



# Espectroscopía nebular de la supernova 2016gkg

Tesis para obtener el grado académico de  
Licenciada en Astronomía

Lucía Ferrari

**Director**

Dr. Gastón Folatelli

Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas  
Universidad Nacional de La Plata

Marzo 2021



*A mi familia.*



# Índice general

<b>1. Introducción</b>	<b>5</b>
1.1. Supernovas y su clasificación física y observacional . . . . .	5
1.2. Supernovas de envoltura removida ( <i>Stripped-Envelope Supernovae</i> ) . .	8
1.3. Espectroscopía nebular . . . . .	11
1.4. La supernova 2016gkg . . . . .	13
<b>2. Observaciones, reducción y calibración de datos</b>	<b>19</b>
2.1. Observaciones . . . . .	19
2.2. Reducción . . . . .	21
2.2.1. Corrección por <i>bias</i> y <i>flat</i> . . . . .	22
2.2.2. Calibración en longitud de onda . . . . .	23
2.2.3. Combinación de los espectros . . . . .	28
2.2.4. Extracción del espectro . . . . .	29
2.2.5. Calibración en flujo . . . . .	30
<b>3. Espectro nebular de la SN 2016gkg</b>	<b>33</b>
3.1. Espectro nebular de la SN 2016gkg . . . . .	33
3.1.1. Perfil del doblete del oxígeno . . . . .	38
3.2. Masa del progenitor . . . . .	40
<b>4. Síntesis, conclusiones y trabajo a futuro</b>	<b>45</b>
<b>5. Bibliografía</b>	<b>49</b>

# Resumen

Esta tesis se enmarca en el estudio de las supernovas y sus respectivos progenitores. Se aborda su estudio a través de la llamada “espectroscopía nebular” de una supernova particular, la SN 2016gkg.

La espectroscopía nebular de supernovas brinda información valiosa sobre las zonas cercanas al antiguo núcleo estelar, dado que el material se encuentra lo suficientemente diluido para permitir el escape de los fotones de las zonas más internas de la explosión. Su denominación proviene de la aparición de fuertes líneas de emisión correspondientes a transiciones prohibidas en el espectro, consecuencia de la baja densidad del material.

Las observaciones con las que se trabajó en esta tesis fueron tomadas con el Telescopio Gemini Sur durante el mes de Agosto de 2017, aproximadamente 320 días después del máximo de la supernova. El instrumento utilizado fue GMOS-S. La reducción se llevó a cabo con el software IRAF, con el paquete *gemini*. Se realizaron las correcciones usuales por *Bias* y *Flats*, y se calibró en longitud de onda y en flujo usando arcos de Cobre-Argón y una estrella estándar fotométrica respectivamente.

El espectro obtenido presenta las líneas de emisión usuales de una supernova de tipo IIb. Se aprecia una fuerte emisión del doblete del oxígeno correspondiente a la transición prohibida [O I] $\lambda\lambda$ 6300, 6364, así como la presencia de hidrógeno. También se encuentran emisiones más débiles de hierro, calcio, sodio y magnesio. Algo que llama la atención y que se estudia en detalle es el perfil de línea del doblete del oxígeno, que encontramos compuesto por dos componentes diferenciadas: una ancha y una angosta superpuestas. Se realiza un ajuste detallado de esta línea del espectro, en conjunto con  $H_\alpha$ . Este estudio nos da información sobre posibles asimetrías en la explosión. El espectro obtenido en esta tesis resultó en una contribución al artículo Kuncarayakti *et al.* (2020), del cual el director y la estudiante han sido coautores.

Por otro lado, en base al modelado de espectros nebulares disponibles en la literatura se realiza una estimación de la masa del progenitor. El procedimiento empleado, detallado en el trabajo de Jerkstrand *et al.* (2014), se basa en el flujo del doblete del oxígeno, a partir del cual se estima una masa mínima de oxígeno que debe estar presente para causar dicha emisión. Una vez obtenida una estimación para la masa mínima de oxígeno empleamos las determinaciones de producción de oxígeno por Nomoto *et al.* (1997), Rauscher *et al.* (2002) y Limongi & Chieffi (2003) para arribar a una estimación de la masa inicial del progenitor.

# Capítulo 1

## Introducción

### 1.1. Supernovas y su clasificación física y observacional

La palabra “nova” en astronomía es una abreviatura de la frase en latín “nova stella”, que significa “nueva estrella”. Con este nombre se designaba antiguamente a estrellas brillantes que aparecían por un período de tiempo en algún punto del cielo donde antes no se observaba ningún objeto, y, como se explica más abajo, hasta entrado el Siglo XX se llamó de esta forma a lo que hoy conocemos como nova y también a lo que llamamos supernova. Como en muchas áreas de la astronomía, se han tenido dos abordajes en las investigaciones relativas a las supernovas: el punto de vista observacional y, más recientemente, el abordaje teórico que busca dar un marco astrofísico a las observaciones.

Los primeros registros observacionales confiables datan del año 1006, cuando varias civilizaciones orientales observaron la "Guest Star", estrella invitada, que se mantuvo visible por alrededor de tres años. Hay observaciones anteriores, registradas en China en los años 393, 386, 369 y 185, aunque posteriormente no se logró determinar si se trató de supernovas ni conseguir otras documentaciones que las mencionaran (Green & Stephenson, 2003). Este tipo de estrellas llamó poderosamente la atención de importantes astrónomos; en particular, Tycho Brahe y Johannes Kepler pudieron estudiar eventos que tuvieron lugar en los años 1572 y 1604 respectivamente. Con el paso del tiempo, el estudio de estas estrellas se profundizó. De esta forma, a principios de la década de 1930, Walter Baade y Fritz Zwicky, continuando el trabajo realizado por Knut Lundmark sobre el rango de luminosidades de novas en galaxias, identificaron una clase de nova que era diez mil veces más poderosa que otras, y emplearon el término “supernova” para referirse a ellas (Baade, W. & Zwicky, F., 1934). Más adelante, a finales de la misma década, el término pasó a usarse para denominar a una clase particular de estrellas explosivas descubiertas en varias galaxias.

A lo largo de los siglos se han descubierto numerosas “nuevas estrellas”. Muchas

de estas observaciones quedaron registradas por las sociedades que las observaban, a veces por motivos astrológicos. Generalmente, estos registros se han podido relacionar con el posterior descubrimiento de remanentes de supernova, material en expansión eyectado por la supernova en interacción con el material del medio interestelar. Entre estas supernovas, llamadas “supernovas históricas” se encuentran las mencionadas más arriba (la supernova de Tycho y la de Kepler) y la SN 1054, conocida como la Supernova del Cangrejo. La supernova 1987A, localizada en la Nube Mayor de Magallanes, constituye al día de hoy la única supernova detectable a simple vista que se ha podido estudiar con los sistemas modernos de observación, y la única de la que se logró medir la emisión de neutrinos, lo que dio apoyo a la teoría del colapso nuclear. Debido a sus altísimas luminosidades ( $\approx 10^{10} L_{\odot}$ ) se las puede detectar a distancias cosmológicas. El abordaje observacional de estos eventos permite realizar curvas de luz y analizar espectros, y actualmente se realizan importantes esfuerzos para realizar seguimientos de supernovas.

La principal clasificación que se hace desde el punto de vista observacional es la división entre las supernovas que no presentan hidrógeno en su espectro de las que sí lo presentan. El primer grupo se llama de tipo I y el segundo, de tipo II. Dentro de las supernovas de tipo I, hay algunas que presentan silicio en su espectro. A estas se las llama de tipo Ia. Dentro de las que no tienen emisión de silicio, existen algunas que presentan helio, llamadas de tipo Ib, y otras que no, de tipo Ic. En algunos casos se observan espectros de supernovas que presentan una emisión muy pobre de hidrógeno, y son clasificadas como supernovas de tipo IIb; este es el caso de la supernova 2016gkg que se estudiará en esta tesis (ver Secciones 1.2 y 1.4). Son considerados objetos transicionales entre las supernovas de tipo II y las de tipo Ib. Un esquema de la clasificación descrita se encuentra en la Figura 1.1. Para una reseña más completa del actual sistema de clasificación, ver Gal-Yam (2017) y las citas que allí se presentan.

El hecho de que cada vez se aumente la capacidad de observación y, por ende, el volumen de los datos, hace que esta clasificación observacional se amplíe, agregándosele subclasificaciones para encasillar la mayor parte de los objetos que se observan. Sucede a veces que la clasificación de algunas supernovas es confusa, pudiendo encajar en dos grupos a la vez o no entrando en ninguno.

Desde el punto de vista teórico, en cambio, las investigaciones avanzaron significativamente alrededor de 1930, cuando hubo un fuerte desarrollo de la física nuclear y la Mecánica Cuántica, impulsado en gran parte por el desarrollo de armas nucleares. La física nuclear permitió explicar los procesos de fusión nuclear que tenían lugar en los interiores estelares y profundizar en el entendimiento que se tenía sobre la evolución estelar.

Hoy en día está aceptado que los eventos de supernova son el resultado de alguno de dos posibles mecanismos de explosión, lo que determina su clasificación desde el punto de vista físico. En uno de los casos, el evento se da a partir de una enana blanca supera el límite de masa que puede sostener, dado por el límite de Chandrasekhar, debido a procesos de acreción de masa en un sistema binario. Esto

conduce a supernovas “de explosión termonuclear”. Se estima que llegan a tener una luminosidad de  $10^{43}$  erg  $s^{-1}$ , y no dejan un remanente compacto (agujeros negros o estrellas de neutrones). Esta clase de supernovas corresponde a las clasificadas anteriormente como de tipo Ia.

Por otro lado, en el caso de las supernovas denominadas “de colapso del núcleo”, la explosión es producto del colapso gravitatorio que se da al final en la evolución de una estrella masiva ( $>8 M_{\odot}$ ). A lo largo de su vida, la estructura de la estrella es mantenida por la presión del gas que la compone y por la energía producida en las reacciones nucleares en su núcleo. Cuando el material combustible se agota, las estrellas masivas tienen un núcleo de hierro rodeado por capas formadas por los elementos sintetizados anteriormente por el núcleo, en estructura de cebolla. En este punto, la estrella es incapaz de generar la energía suficiente para mantener la estructura y su interior colapsa prácticamente en caída libre. Al compactarse el núcleo se genera una onda de choque por un mecanismo cuyos detalles todavía se desconocen. Esta onda de choque expulsa las capas externas de la estrella. Este tipo de explosiones dejan como remanente una estrella de neutrones o un agujero negro.

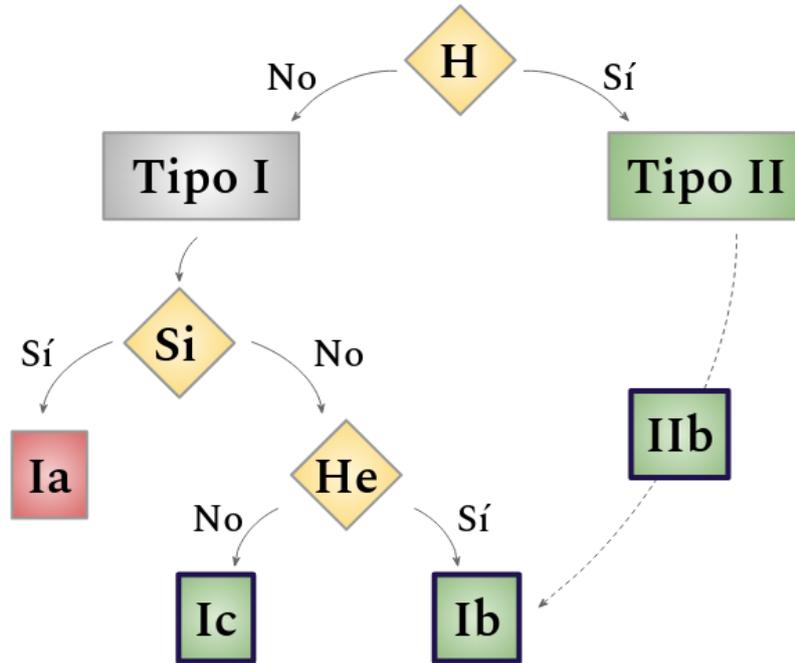
La energía que se estima que se libera en la explosión es del orden de  $10^{51}$  erg, también llamado 1 foe (fifty one erg), con una luminosidad máxima típica de  $\approx 10^{42}$  erg  $s^{-1}$ . Gran parte de la energía se libera en forma de neutrinos, que no se llegan a medir debido las grandes distancias involucradas (la excepción es la SN 1987A, ubicada en la Nube Mayor de Magallanes, de la que se logró detectar la emisión de neutrinos). El material eyectado (llamado *ejecta*) está compuesto por la envoltura de la antigua estrella. Las capas más exteriores tienen velocidades de expansión mayores, mientras que las que estaban más cerca del antiguo núcleo estelar poseen velocidades de expansión más bajas.

Estas últimas supernovas, de colapso de núcleo, se corresponden con los tipos II, IIb, Ib y Ic mencionados en la clasificación observacional (ver Figura 1.1). A las supernovas de tipo Ib, Ic y IIb se las llama también *Stripped-Envelope Supernovae* (SESNe), ya que al ser pobres en hidrógeno (y helio, en el caso de las Ic) se supone que sus progenitores han perdido parte o la totalidad de su envoltura durante su evolución.

Si bien los modelos de evolución estelar están relativamente bien determinados para estrellas de hasta  $\approx 8 M_{\odot}$ , la evolución de las estrellas más masivas presenta aún muchos interrogantes. El hecho de que la pérdida de masa sea un parámetro no despreciable y que tengan altas velocidades de rotación hacen de estas estrellas objetos sumamente complicados de modelar. Además, las estrellas masivas son relativamente pocas en comparación a las estrellas de masas más bajas, lo que hace que su estudio se vea limitado.

