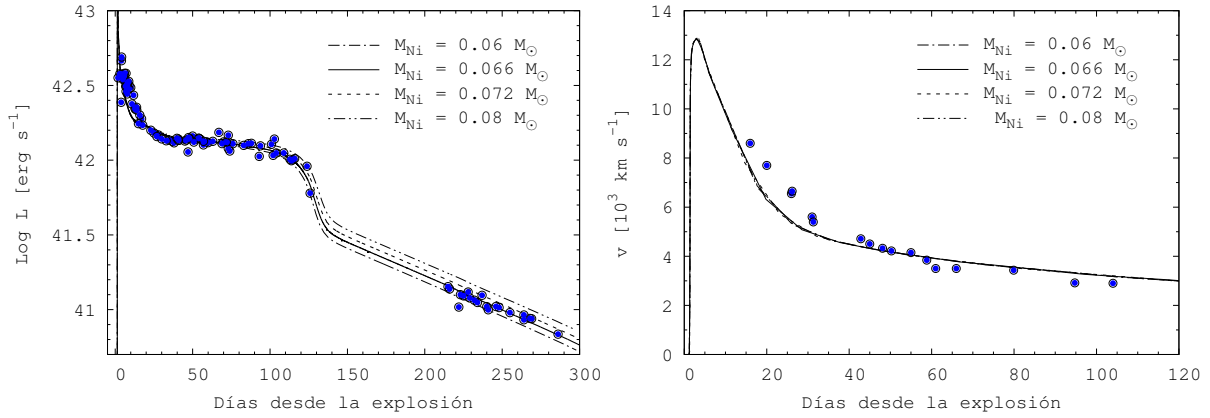


Figura A.4: Dependencia de la CL bolométrica (izquierda) y la evolución de las velocidades fotosféricas (derecha) en función de la cantidad de níquel para la SN 2012aw. En línea continua se muestra el modelo adoptado como el que mejor ajusta a los datos. Podemos asumir que la cantidad de ^{56}Ni toma un valor de $M_{Ni} = 0.066 \pm 0.006 M_{\odot}$.

Podemos observar los modelos que surgen de variar la cantidad de níquel radiactivo producido durante la explosión en la Figura A.4. En este caso vemos nuevamente que la CL de la SN queda acotada, pero dentro de los modelos con $\pm 0.006 M_{\odot}$ de ^{56}Ni respecto a nuestro modelo preferido de $M_{Ni} = 0.066 M_{\odot}$ (línea continua en el gráfico). En estos casos los modelos presentan un ajuste a la CL aceptable, aunque no son los óptimos. Cuando modificamos aún más la cantidad de níquel la luminosidad bolométrica en la cola se ve considerablemente afectada, ya que en esta etapa, la luminosidad bolométrica es una medida directa de la cantidad de níquel radiactivo. Como vimos en la Sección 4.1, la cantidad de material radiactivo no modifica la curva de velocidad fotosférica de la SN, por lo tanto, para todos los casos, el ajuste es bueno. Con estas consideraciones podemos indicar que la cantidad de níquel toma un valor de $M_{Ni} = 0.066 \pm 0.006 M_{\odot}$.

Este análisis muestra la forma de elección de nuestros modelos preferidos, notando que pequeñas variaciones en alguno de los parámetros, producen modificaciones importantes en el modelo. Además, este estudio nos permitió identificar ciertos rangos de valores para los parámetros dentro de los cuales el modelo sigue siendo aceptable.