Las supernovas son fundamentales en la síntesis de la mayoría de los elementos químicos de la tabla periódica y, en consecuencia, del enriquecimiento del medio interestelar. Los elementos que producen se inyectan al medio interestelar a partir del cual se forman nuevas estrellas y sistemas planetarios.

El estudio de los eventos de supernova está relacionado con múltiples áreas de



**Figura 1.1:** Esquema de la clasificación observacional basada en los elementos presentes en el espectro de las supernovas, indicados por los rombos amarillos. En rojo se marca el tipo de supernova que proviene de una explosión termonuclear, y en verde, los tipos correspondientes a supernovas de colapso de núcleo. Los tipos marcados con recuadro azul corresponden a *Stripped-Envelope Supernovae* (supernovas de envoltura removida, ver Sección 1.2) Este esquema no es completo, existen otras subclasificaciones en base a características de la curva de luz y del espectro. Sin embargo, estas subclasificaciones son irrelevantes para esta tesis.

la astronomía tales como evolución estelar, medio interestelar, objetos compactos, astroquímica y cosmología. Las supernovas de tipo Ia se usan como estimadores de distancia, bajo la suposición de que todos los eventos de este tipo alcanzan un máximo de luminosidad similar. Esto hace que se vuelvan importantes en determinaciones de expansión del universo. Si bien se ha alcanzado un nivel de conocimiento profundo en el área, aún quedan muchas preguntas abiertas debido a la complejidad de los procesos involucrados y las limitaciones de los instrumentos disponibles.

En esta tesis se hace un humilde aporte a esta rama de la astronomía, enfocando el tema desde el punto de vista observacional. Se estudia el espectro nebuloso de la supernova 2016gkg. Esta técnica, detallada en la Sección 1.3, constituye una herramienta potente a la hora de estudiar estos objetos.

## 1.2. Supernovas de envoltura removida (*Stripped-Envelope Supernovae*)

A las supernovas de colapso de núcleo que no presentan hidrógeno (tipos Ib y Ic) y aquellas que presentan muy poco (tipo Iib) se las llama *Stripped-Envelope*

*Supernovae* (SESNe), que significa “supernovas de envoltura removida”. Llevan este nombre dado que sus progenitores debieron haber perdido toda o gran parte de su envoltura rica en hidrógeno para producir supernovas carentes o pobres en este elemento. Se han observado muchos objetos de este tipo, que varían tanto en sus curvas de luz como en sus espectros, lo que es consecuencia de la gran variedad de progenitores, que pueden diferir en su masa, su velocidad de rotación y su multiplicidad.

El problema natural que surge a partir de las observaciones es dar explicación a la existencia de estos objetos. La falta de la envoltura de hidrógeno (y probablemente helio en los casos de las Ic) suele asociarse a progenitores muy masivos, con vientos estelares intensos, o bien, más frecuentemente, a sistemas binarios en los que el progenitor dona su envoltura a una compañera.

Si se tratara de estrellas aisladas, los progenitores deberían ser de tipo Wolf-Rayet, muy masivas y con fuertes vientos. Sin embargo, si la remoción de la envoltura estuviera guiada sólo por la masa, dada la función inicial de masa, deberíamos esperar muchas más SNs de Tipo IIb que de Tipo Ib y, a su vez, que de Tipo Ic; esto no es lo que se observa (Smith *et al.*, 2011).

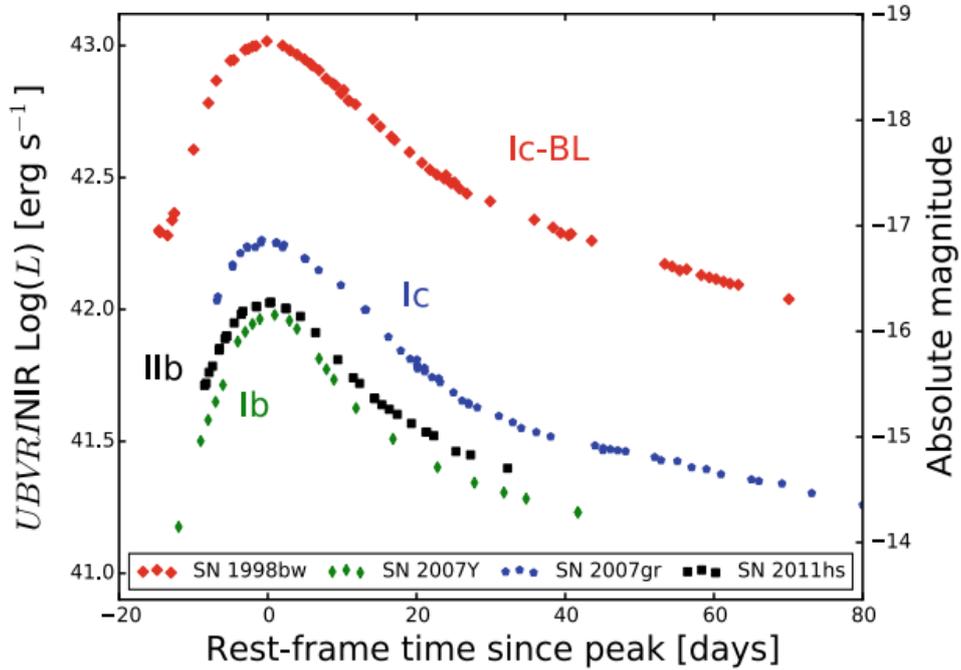
Otra evidencia de la necesidad de considerar sistemas binarios se presenta en el trabajo de Sana *et al.* (2012), donde se estudian estrellas de tipo espectral O galácticas pertenecientes a cúmulos abiertos con el objetivo de sacar una estadística de la multiplicidad de las estrellas masivas. En el trabajo encuentran que más del 70 % de las estrellas masivas están en sistemas binarios, cerca del 30 % conformará un *merger* con su compañera, y entre el 40 y el 50 % perderá su envoltura o acretará gran cantidad de masa.

Estos entre otros indicios dan cuenta de que la masa inicial de la estrella progenitora no es el factor determinante en la evolución, si no que se requieren sistemas binarios para explicar las características de las supernovas observadas.

El análisis fotométrico de este tipo de supernovas indica que no hay una correlación fuerte entre el pico de luminosidad y el ancho de la curva de luz, como ocurre con las de tipo Ia. La región de donde se emite el continuo (la fotosfera) alcanza rápidamente las capas internas de la estrella, y esto dictamina la forma de la curva de luz, como de campana, a diferencia de las tipo II, ricas en H, que muestran un plateau (una luminosidad aproximadamente constante durante varios meses).

Se muestran curvas de luz típicas de estos objetos en la Figura 1.2, sacadas del libro “Handbook of supernovae”, capítulo “Hydrogen-Poor Core-Collapse Supernovae” (Pian & Mazzali, 2017).

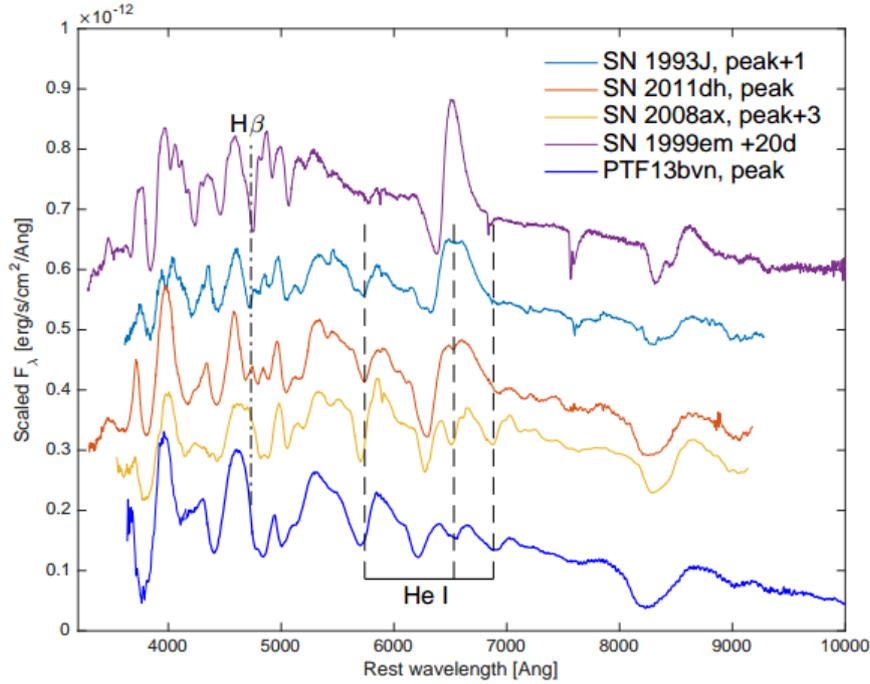
Por otro lado, el análisis de los espectros de las SESNs muestra que los primeros meses después de la explosión, están dominados por líneas de absorción debidas a los elementos más abundantes en las regiones más exteriores de la *ejecta*. El material se vuelve transparente con el tiempo, y sus regiones más internas, más cercanas a la región donde se produjo la explosión, se va haciendo cada vez más visible. Las condiciones del material dan lugar a la formación de líneas de emisión, muchas de ellas prohibidas, que brindan información sobre la composición de la *ejecta* y la



**Figura 1.2:** Figura 1 del capítulo *Hydrogen-Poor Core-Collapse Supernovae* de Pian & Mazzali (2017). Se muestran las curvas de luz pseudo-bolométricas de supernovas pobres en hidrógeno, producidas mediante la integración del flujo en las bandas del óptico e infrarrojo cercano. El tipo Ic-BL hace referencia a Ic-Broad Line, cuyas líneas son más anchas que en las Ic normales.

geometría de la explosión (ver Sección 1.3).

No hay una separación clara entre los espectros de las SNs de tipo IIb y Ib. Dado que en general en las IIb el hidrógeno parece estar presente sólo en las regiones más externas de la *ejecta*, debido a sus velocidades relativamente altas y que las líneas de hidrógeno desaparecen con el tiempo, se pueden considerar como una transición entre espectros de tipo II y de tipo Ib (ver Figura 1.3), representando eventos similares con variaciones en la cantidad de hidrógeno residual en su envoltura (Gal-Yam, 2017).



**Figura 1.3:** Transición entre SNs de tipo II (arriba, SN 1999em de Hamuy *et al.* (2001)) y SNs Ib (abajo PTF13bvn de Cao *et al.* (2013)). Las líneas de He I se hacen más intensas en las Ib respecto a las II, mientras que la línea  $H\beta$  se hace más débil en la SN 1993J (Barbon *et al.*, 1995), apenas detectable en la SN 2011dh (Ergon *et al.*, 2014) y ausente en la SN 2008ax (Taubenberger *et al.*, 2011). Figura sacada de Gal-Yam (2017).

### 1.3. Espectroscopía nebular

Luego de la explosión de una supernova, a medida que el material se expande su densidad disminuye y este se hace ópticamente delgado. La recombinación hace que haya menos electrones libres, lo que disminuye la opacidad Thomson. El decaimiento en la temperatura resulta en una menor cantidad de material en estados excitados, lo que reduce el número de líneas ópticamente gruesas y el continuo ligado-libre. Unos meses luego de la explosión, el material se vuelve ópticamente delgado y se torna visible el interior profundo de lo que era la estrella.

En esta fase, denominada “fase nebular”, el espectro de las supernovas está dominado por líneas de emisión, algunas de ellas correspondientes a transiciones prohibidas (de allí el nombre de “nebular”), producidas por los elementos formados recientemente en el interior estelar. Eventualmente la supernova entra en la fase de “remanente de supernova”. No hay un límite claro en la transición de la fase nebular a la fase de remanente. En general, se llama “remanente de supernova” a supernovas con edades de  $\approx 10^2 - 10^4$  años, cuyo brillo proviene de la interacción con el medio interestelar o de un púlsar central. La fase nebular, en cambio, se refiere generalmente a supernovas de unos meses a unos años de edad, que brillan debido al decaimiento radiactivo de isótopos como el  $^{56}\text{Ni}$ , producidos durante la explosión.

Mientras que las regiones emisoras de los remanentes se pueden extender a lo largo de decenas y hasta centenares de pársecs, las correspondientes a las supernovas en fase nebular no alcanzan a abarcar un pársec.

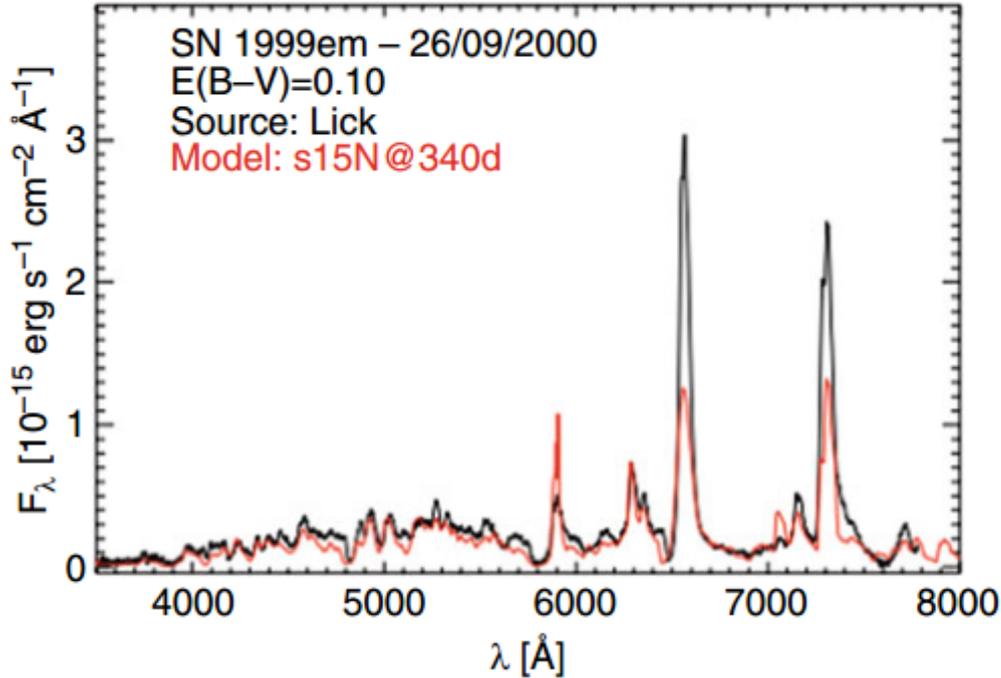
La mayoría de las supernovas detectadas alcanzan magnitudes aparentes por encima de 14 mag en el máximo, y luego de los 200 días las *Stripped-Envelope* aumentan más de 6 mag (Wheeler *et al.*, 2015), por lo que usualmente se esperan magnitudes mayores a 20 mag. Es por ello que para observarlas durante esta fase suelen aprovecharse supernovas en galaxias cercanas, y aún así se requieren instrumentos con gran sensibilidad para detectarlas.

El estudio de la fase nebular de las supernovas arroja información relevante sobre estos objetos. El análisis de las curvas de luz tardías provee cotas para la cantidad y la distribución de isótopos radiactivos creados durante la explosión. Las líneas de emisión proveen información sobre la cantidad de material que está emitiendo, las velocidades de expansión del material y posibles asimetrías en la explosión. Combinando estos datos es posible determinar las características de la estrella progenitora, realizar testeos de teorías de nucleosíntesis y de evolución estelar, acotar los modelos del mecanismo de explosión y avanzar en el entendimiento de la formación de estrellas de neutrones y agujeros negros.

Para estudiar las líneas de emisión se parte de la base de considerar que cuando la supernova entra en fase nebular, ha alcanzado el régimen de expansión homóloga, es decir, la velocidad del material dentro de la eyecta es solamente dependiente de la coordenada radial, y es mayor cuanto más lejos del centro se encuentre. Esto genera que las líneas se vean ensanchadas por la expansión, típicamente algunos miles de kilómetros por segundo. Esto supera en tres órdenes de magnitud el ancho producido por efectos térmicos, por lo que los perfiles de línea están mayormente determinados por la velocidad de la estructura del material, no por su temperatura.

El modelado de espectros nebulares es sumamente complicado, por lo que se trabaja con varias aproximaciones que permiten simplificar los cálculos. En principio, se dividen en dos categorías: aquellos modelos que reproducen una línea o un conjunto de líneas espectrales, y aquellos que generan el espectro completo de la supernova en algún rango determinado de longitudes de onda.

En la *eyecta* de la supernova se dan numerosos procesos físicos, cada uno de los cuales puede ser tratado con diferentes aproximaciones. Por mencionar algunos ejemplos, al analizar el comportamiento del transporte radiativo suele aplicarse la aproximación de Sobolev, que establece que en el límite en el que se tiene un gradiente de alta velocidad, los perfiles de línea se generan en una escala de longitud menor a la escala de longitud en la que cambian las condiciones físicas, por lo que estas pueden considerarse constantes. Por otro lado, para el estudio de la población de los niveles de energía atómicos se puede considerar tanto el régimen de equilibrio termodinámico local (ETL) como el de no equilibrio termodinámico local (NETL). Con el objetivo de mostrar un espectro nebular típico, en la Figura 1.4 se muestra el espectro nebular de la SN 1999em al que se le ha superpuesto un modelo correspondiente a una masa inicial del progenitor de  $15 M_{\odot}$ . La Figura está presentada



**Figura 1.4:** Espectro nebuloso de la SN 1999em junto con un modelo de espectro nebuloso correspondiente a un progenitor de  $15M_{\odot}$  publicado en el trabajo de Dessart *et al.* (2013).

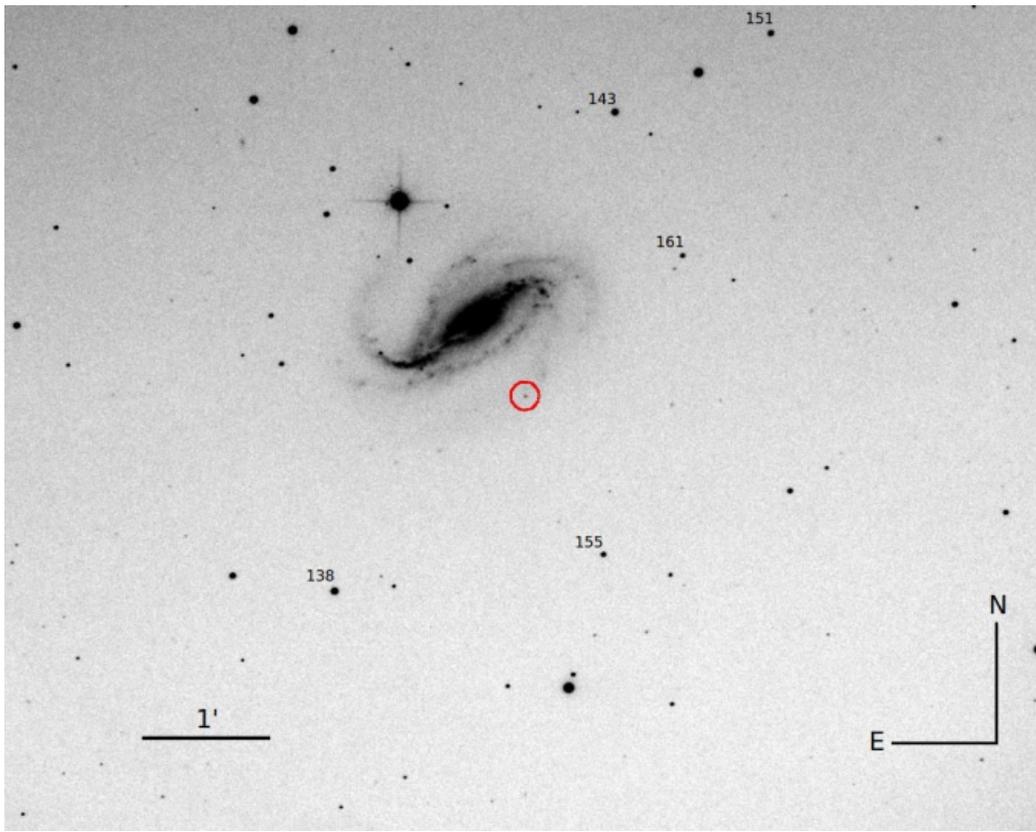
en el trabajo de Dessart *et al.* (2013).

En esta tesis nos centramos en el abordaje observacional de la fase nebulosa de las supernovas, y hacia el final se hace uso de modelos disponibles en la literatura. La información vertida en esta Sección fue extraída del capítulo *Spectra of Supernovae in the Nebular Phase* del libro *Handbook of Supernovae*, Jerkstrand (2017).

## 1.4. La supernova 2016gkg

Esta supernova cobró relevancia tanto en los ámbitos académicos como públicos debido a su particular descubrimiento. La supernova 2016gkg fue observada por primera vez por el astrónomo aficionado Víctor Buso durante la madrugada del 20 de septiembre del año 2016, con un telescopio newtoniano de 40 cm de diámetro ubicado en la ciudad de Rosario, Santa Fe, Argentina.

Buso decidió observar la galaxia NGC 613, una galaxia espiral a 26.4 Mpc de distancia (Nasonova *et al.*, 2011), que se ubicaba en ese momento cerca del cenit, con el objetivo de testear una cámara nueva. Continuó observando la región durante una hora y media aproximadamente, tomando exposiciones de 20 segundos cada una para evitar la saturación producida por el cielo. Durante el primer conjunto de observaciones, cuarenta imágenes obtenidas en los primeros 20 minutos, no era posible detectar la supernova. En los 45 minutos siguientes, la supernova se hizo visible, y durante los 25 minutos siguientes, se duplicó el flujo recibido.

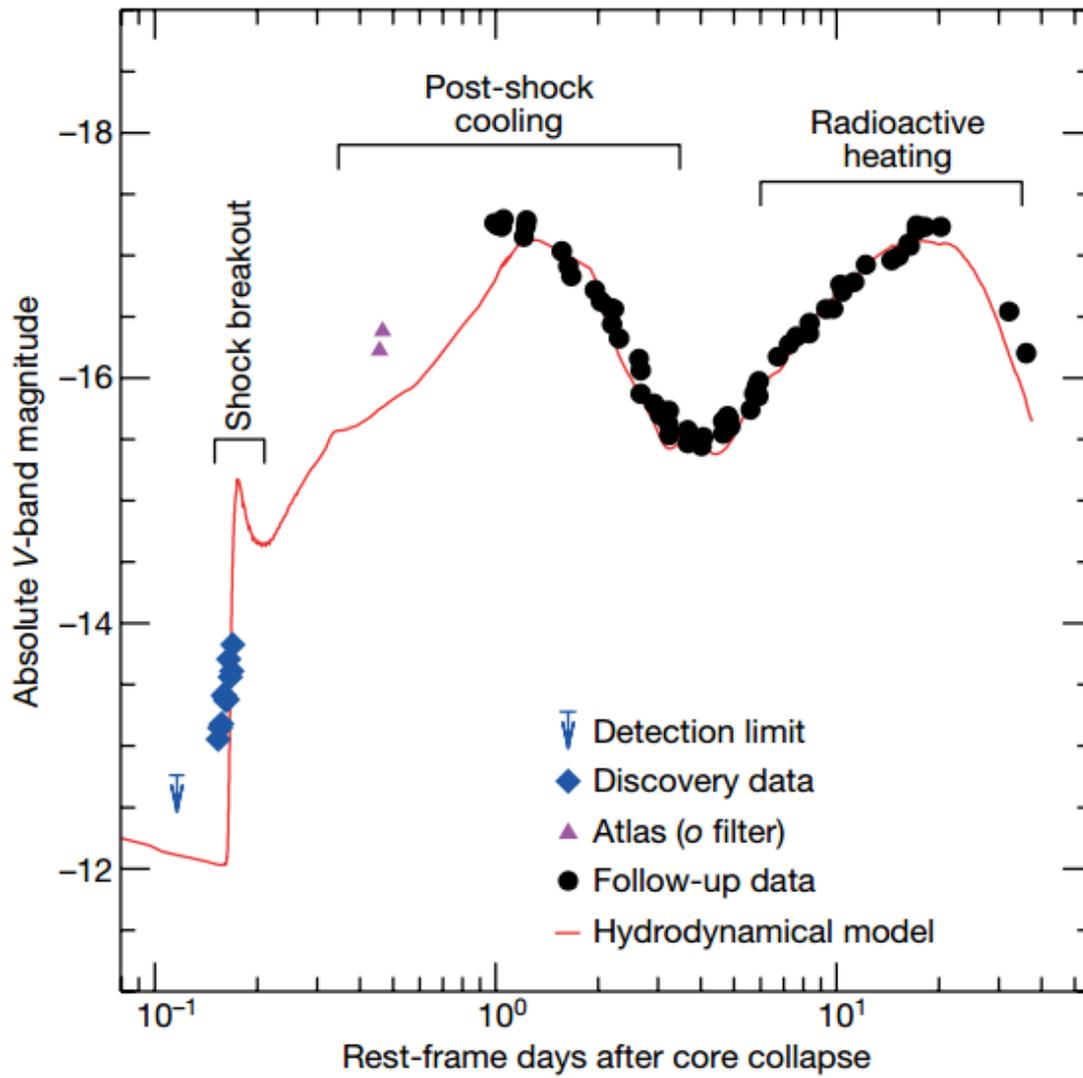


**Figura 1.5:** Imagen tomada por Victor Buso de la SN 2016gkg (dentro del círculo rojo) en la galaxia NGC 613. La imagen es una combinación de 21 imágenes obtenidas en el descubrimiento de la SN. Está publicada en el artículo de Bersten *et al.* (2018)

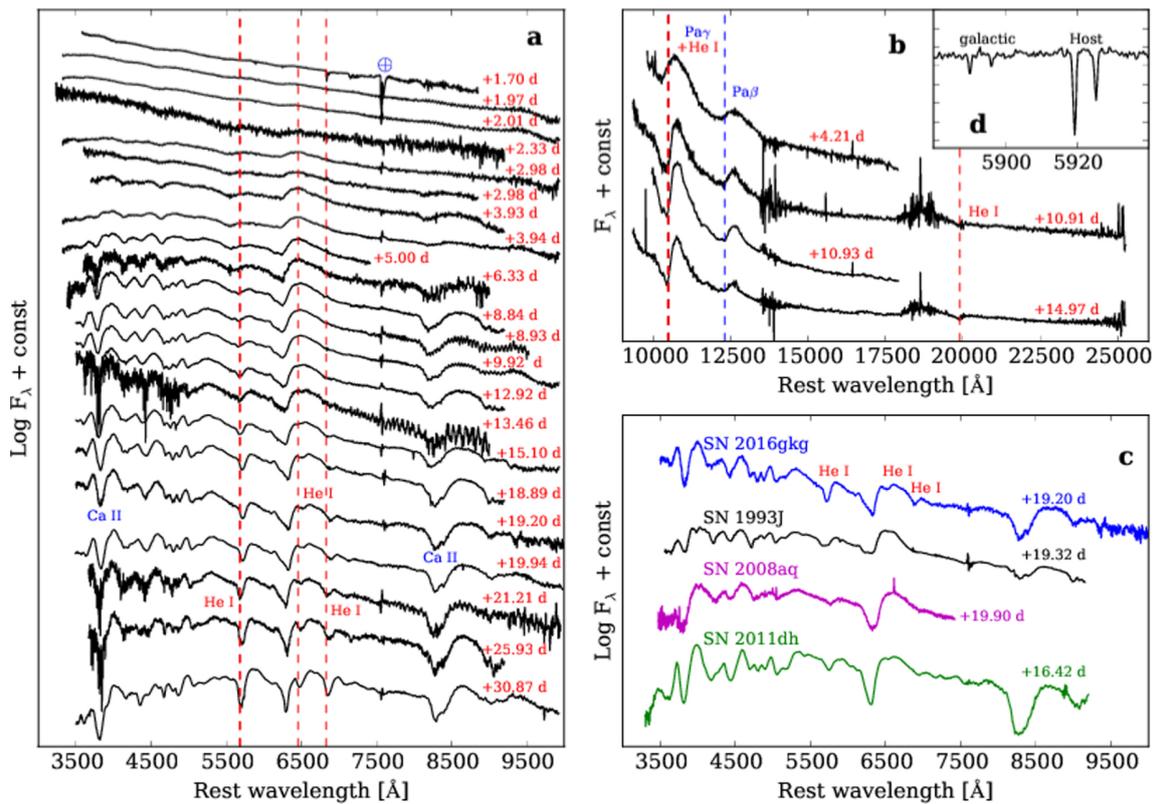
En el trabajo de Bersten *et al.* (2018) se realiza un ajuste lineal de los datos fotométricos iniciales a partir del cual se calcula una velocidad de aumento en la magnitud de  $43 \pm 6 \text{ mag d}^{-1}$ . Esto indica, en base a los modelos hidrodinámicos del mismo trabajo, que se detectó a la supernova en la fase inicial de la explosión, cuando la onda de choque sale de la superficie estelar. Esto constituye un descubrimiento sin precedentes. En la Figura 1.6 se muestra la curva de luz con su ajuste respectivo, del trabajo mencionado más arriba.