Bibliografía

- Arcavi, I., Gal-Yam, A., Kasliwal, M. M., et al. 2010, *ApJ*, 721, 777
- Arnett, W. D. 1980, *ApJ*, 237, 541
- Arnett, W. D. 1988, *ApJ*, 331, 377
- Arnett, W. D. 1996, *Supernovae and nucleosynthesis*. Princeton University Press.
- Baade, W. & Zwicky, F. 1934, *Proceedings of the National Academy of Sciences of the United States of America*, 20, 254
- Barbarino, C., Dall’Ora, M., Botticella, M. T., et al. 2015, *MNRAS*, 448, 2312
- Barbon, R., Ciatti, F., & Rosino, L. 1979, *A&A*, 72, 287
- Baron, E., Branch, D., & Hauschildt, P. H. 2007, *ApJ*, 662, 1148
- Bersten, M. C., & Hamuy, M. 2009, *ApJ*, 701, 200
- Bersten, M. C., Benvenuto, O. G. & Hamuy, M. 2011, *ApJ*, 729,61
- Bose, S., Kumar, B., Sutaria, F., et al. 2013, *MNRAS*, 433, 1871
- Burrows, A. 1991, *Supernovae*, 393
- Cardelli, J. A., Clayton, G. C. & Mathis, J. S. 1989, *ApJ*, 345, 245
- Chugai, N N., & Utrobin, V. P. 2000, *A&A*, 354, 122
- Crockett, R. M., Smartt, S. J., Pastorello, A., Eldridge, J. J., et al. 2011, *MNRAS*, 410, 2767
- Dall’Ora, M., Botticella, M. T., Pumo, M. L., et al. 2014, *ApJ*, 787, 139
- Dessart, L., Hillier, D. J., Waldman, R. & Livne, E. 2013, *MNRAS*, 433, 1745
- de Vaucouleurs, G., de Vaucouleurs, A., Corwin, H. G., et al. 1991, *Third Reference Catalogue of Bright Galaxies*.
- Epinat, B., Amram, P., Marcelin, M., et al. 2008, *MNRAS*, 388, 500
- Fagotti, P., Dimai, A., Quadri, U., et al. 2012, *CBET*, 3054, 1

Falk, S. W., & Arnett, W. D. 1977, *ApJS*, 33, 515

Filippenko, A. V. 1997, *Annu. Rev. Astron. Astrophys.*, 35, 309

Fraser, M., Maund, J. R., Smartt, S. J., et al. 2012, *ApJL*, 759, L13

Fraser, M. 2013, *MNRAS*, 456, 11

Hamuy, M. 2001, Ph.D. thesis, Univ. Arizona

Hamuy, M., & Pinto, P. 2002, *ApJ*, 566, 63

Hamuy, M., Folatelli, G., Morrell, N. I., Phillips, M. M., et al. 2006, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 118, 2

Hillebrandt, W. 1990. *Models of type II Supernovae: An Introduction. Supernovae: Les Houches, session LIV*, 1990

Immler, S., & Brown, P. J. 2012, *ATel*, 3995

Janka, H.-Th., Langanke, K., Marek, A., Martínez-Pinedo, G., Mueller, B. 2007, *Phys. Rep.*, 442, 38

Jerkstrand, A., Fransson, C., Maguire, K., Smartt, S., et al. 2012, *A&A*, 546, A28

Jerkstrand, A., Smartt, S. J., Sollerman, J., et al. 2015, *MNRAS*, 448, 2482

Kasen, D., & Woosley, S. E. 2009, *ApJ*, 703, 2205

Kloehr, W., Muendlein, R., Li, W., et al. 2005, *IAU Circular*, 8553, 1

Koribalski, B. S., Staveley-Smith, L., Kilborn, V. A., et al. 2004, *ApJ*, 128, 16

Kotak, R., Meikle, W. P. S., Farrah, D., et al. 2009, *ApJ*, 704, 306

Leonard, D. C., Pignata, G., Dessart, L., et al. 2012, *ATel*, 4033, 1

Li, W., Van Dyk, S. D., Filippenko, A. V., et al. 2005, *PASP*, 117, 121

Li, W., Van Dyk, S. D., Filippenko, A. V., et al. 2006, *ApJ*, 641, 1060

Li, W., Van Dyk, S. D., Filippenko, A. V., et al. 2008, *CBET*, 1319, 1

Lisakov, S. M., Dessart, L., Hillier, D. J., et al. 2016, *MNRAS*, 466, 34

Litvinova, I. I., & Nadëzhin, D. K. 1983, *Ap& SS*, 89, 89

Litvinova, I. I., & Nadëzhin, D. K. 1985, *Soviet Astronomy Letters*, 11, 145

Lyman, J. D., Bersier, D., James, P. A., Mazzali, P. A., et al. 2016 *MNRAS*, 457, 328

Maguire, K., Di Carlo, E., Smartt, S. J., et al. 2010, *MNRAS* 404, 981

Maoz, D., & Mannucci, F. 2008, *ATel*, 1464, 1

Mattila, S., Smartt, S. J., Eldridge, J. J., Maund, J. R., et al. 2008, *ApJ*, 688, L91

Maund, J. R., Smartt, S. J., Danziger, I. J. 2005, *MNRAS*, 364, L33

Maund, J. R., Fraser, M., Smartt, S. J., et al. 2013, *MNRASL*, 431, L102

Maund, J. R., Reilly, E., & Mattila, S. 2014, *MNRAS*, 438 938

Maund, J. R., Mattila, S., Ramirez-Ruiz, E., & Eldridge, J. 2014, *MNRAS*, 438, 1577

Misra, K., Pooley, D., Chandra, P., et al. 2007, *MNRAS*, 381, 280

Modjaz, M., Kirshner R., Challis, P., et al. 2005, *IAU Circular*, 8555, 1

Monard, L. A. G. 2008, *CBET*, 1315, 1

Monard, L. A. G., Childress, M., Scalzo, R., et al. 2012, *CBET*, 3201, 1

Morozova, V., Piro, A. L., & Valenti, S. 2017, *ApJ*, 838, 28

Morrell, N., & Stritzinger, M. 2008, *CBET*, 1335, 1

Munari U., Vagnozzi A., Castellani F. 2012, *CBET*, 3054, 3

Pastorello, A., Sauer, D., Taubenberger, S., et al. 2006, *MNRAS*, 370, 1752

Pastorello, A., Valenti, S., Zampieri, L., et al. 2009, *MNRAS* 394, 2266

Pietrzyński, G., Gieren, W., Hamuy, M., et al. 2010, *AJ*, 140, 1475

Popov, D. V. 1993, *ApJ*, 414, 712

Poznanski, D., Butler, N., Filippenko, A. V., et al. 2009, *ApJ*, 694, 1067

Quimby, R. M., Aldering, G., Wheeler, J. C., Höflich, P., et al. 2007, *ApJ*, 668, L99

Sahu, D. K., Anupama, G. C., Srividya, S., & Muneer, S. 2006, *MNRAS*, 372, 1315

Sana, H., de Mink, S. E., de Koter, A., et al. 2012, *Science*, 337, 444

Schlafly E. F., & Finkbeiner D. P. 2011, *ApJ*, 737, 103

Schlegel D. J., Finkbeiner D. P., Davis M. 1998, *ApJ*, 500, 525

Shigeyama, T., Nomoto, K., & Hashimoto, M. 1988, *A&A*, 196, 141

Siviero A., Tomasella, L., Pastorello, A., et al. 2012, *CBET*, 3054, 4

Smartt, S. J., Maund, J. R., Henry, M. A., et al. 2004, *Science*, 303 499

Smartt, S. J. 2009, *Annual Review of Astronomy & Astrophysics*, 47, 63

Smartt, S. J., Eldridge, J. J., Crockett, R. M., & Maund, J. R. 2009, *MNRAS*, 395, 1409

- Smartt, S. J. 2015, PASA, 32, 16
- Stockdale, C. J., Weiler, K. W., Van Dyk, S. D., et al. 2004, IAU Circular, 8415, 1
- Stockdale, C. J., Ryder, S. D., Van Dyk, S. D., et al. 2012, ATel, 4012
- Taddia, F., Stritzinger M. D., Bersten M., Baron, E., et al. 2017, *Å*, 609, A136
- Takáts, K., & Vinkó, J. 2006, MNRAS, 372, 1735
- Turatto, M. 2003, Supernovae and Gamma-Ray Bursters, 598, 21. Lecture Notes in Physics.
- Utrobin, V. P., & Chugai, N. N. 2008, A&A, 491, 507
- Utrobin, V. P., & Chugai, N. N. 2009, A&A, 506, 829
- Van Dyk, S. D., Li, W. & Filippenko, A. V. 2003, PASP, 115, 1289
- Van Dyk, S. D., Davidge, T. J., Elias-Rosa, N., et al. 2012, The Astronomical Journal, 143, 19
- Van Dyk, S. D., Cenko, S. B., Poznanski, D., et al. 2012, ApJ, 756,131
- Woosley, S. E., Pinto, P. A., & Ensman, L. 1988, ApJ, 324, 466
- Woosley, S. E. & Bloom, J. S. 2006, Annu. Rev. Astron. Astrophys., 44, 507
- Yamaoka, H., Itagaki, K., Klotz, A., et al. 2004, IAU Circular, 8413, 2
- Yaron, O., Perley, D. A., Gal-Yam, A., et al. 2017, Nature Physics, 13, 510
- Zwitter, T., Munari, U., & Moretti, S. 2004, IAU Circular, 8413, 1