El seguimiento de la supernova por otros telescopios comenzó menos de un día después del descubrimiento, con lo que se dispone de una cobertura exhaustiva tanto en datos fotométricos como espectroscópicos.

La SN 2016gkg fue clasificada como una SN de tipo IIb en base a los elementos identificados en su espectro (Tartaglia *et al.*, 2017). En la Figura 1.7, del trabajo citado, se despliegan varios espectros de la SN 2016gkg a distintas edades y en comparación a otras supernovas del mismo tipo.



**Figura 1.6:** Modelo hidrodinámico (línea roja) en comparación con las observaciones obtenidas durante distintas etapas de la evolución temprana de la supernova (puntos azules y negros). La figura está publicada en el trabajo de Bersten *et al.* (2018).



**Figura 1.7:** a) Secuencia espectral de la SN 2016gkg; se indica la absorción del He. b) Espectros en el infrarrojo cercano (NIR); se marca la absorción de H y He. c) Comparación del espectro de la SN 2016gkg con otras supernovas del mismo tipo en fase similar. d) Espectro de alta resolución en las líneas de absorción Na ID. Figura sacada del trabajo de Tartaglia *et al.* (2017).

---

Estos dos trabajos, Bersten *et al.* (2018) y Tartaglia *et al.* (2017), estiman mediante diferentes métodos la masa inicial de la estrella progenitora. El primero lo hace a través de simulaciones hidrodinámicas de progenitores calculados mediante modelos de evolución estelar y empleando detecciones del progenitor en imágenes pre-exposición, mientras que el segundo lleva a cabo sólo este último método. Otro trabajo consultado, que también se basa en imágenes de archivo para calcular la masa del progenitor, es el de Kilpatrick *et al.* (2017). En la Sección 3.2 encontramos una estimación de la masa del progenitor por un método independiente de los mencionados arriba, y se comparan los resultados obtenidos con los publicados en la literatura.

El espectro y el posterior análisis presentado en esta tesis forma parte del trabajo de Kuncarayakti *et al.* (2020).



# Capítulo 2

## Observaciones, reducción y calibración de datos

### 2.1. Observaciones

Para las supernovas stripped-envelope, como es la 2016gkg, las magnitudes absolutas en el máximo son típicamente de entre -17 y -18 mag y decaen unas 4 mags cuando empiezan a mostrar los signos de la fase nebular, líneas prohibidas en emisión ( $> 100$  días). Dadas las distancias habituales de estos objetos (mayores que 20 Mpc), se esperan brillos en la fase nebular por debajo de mag 18. A edades mayores que 300 días, la magnitud decae más de 6 mags, por lo que en esta fase siempre se encuentran por debajo de 20 mag. Es por eso que los espectros nebulares requieren de grandes áreas colectoras, idealmente los telescopios de la clase de 8 metros de abertura.

En este caso se trabajó con datos del Observatorio Gemini, el único telescopio internacional al que Argentina tiene acceso garantizado. El país cuenta con el 3% del tiempo, que se distribuye además entre Estados Unidos, Canadá, Reino Unido, Australia, Brasil y Chile. El Observatorio Gemini consta de dos telescopios gemelos de 8.1 m de diámetro, uno ubicado en el Cerro Pachón, Chile (Telescopio Gemini Sur) y el otro en Mauna Kea, Hawái, Estados Unidos (Telescopio Gemini Norte). Ambos sitios de observación se encuentran en altura (2722 msnm y 4213 msnm respectivamente), son muy secos y con cielos poco turbulentos, lo que minimiza la absorción atmosférica y garantiza bajos valores de *seeing*. Su rango de longitudes de onda abarca el visible y las regiones del infrarrojo que son observables desde tierra. Dada la latitud de cada uno de los telescopios, el Observatorio tiene acceso a una muy amplia región del cielo. Ambos tienen montura altazimutal, con foco Cassegrain. Además, poseen un sistema de Óptica Adaptativa que mejora notoriamente la calidad de las imágenes en el infrarrojo.

Las observaciones con las que se realizó el este estudio fueron tomadas por el Telescopio Gemini Sur en el marco del programa GS-2017B-Q-65, entre los días 20 y 27 de agosto de 2017. Se empleó el instrumento Gemini Multi-Object Spectrograph

(GMOS, Davies *et al.* (1997)) en modo ranura larga (Longslit), con una ranura de 1.5 arcsec de ancho. La red de difracción utilizada fue la red R400, cuya dispersión es 0.074 nm/px, empleándose el primer orden de difracción. Se eligió un binning de  $4 \times 4$ , con lo que la dispersión con la que se trabajó finalmente fue de 0.296 nm/px. Con esta configuración se logró obtener un poder resolvente de  $\approx 700$ .

Se tomaron dieciséis exposiciones de 1200 segundos cada una, resultando el tiempo total de integración de 5.3 horas aproximadamente. La cámara de GMOS está compuesta por tres CCDs (dispositivo de carga acoplada, en inglés charge-coupled device) Hamamatsu, separados por dos *gaps*. Para tener una cobertura completa, ocho de las dieciséis exposiciones fueron tomadas con una longitud de onda central de 685 nm y las ocho restantes, con 695 nm.

Observación	Fecha	Hora de inicio [UT]	Longitud de onda central [nm]
S20170820S0160.fits	20/08/2017	08:46:14	685
S20170820S0161.fits	20/08/2017	09:06:40	685
S20170820S0162.fits	20/08/2017	09:27:06	685
S20170820S0163.fits	20/08/2017	09:47:30	685
S20170826S0112.fits	26/08/2017	05:15:27	685
S20170826S0113.fits	26/08/2017	05:35:52	685
S20170826S0114.fits	26/08/2017	05:56:18	685
S20170826S0115.fits	26/08/2017	06:16:42	685
S20170826S0118.fits	26/08/2017	06:38:28	695
S20170826S0119.fits	26/08/2017	06:58:52	695
S20170826S0120.fits	26/08/2017	07:19:17	695
S20170826S0121.fits	26/08/2017	07:39:50	695
S20170827S0094.fits	27/08/2017	03:52:57	695
S20170827S0095.fits	27/08/2017	04:13:21	695
S20170827S0096.fits	27/08/2017	04:33:46	695
S20170827S0097.fits	27/08/2017	04:54:10	695

**Tabla 2.1:** Detalle de las observaciones utilizadas en el trabajo de tesis. Las observaciones se tomaron entre los días 20 y 27 de agosto de 2017. Se varió la longitud de onda central de los espectros para tener una cobertura completa en la zona de los *gaps*.

Se descargaron los datos del Archivo del Observatorio Gemini (GOA por sus siglas en inglés), que consistieron en las imágenes de ciencia (detalladas en la Tabla 2.1), los *flats* y *bias* con los que se realizó la pre-reducción, los arcos de Cobre-Argón con los que se realizó la calibración en longitud de onda y los espectros de la estrella estándar con la que se realizó la calibración en flujo. Toda la reducción y el posterior análisis fue llevado a cabo con el software Image Reduction and Analysis Facility (IRAF).

Para realizar la reducción se emplearon las tareas del paquete `gemini`, en particular de los paquetes `gmos` y `gemtools` de IRAF. Se consultaron los tutoriales de reducción de espectros en el modo Longslit del Observatorio Gemini, disponibles en la página web, y para resolver consultas puntuales se contactó a la Oficina Gemini Argentina.

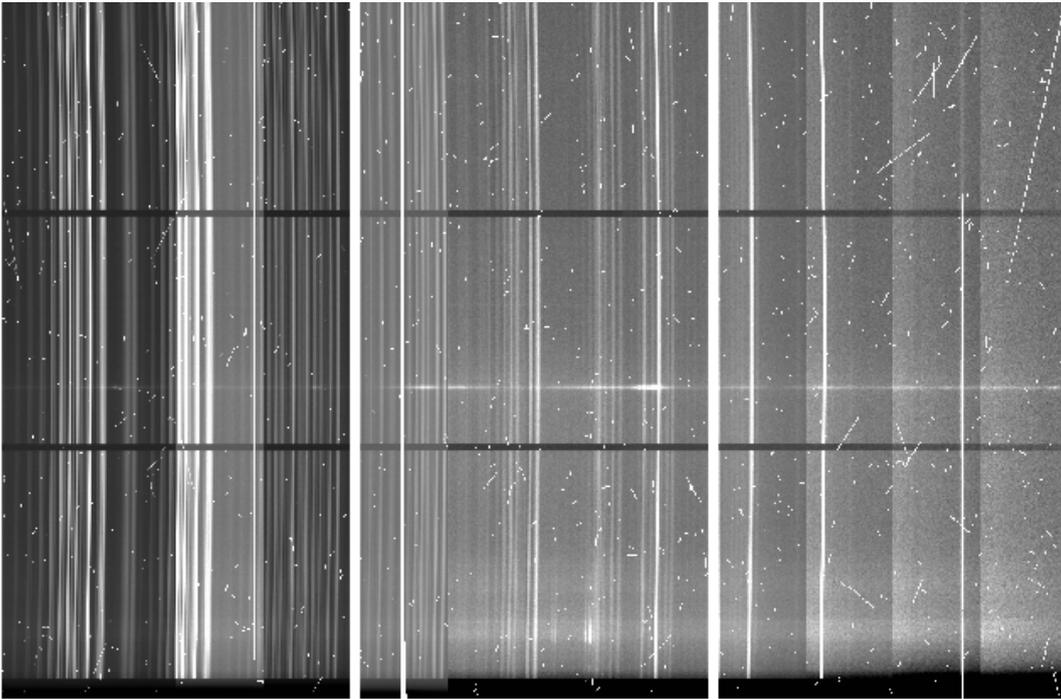
En astronomía es común el uso de las imágenes en formato *Flexible Image Transport System* (FITS), que constan de un encabezado (*header*) con la información técnica de la imagen (fecha, tiempo de exposición, coordenadas) y del instrumento con que fue obtenida (filtro o red de difracción utilizada, detector, ganancia), y por otro lado la información de los píxeles. Las imágenes obtenidas con GMOS son de tipo Multi-Extension FITS (MEF), están constituidas por un encabezado primario y tres extensiones que contienen la información de cada uno de los chips del CCD. El formato de cada una de estas extensiones es FITS. Cada uno de los chips tiene un tamaño de  $2048 \times 4176$  píxeles, y están colocados en fila separados por un espacio de 67 píxeles que da lugar a los *gaps*, de modo que se obtiene una imagen de  $6278 \times 4176$  píxeles luego de la pre-reducción (sin tener en cuenta posibles recortes).

Para desplegar las imágenes se empleó el software *SAOImageDS9* (llamado generalmente *ds9*), con el cuidado de abrirlas desde IRAF con la configuración correspondiente a las imágenes de GMOS, empleando la tarea *gsdisplay*.

Al desplegar las imágenes sin reducir se alcanza a ver la traza del espectro, débil debido a que la emisión del continuo es baja, y algunas zonas brillantes correspondientes a las líneas de emisión (ver Figura 2.1). Dado el extenso tiempo de integración de las exposiciones, las imágenes se ven fuertemente afectadas por rayos cósmicos que serán removidos en su mayoría durante la combinación de varios espectros. Están presentes las líneas de cielo, que se restarán durante la extracción del cielo. También se distingue la sombra generada por la ranura, líneas negras en la dirección de dispersión, que no afectan la zona del espectro.

## 2.2. Reducción

Se detalla a continuación el procedimiento llevado a cabo durante la reducción de las imágenes, siguiendo las recomendaciones vertidas en las páginas <https://www.gemini.edu/instrumentation/gmos/data-reduction> y [http://ast.noao.edu/sites/default/files/GMOS\\_Cookbook](http://ast.noao.edu/sites/default/files/GMOS_Cookbook). La misma constó de la corrección por *bias* y *flats*, el recorte de los bordes de las imágenes, la calibración en longitud de onda usando los arcos de cobre-argón correspondientes, la combinación de las imágenes, la extracción del espectro, que se hizo en conjunto con la extracción del cielo, y la calibración en flujo empleando el espectro de una estrella estándar espectrofotométrica.



**Figura 2.1:** Imagen cruda desplegada en el *ds9* (en particular, archivo "S20170820S0160.fits"). La línea brillante que atraviesa la imagen corresponde a la traza de la supernova, las zonas más brillantes se deben a las líneas de emisión. Las líneas verticales constituyen las líneas de cielo, y las líneas cortas en direcciones aleatorias corresponden a los rayos cósmicos. Las dos líneas negras horizontales se producen por los sostenes de la ranura y las dos líneas blancas verticales, por la separación entre los CCDs.

### 2.2.1. Corrección por *bias* y *flat*

Las imágenes de calibración no forman parte de las observaciones del programa, por lo que se descargan aparte. Con la tarea `hselect` se confeccionó una lista de *bias* (imágenes cuyo tiempo de exposición es cero) para cada tipo de imagen: una para trabajar con las imágenes de ciencia, otra para las imágenes de la estrella estándar y otra para corregir los arcos de Cobre-Argón. El objetivo de este procesamiento es corregir las imágenes por errores producidos durante la lectura del detector, en particular para restar un posible "nivel cero" introducido por el mismo. Las listas fueron confeccionadas considerando que los *bias* seleccionados tuvieran el mismo *binning* que las imágenes a corregir, la misma *Region of interest* (RoI) y que hubieran sido tomados en fechas similares. Luego de confeccionar las listas, se corrió la tarea `gbias` para crear el *Masterbias* para cada tipo de imagen, que tiene una mejor relación señal a ruido que los *bias* individuales.

Un procedimiento similar se llevó adelante con los *flats* para realizar la listas correspondientes. Los *flats* son imágenes que se obtienen de superficies uniformemente iluminadas, ya sea el cielo al amanecer o atardecer (*flats* de cielo) o una pantalla colocada en la cúpula del telescopio (*flats* de cúpula). El objetivo de la corrección por *flat* es minimizar los efectos producidos por las posibles diferencias

de sensibilidad en el detector, o por patrones producidos, por ejemplo, por motas de polvo. Luego se procedió a normalizarlos y a corregirlos por *bias* con la tarea *gsflat*.

Para aplicar las correcciones a las imágenes se empleó la tarea *gsreduce*. Los *Masterbias* correspondientes a cada tipo de imagen se restan, mientras que los *Masterflats* se aplican realizando un cociente.

Además de estas correcciones, con la tarea *gscut* se recortaron los bordes de todas las imágenes para evitar posibles irregularidades en las partes más externas del CCD.

Dada la baja temperatura a la que se encuentra el CCD del Telescopio Gemini, la corriente de oscuridad es muy baja (<https://www.gemini.edu/instrumentation/gmos/components>) por lo que no se consideró necesario corregir por (*darks*). Tampoco se corrigió por *overscan*, dado que se había realizado la corrección por *bias*.

### 2.2.2. Calibración en longitud de onda

Al obtener un espectro se trabaja con un arreglo de píxeles que tiene una dirección en la que se dispersa la luz (eje de dispersión, en el caso de las imágenes de GMOS es el eje x) y una dirección espacial (en este caso, eje y) (ver Figura 2.1). Se tiene la información de la cantidad de cuentas que se midió en cada píxel. Para conseguir el espectro es necesario relacionar los píxeles con la longitud de onda correspondiente. Esto se hace a través de imágenes de lámparas de comparación, llamadas arcos, en este caso de Cobre-Argón (elementos químicos involucrados) que generan un espectro de líneas de emisión bien conocidas, y que están detalladas en figuras disponibles página web del Observatorio<sup>1</sup>. Con ellas se encuentra una solución de dispersión, que relaciona la posición de los píxeles con la longitud de onda. Esta solución es la que luego se utiliza para calibrar los espectros.

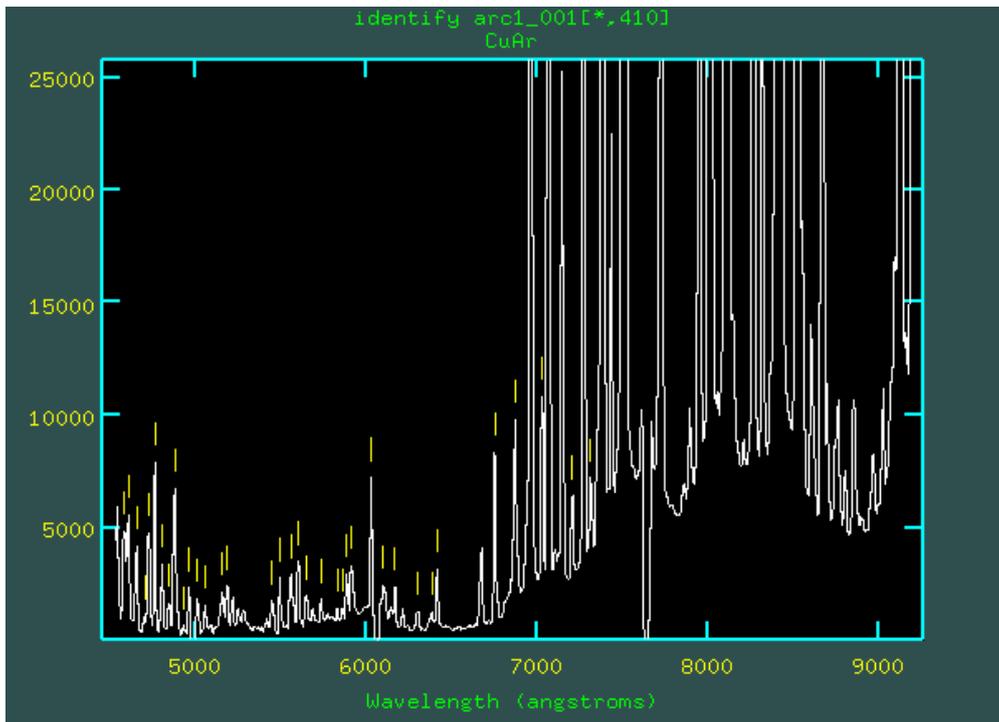
Para encontrar la solución de dispersión se corrió la tarea *gswavelength* sobre los arcos de Cobre-Argón en modo interactivo, para asegurar una solución confiable. La tarea, específica para trabajar con espectros de GMOS, corre primero la tarea de IRAF *identify*, cuyo objetivo es identificar las líneas de emisión en los espectros de los arcos y asignarles la longitud de onda que corresponde. Luego corre la tarea *reidentify* para establecer la calibración a lo largo de la dirección espacial. Por último, llama a la tarea *fitcoords* para determinar la solución de dispersión en dos dimensiones definitiva.

Antes de correr la tarea se editaron sus parámetros para introducir qué polinomio y de qué orden se ajustaría, y de qué archivo leer la tabla con la lista de líneas, que está en el directorio de GMOS. Al correr la tarea en forma interactiva se abre una ventana como la que se muestra en la Figura 2.2 donde automáticamente el programa reconoce las líneas en el arco para luego ajustar el polinomio. Con la tecla *f* se realiza el ajuste, en este caso un polinomio de Chebyshev de grado 4 (debe ser un polinomio de grado bajo). La tarea permite variar estos parámetros, borrar

---

<sup>1</sup><http://www.gemini.edu/instrumentation/gmos/data-reduction>

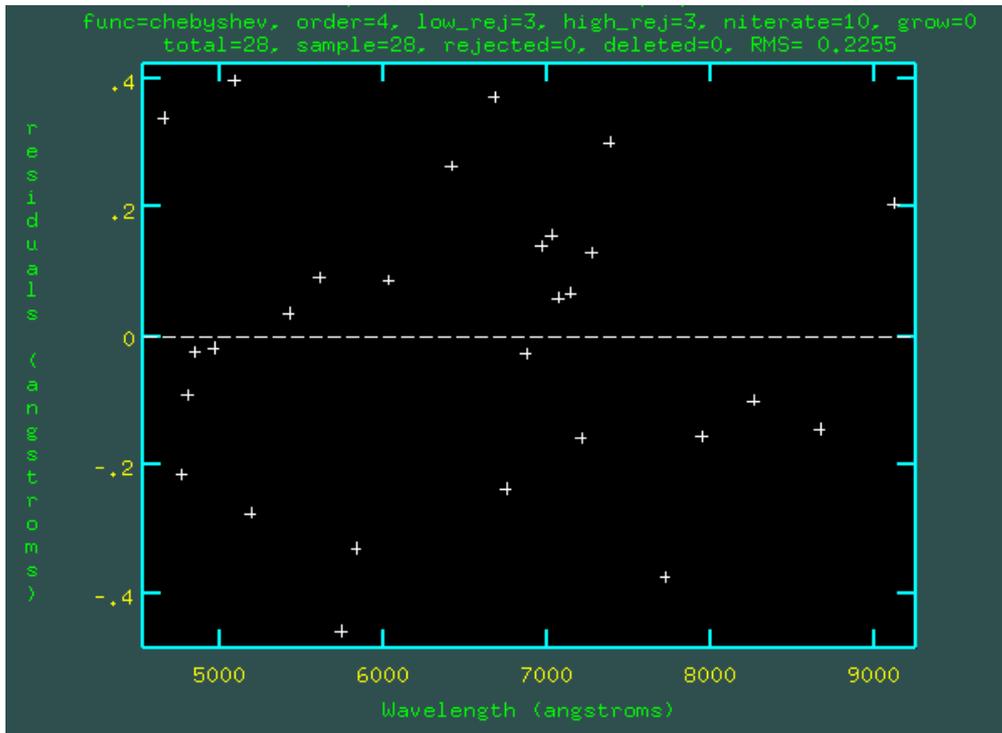
puntos con la tecla *d*, agregar nuevas líneas con la tecla *m* (basándose en las imágenes de las lámparas subidas a la página web del Observatorio), y volver a realizar el ajuste. Con las teclas *j* y *l* se despliegan los residuos (ver Figura 2.3). para ver la lista completa de comandos interactivos de la tarea se escribe *:help* o se presiona la tecla *?* en el modo interactivo.



**Figura 2.2:** Espectro de la lámpara de comparación de cobre-argón en la ventana interactiva a través de la cual se identifican las líneas con las que se ajusta la solución en longitud de onda. Se realizó un zoom en el eje y para que se aprecien las líneas más débiles de emisión.

Luego de haber obtenido un valor de *rms* aceptable (un poco menos del 10% del tamaño del píxel, ver Massey & Hanson (2013)) consideramos el ajuste terminado y la tecla *q* nos permite pasar a la siguiente tarea, *reidentify*, que corremos en forma no interactiva. Esta tarea corre nuevamente la tarea *identify* para todas las filas de la imagen, usando como aproximación inicial el ajuste hecho en el paso anterior. El objetivo es trazar la curvatura de las líneas en el eje espacial del espectro.

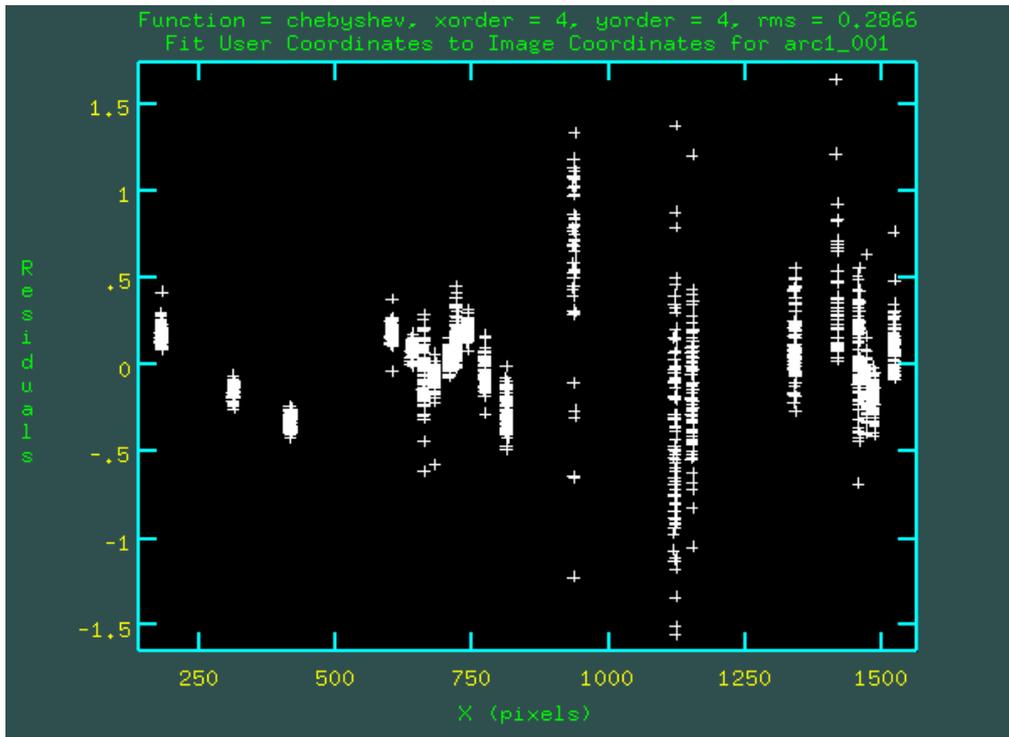
Por último, en la tarea *fitcoords* ajustamos una superficie a toda la imagen de forma interactiva, por lo cual también aparece una ventana con distintos parámetros del ajuste. Por defecto, aparece graficada la coordenada *x* en el eje de las abscisas y los residuos del ajuste en el eje de las ordenadas (ver Figura 2.4). En este paso también es posible borrar puntos o columnas enteras, cambiar el polinomio del ajuste y los órdenes en *x* e *y*. Nos quedamos con un polinomio de Chebychev de orden 4 en cada uno de los ejes. En la Figura 2.5 se muestran los residuos en el eje y en las ordenadas y los píxeles del eje y en las abscisas. Una vez conseguido un ajuste satisfactorio, la letra *q* permite escribir los datos en un archivo de salida y finalizar la tarea.



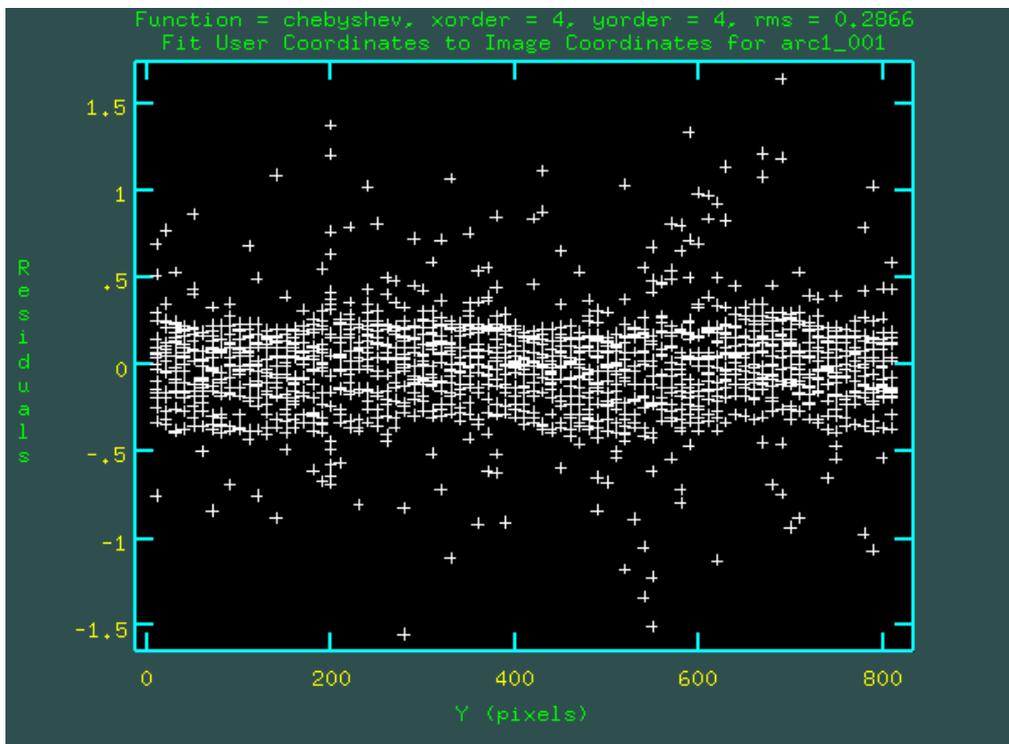
**Figura 2.3:** Residuos en función de la longitud de onda del ajuste realizado con la tarea *gswavelength* a través de la tarea *identify*. En este caso se obtuvo un *rms* de  $\approx 0.2$  Å, mientras que el tamaño del píxel es de  $\approx 3$  Å.

Para aplicar la solución en longitud de onda a las imágenes de ciencia se emplea la tarea *gstrasform*, a la que se le provee el nombre de la imagen a calibrar y el nombre de la imagen utilizada anteriormente para determinar la solución de dispersión.

Luego de este proceso, el espectro 2D tiene una longitud de onda asignada a cada píxel. Se aplicó tanto a los espectros de la SN 2016gkg como a los de la estrella estándar.



**Figura 2.4:** Residuos del ajuste de las líneas de emisión del arco en función de la posición hacia arriba y hacia abajo a lo largo de la dirección espacial.



**Figura 2.5:** Residuos del ajuste de las líneas de emisión del arco en la dirección espacial.

---

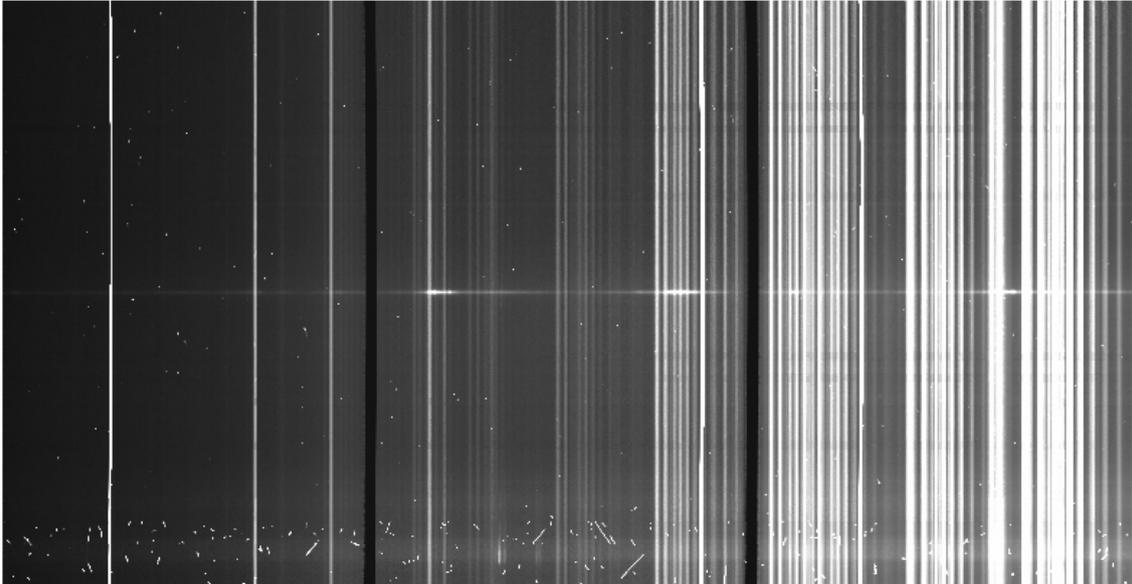
Además, calculando el ancho a mitad de altura (FWHM) de líneas de la lámpara de comparación o de las líneas de cielo es posible calcular la resolución espectral y, a partir de ella, la resolución en  $\text{km s}^{-1}$ . La resolución espectral en este caso resulta de  $\approx 700$ , con lo que la resolución en velocidad es de  $\approx 430 \text{ km s}^{-1}$ .

### 2.2.3. Combinación de los espectros

La combinación de los espectros se llevó adelante con la tarea *gemcombine*, basada en la tarea *imcombine*. En este paso se combinaron los espectros cuyas longitudes de onda central coincidían, con lo que al finalizar el proceso obtuvimos dos espectros 2D que diferían en la longitud de onda central. Luego de realizar la extracción de ambos espectros, los resultantes (1D) se combinaron entre sí. Aquí se tuvo en cuenta el offset en la dirección  $y$  de las imágenes, proveyendo a la tarea los datos de los *offsets* en un archivo de entrada.

El parámetro *reject* de la tarea permite elegir entre varias formas de rechazar información de los píxeles, descritas en la página de ayuda de la tarea. Luego de varias pruebas en las que se corrió la tarea con distintos valores del parámetro, se decidió usar el tipo “*crreject*”, que requiere que se conozcan los parámetros de ruido del CCD con certeza. Se eligió este método porque es muy efectivo para eliminar rayos cósmicos (uno de los principales problemas de estos espectros), resultado que no conseguimos con los tipos “*ccdclip*”, “*sigclip*” o “*avsigclip*”, otros valores posibles para la tarea. La sombra de la ranura no llega a borrarse por completo, pero no afecta la zona de la traza de la supernova.

Luego de combinar los espectros se obtienen imágenes mejoradas, en las que la traza de la supernova se distingue con claridad. La imagen que se despliega en el *ds9* se muestra en la Figura 2.6. Se ve que persiste la presencia de rayos cósmicos en los bordes, que no afectan el espectro de la supernova, como tampoco lo hacen los pocos que quedan dispersos en la imagen.

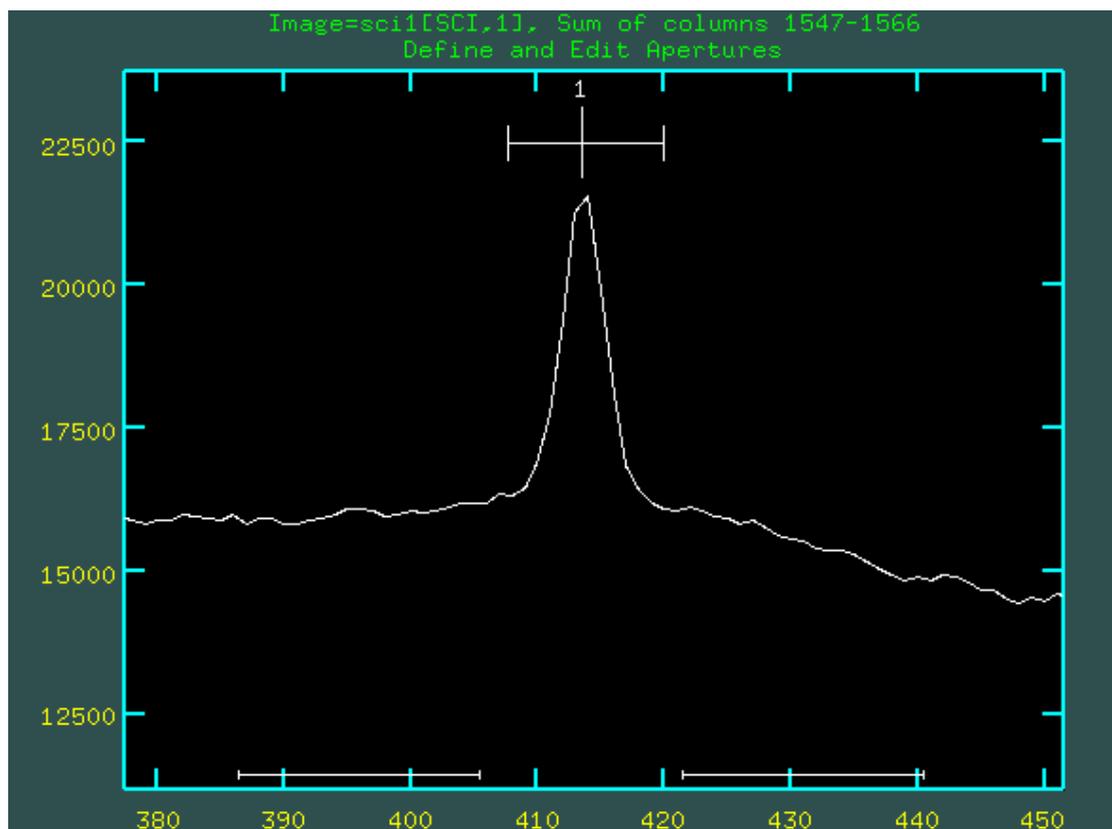


**Figura 2.6:** Espectro resultante de la combinación de ocho exposiciones de 1200 segundos corregidas por *bias* y *flats* y calibradas en longitud de onda. El eje  $x$  está ahora en longitud de onda, por lo que la imagen se ve invertida respecto a la Figura 2.1. La longitud de onda crece de izquierda a derecha.

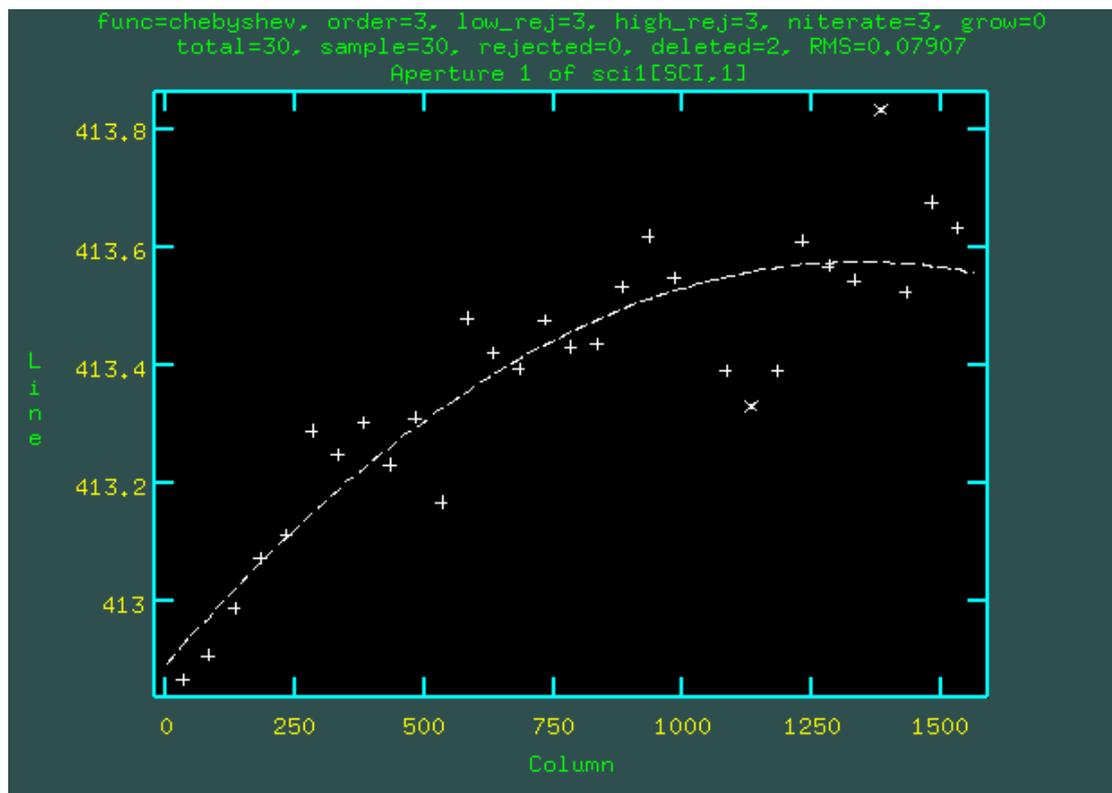
## 2.2.4. Extracción del espectro

La extracción del espectro se realizó con la tarea *gsextract*, que permite pasar de una imagen con un espectro (espectro 2D) a un espectro en una dimensión (1D). La tarea se corre en modo interactivo ya que es conveniente definir la traza del espectro manualmente. Se realizó la extracción del cielo simultáneamente, indicándosele a la tarea mediante el parámetro “background = fit”.

Al correr la tarea se despliega una ventana interactiva que permite modificar distintos parámetros. Con las letras “l” y “u” definimos manualmente el ancho de la apertura, teniendo cuidado de incluir todo el flujo del espectro y de no agregar ruido del fondo. Con la letra “b” ingresamos al modo de ajuste del *background*, en el cual definimos las regiones que se usarán para ajustarlo con la letra “s”. Se eligen regiones a ambos lados de la apertura (ver Figura 2.7), y se ajusta un polinomio de grado bajo con el objetivo de ajustar una emisión de fondo suave, debida a la galaxia huésped. Se usaron ventanas de cerca de 20 pixeles cada una, y se ajustó un polinomio de Chebychev de orden 2. En este paso también se hicieron varias pruebas variando el ancho de la apertura y las regiones de ajuste del *background*.



**Figura 2.7:** Ventana interactiva desplegada en la tarea *gsextract* en la que deben marcarse las regiones de apertura, señalada arriba del espectro con el número 1 y las regiones que la tarea empleará para ajustar el *background*, señaladas abajo a ambos lados de la apertura.



**Figura 2.8:** Ajuste de la posición de la traza de la supernova a partir de la cual se realizará la extracción del espectro.

Luego la tarea trabaja automáticamente ajustando el centro y el ancho de varias aperturas con su respectivo *background* a lo largo del eje de dispersión.

El paso siguiente es realizar el ajuste de la traza del espectro, también en forma interactiva. La ventana permite borrar puntos y cambiar el polinomio y el grado del ajuste (ver Figura 2.8). Luego, con la letra “q” se concluye el ajuste y se extrae el espectro.

Al haber realizado una rectificación minuciosa del espectro a través de los arcos de cobre-argón se lograron borrar limpiamente las líneas angostas de cielo, que eran brillantes y podían generar problemas.

Por último, se combinaron los dos espectros, con longitudes de onda centrales levemente desplazadas, con la tarea *scombine*, del paquete *onedspec*, *noao*. El algoritmo de combinación se limitó a un promedio simple, ya que ambos espectros tenían tiempos de exposición iguales. El resultado es un único espectro 1D.

### 2.2.5. Calibración en flujo

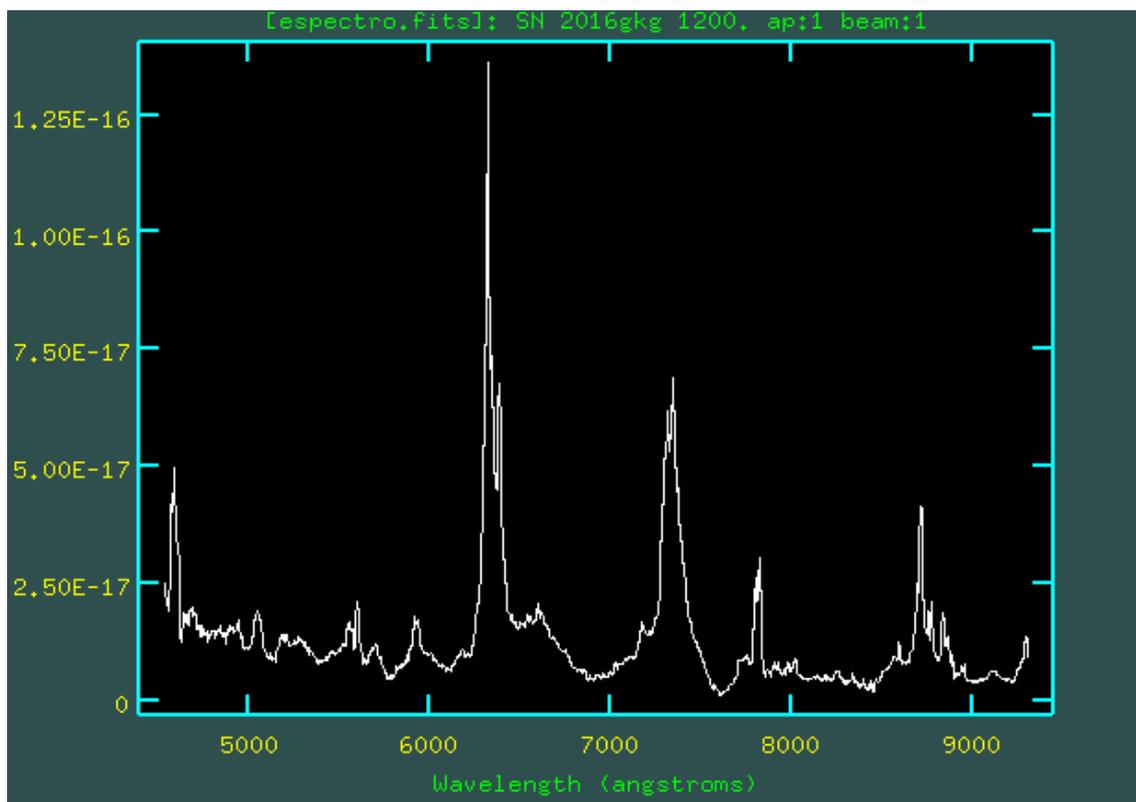
El espectro 1D obtenido luego de los procesos detallados anteriormente está en cuentas vs. longitud de onda. Para convertir las cuentas a flujo de energía, con unidades  $\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-1} \text{\AA}^{-1}$ , es necesario haber tomado espectros con la misma

configuración instrumental de una estrella estándar espectrofotométrica, es decir, una estrella cuyo flujo se conozca bien en función de la longitud de onda. Esto permite determinar la función de sensibilidad y calibrar los espectros en flujo.

La calibración en flujo se llevó adelante con la tarea *gsstandard*. Debe indicarse qué estrella de Landolt es la que se emplea para calibrar el flujo (en este caso fue la estrella cd-34) y qué modelo de extinción atmosférica debe usar la tarea para generar la función de sensibilidad. El Observatorio Gemini no tiene un modelo propio para el Telescopio Gemini Sur, como sí lo tiene para Gemini Norte, por lo que se empleó el modelo disponible para el Observatorio Astronómico Cerro Tololo (CTIO) teniendo en cuenta la cercanía de este observatorio con el Telescopio Gemini Sur.

Una vez generada la función de sensibilidad se aplica a las imágenes de ciencia con la tarea *gscalibrate*, que tiene como parámetro de entrada el nombre asignado a la función de sensibilidad calculada en el paso anterior.

Con la tarea *splot* del paquete *noao* se despliega el espectro obtenido, calibrado en flujo y en longitud de onda. Se muestra en la Figura 2.9. Como era de esperar, se aprecia un continuo débil con intensas líneas de emisión. El análisis del espectro se plasma en el capítulo 3.



**Figura 2.9:** Espectro resultante de la combinación de todas las exposiciones, calibrado en flujo y en longitud de onda, desplegado con la tarea *splot* del paquete *noao.onedspec*.

La tarea *splot* permite hacer estimaciones de la relación señal a ruido (SNR) de distintas regiones del espectro, con la letra “m”. Se debe tener en cuenta que

el intervalo definido sea pequeño, ya que la estimación se realiza a través de un promedio. La SNR estimada para las principales líneas de emisión resulta ser de entre 100 y 120, mientras que para las regiones definidas sobre el continuo se estiman valores de entre 20 y 40. El rango de longitudes de onda del espectro resultante es de entre 4500 y 9250 Å.

# Capítulo 3

## Espectro nebular de la SN 2016gkg

### 3.1. Espectro nebular de la SN 2016gkg

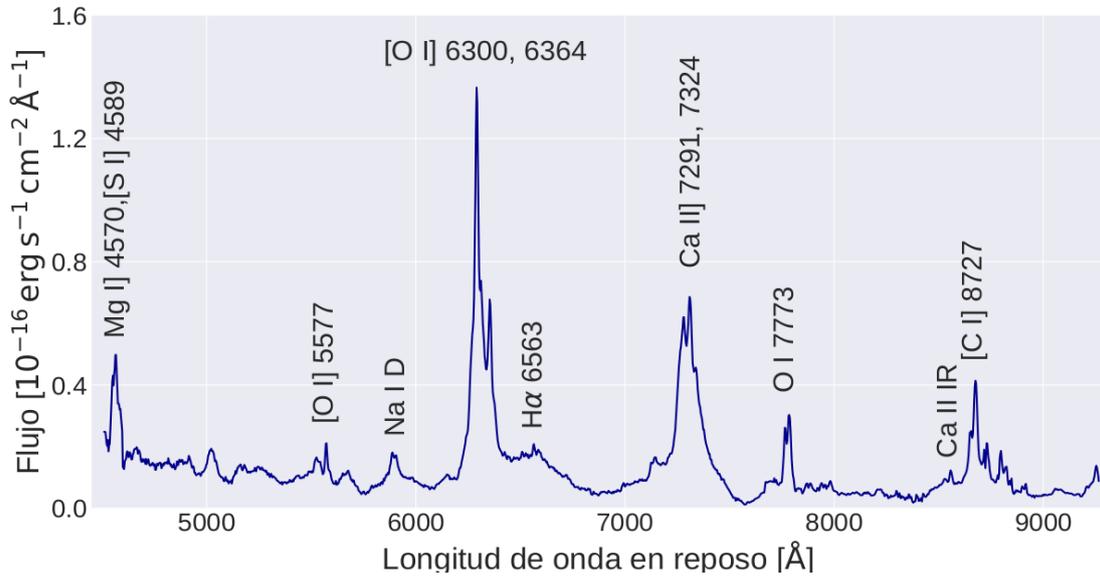
El espectro que se obtuvo luego de la reducción y combinación de las imágenes se muestra en la Figura 3.1. Corresponde a un típico espectro de una supernova de tipo IIb; notamos que está dominado por anchas líneas de emisión sobre un continuo débil. En la figura se muestra el espectro corregido por el corrimiento al rojo de la galaxia huésped ( $Z = 0.0049$ ), y se aprecia una resta de líneas de cielo limpia.

El espectro obtenido no está corregido por la extinción del medio interestelar de la galaxia huésped ni de la Vía Láctea. Sin embargo, la extinción galáctica representa una corrección mínima para el flujo, dado que para la galaxia NGC 613 es de  $A_V = 0.053$  (Schlafly & Finkbeiner, 2011), por lo que lo consideramos una corrección despreciable.

Entre las líneas de emisión se destacan el doblete del oxígeno [OI] $\lambda\lambda 6300, 6364$ , una contribución de  $H\alpha$  no muy intensa, y líneas correspondientes al magnesio, sodio, hierro y calcio, marcadas en la figura. El espectro corresponde al de una supernova producto del colapso del núcleo de una estrella masiva pobre en hidrógeno. Algunas de las líneas presentes corresponden a transiciones prohibidas (indicadas con corchetes), lo que da origen al término “nebular” para referirse a esta etapa de las supernovas. En esta etapa el material se encuentra lo suficientemente diluido como para permitir el escape de los fotones generados en la zona del antiguo núcleo estelar.

Se destaca el perfil particular del doblete del oxígeno [OI] $\lambda\lambda 6300, 6364$ , con componentes angostas de emisión superpuestas a componentes más anchas (ver Sección 3.1.1). Además, se aprecia un pequeño corrimiento al azul de las líneas de emisión (ver Tabla 3.1).

Luego de obtenido el espectro se procedió a compararlo con espectros de otras dos supernovas del mismo tipo, también en fase nebular. Se eligieron aquellos que más se parecían al obtenido para la SN 2016gkg, teniendo en cuenta la edad y la cobertura espectral. Dado que este fue tomado 320 días luego del máximo de su curva de luz, empleamos el espectro de la SN 1993J, tomado a los 384 días del máximo,



**Figura 3.1:** Espectro 1D resultante de la combinación de las 16 exposiciones. En las abscisas se muestra la longitud de onda en reposo, considerando el corrimiento al rojo de la galaxia madre  $z=0.0049$ . Se indican los elementos que son responsables de las principales líneas de emisión. Debido al corrimiento al rojo, la línea [O I] $\lambda$ 5577 está libre de contaminación del cielo, y la línea del cielo se puede restar limpiamente.

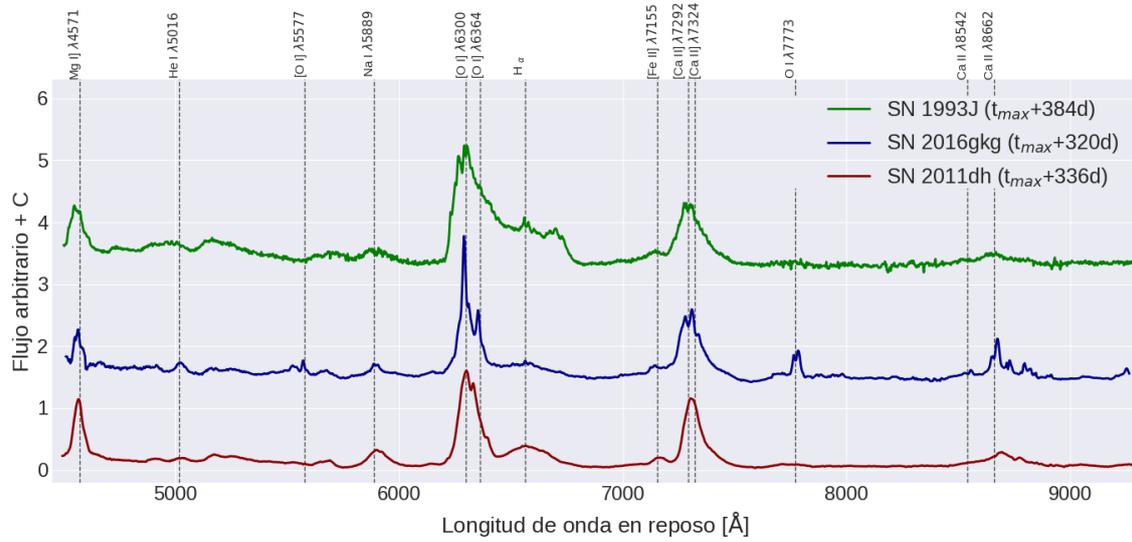
y el de la SN 2011dh, a los 336 días del máximo. Los datos fueron descargados de la base de datos WISeREP<sup>1</sup> (Yaron & Gal-Yam, 2012). Estas supernovas resultaron de gran interés en su momento y tuvieron un seguimiento exhaustivo, lo que hace que haya disponibilidad de datos en distintas edades y con diferentes coberturas espectrales. La cobertura espectral de ambos espectros es similar a la del espectro obtenido con GMOS-S.

En la Figura 3.2 se muestran los tres espectros multiplicados por un factor de escala, de manera en que coinciden los máximos de [O I] $\lambda$ 6300, 6364 y los flujos se pueden comparar directamente. También fueron desplazados verticalmente, para facilitar su comparación. Las longitudes de onda de los espectros están corregidos por el corrimiento al rojo de sus respectivas galaxias huésped. Se indican además las posiciones en reposo de las principales líneas de emisión.

Se puede apreciar que las líneas más importantes coinciden, lo que es esperable dado que las tres supernovas son del mismo tipo. Las principales diferencias se aprecian en los perfiles de la línea H $\alpha$ , más débil en la SN 2016gkg, y de las líneas de [O I]. Además, en la SN 2016gkg se destaca una emisión que identificamos como O I $\lambda$ 7773, que no está presente en las otras dos supernovas.

Esto podría darse porque dicha línea se asocia a regiones donde el material se encuentra a muy altas densidades; estas regiones dan lugar a líneas intensas y angostas. Este tipo de perfiles se observan en la SN 2016gkg pero no en las otras

<sup>1</sup><https://wiserep.weizmann.ac.il>



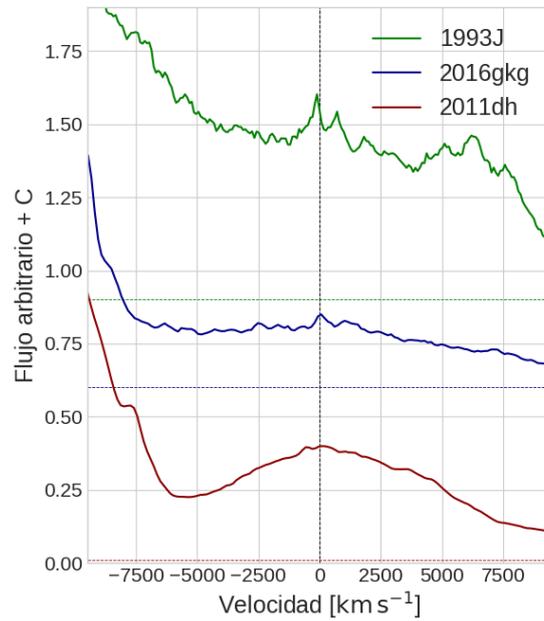
**Figura 3.2:** Espectro de la SN 2016gkg junto con los espectros de la SN 2011dh y la SN 1993J, ambas de tipo IIb, aproximadamente un año después de la explosión. Los tres espectros están corregidos por el corrimiento al rojo de las galaxias huésped respectivas y han sido multiplicados por un factor de escala y desplazados verticalmente para facilitar su comparación. Las líneas de puntos verticales marcan la longitud de onda en reposo de las transiciones que se indican en la parte superior.

dos, lo que da la pauta de que la disposición del material tiene alguna característica particular (ver Sección 3.1.1, donde analizamos el perfil de las líneas de oxígeno).

A continuación se presenta la comparación en el espacio de las velocidades de los perfiles de la línea  $H_{\alpha}$  y del doblete  $[O\ I]\lambda\lambda 6300, 6364$ .

### Línea H $\alpha$

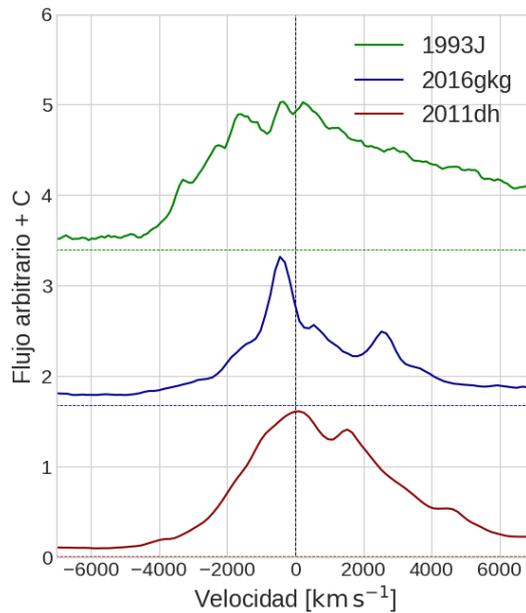
La SN 2016gkg muestra una línea de H $\alpha$  más débil que en los espectros de las SN 1993J y SN 20011dh (ver Fig. 3.3), lo que puede indicar una menor cantidad de hidrógeno en la estrella progenitora. Se destaca el perfil cuadrado en SN 1993J, que hacia el azul se pega con el doblete de oxígeno y se extiende hacia el rojo más allá de los 8000 km s $^{-1}$ . Este perfil se ha asociado a una interacción fuerte con material circundante a la estrella (Filippenko, 1996). Esto no se observa en la SN 2016gkg ni en la SN 2011dh, y tiene implicancias en los procesos de pérdida de masa en épocas previas a la explosión (Benvenuto *et al.*, 2013).



**Figura 3.3:** Perfil de la línea H $\alpha$  de las tres SNs en el espacio de velocidades en base a su corrimiento Doppler respecto a 6563 Å. Los flujos han sido multiplicados por un factor de escala y desplazados para facilitar su comparación. Las líneas punteadas horizontales marcan los niveles de flujo cero de cada espectro.

### Doblete [O I] $\lambda\lambda$ 6300, 6364

Respecto al doblete del oxígeno, mientras que para las SN 1993J y SN 2011dh dominan componentes anchas centradas en la longitud de onda de reposo, la SN 2016gkg está dominada por una componente angosta montada sobre la componente ancha y corrida en  $\approx 400 \text{ km s}^{-1}$  al azul (ver Fig. 3.4). Esto es indicativo de asimetrías en el mecanismo de explosión en la parte central de la estrella, lo que produce concentraciones de material rico en oxígeno en componentes de distinta velocidad (ver Sección 3.1.1).



**Figura 3.4:** Perfil del doblete de [O I] $\lambda\lambda$ 6300, 6364 de las tres SNs en el espacio de velocidades en base a su corrimiento Doppler respecto a 6300 Å. Los flujos han sido multiplicados por un factor de escala y desplazados verticalmente para facilitar su comparación. Las líneas punteadas horizontales marcan los niveles de flujo cero de cada espectro.

### 3.1.1. Perfil del doblete del oxígeno

Llama especialmente la atención el particular perfil del doblete [OI] $\lambda\lambda$ 6360, 6364, en el que se reconoce una componente angosta superpuesta con otra ancha, ambas corridas al azul.

Resulta interesante estudiar la emisión producida por el oxígeno ya que a partir de los perfiles de línea y de los corrimientos de las líneas por efecto Doppler se determinan posibles asimetrías de la explosión.

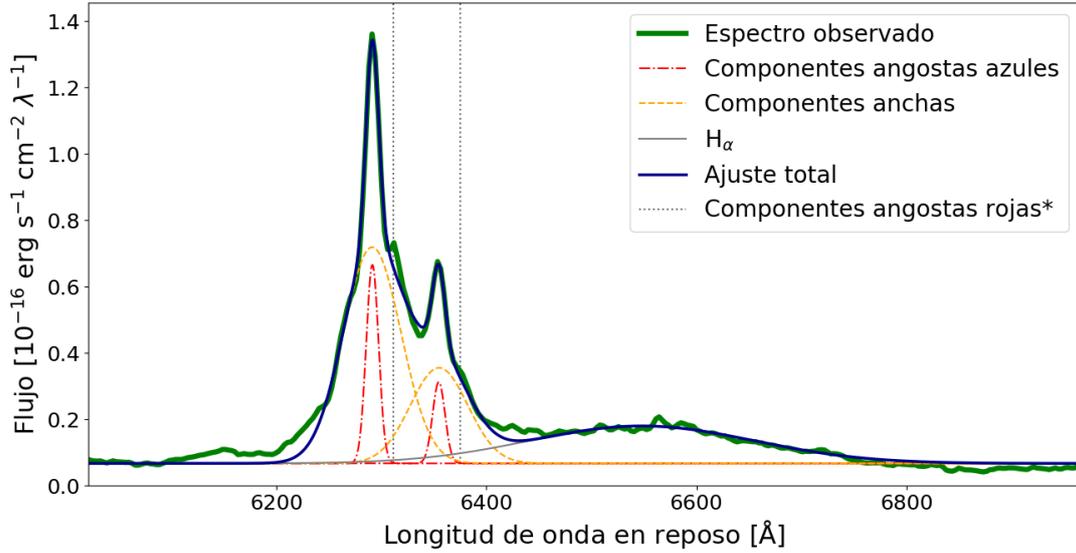
Por otro lado, a partir del flujo de las líneas en cuestión se logra obtener una estimación para la masa de oxígeno que está produciendo la emisión. A partir de esta masa, haciendo uso de las determinaciones de producción de oxígeno que provienen de simulaciones de explosiones por colapso nuclear, se arriba a una estimación de la masa de secuencia principal de edad cero (ZAMS) del progenitor. El procedimiento a través del cual se arriba a esta estimación está detallado en el trabajo de Kunarayakti *et al.* (2015), y presentamos los pasos y resultados obtenidos en esta tesis en la Sección 3.2.

Para estudiar el doblete [OI] $\lambda\lambda$ 6360, 6364 se realizó un ajuste con la herramienta *ngaussfit* del paquete *stsdas* (Space Telescope Science Data Analysis System) de IRAF, que permite realizar ajustes interactivos variando los parámetros involucrados, empleando un algoritmo de mínimos cuadrados. El rango de longitudes de onda con que se trabajó fue de 6050 a 7000 Å, lo que incluye a la línea de interés más la línea de H $\alpha$ , que está pegada hacia el rojo. Se eligieron perfiles gaussianos, cuyos parámetros consistieron en el centro de cada gaussiana, su ancho y su intensidad. Se ajustaron cuatro curvas para el doblete de oxígeno, dos correspondientes a la componente ancha del doblete y dos correspondientes a la componente angosta. Además, consideramos necesario ajustar la línea de H $\alpha$  para obtener un ajuste más preciso de esta parte del espectro.

Dada la dificultad de ajustar tantas curvas, se realizaron varios pasos. En primer lugar se fijaron los centros de las gaussianas, para tener una idea aproximada de los anchos de las líneas. Luego, considerando además que cada componente debía tener el mismo ancho (es decir, que el ancho de las componentes angostas coincidiría entre sí, y lo mismo sucedería para las componentes anchas), se fijaron los anchos y se liberaron los centros, con el objetivo de posteriormente obtener una estimación de la velocidad central de cada línea. El ajuste obtenido se muestra en la Figura 3.5.

La tarea da como salida un rms de  $1.96 \times 10^{-18}$  erg s $^{-1}$  cm $^{-1}$  Å $^{-1}$ , correspondiente a un valor de entre 1 % y 10 % del flujo, con lo que consideramos que el ajuste es aceptable. En la tabla 3.1 se detallan los parámetros obtenidos para cada componente. Luego de realizar el ajuste se calcularon las velocidades centrales de las líneas a partir de los corrimientos Doppler. Se destaca un claro corrimiento al azul de ambas líneas. Cabe recalcar que los valores obtenidos para la velocidad son cercanos a la resolución en km s $^{-1}$  alcanzada para el espectro, por lo que deben ser tomados con cautela.

En simetría esférica, por efecto de la explosión el material más externo se mueve



**Figura 3.5:** Ajuste del doblete [O I] $\lambda\lambda$ 6300, 6364 realizado con la herramienta *ngaussfit* de IRAF. Se ajustó al mismo tiempo la línea correspondiente a  $H\alpha$  dada su cercanía con la línea de interés. La curva correspondiente a “Ajuste total” representa la suma de las cuatro componentes del doblete y de  $H\alpha$ .

\* Las componentes angostas corridas hacia el rojo no fueron ajustadas en esta tesis, las líneas verticales indican los centros de las campanas de Gauss presentadas en el trabajo de Kuncarayakti *et al.* (2020), en el que se dispone de un espectro de alta resolución tomado con el instrumento MUSE del VLT.

más rápido que el más interno (expansión homóloga). Cuanto más se extiende un elemento dentro del material eyectado, mayor es el rango de velocidades que presentan las líneas de emisión. Este fenómeno se observa en la dispersión de velocidades de las líneas de hidrógeno en comparación a las de oxígeno: el hidrógeno se extiende por las capas más externas por lo que la línea resulta más ancha que la de oxígeno.

El perfil observado indica un quiebre en la simetría esférica de la región que emite el doblete. El material se podría concentrar en chorros, toros o bolas, lo que puede dar lugar a líneas con una velocidad central corrida del reposo, en función de la distancia al centro de la explosión y al ángulo de visión. En este caso, habría dos regiones diferentes de material ricas en oxígeno que emiten el doblete [O I] $\lambda\lambda$ 6300, 6364. La componente angosta se atribuye a una región donde el material es más denso y su velocidad de expansión es menor, mientras que la componente ancha sería generada por material más externo, con una dispersión de velocidades mayor. El material podría estar dispuesto en forma bicónica, lo que explicaría los corrimientos al azul (material acercándose en la línea de la visual) y al rojo (material alejándose) de las componentes angostas. Otra opción es que presente una simetría toroidal, que al ser observada de lado daría lugar al particular perfil del doblete.

Un análisis más detallado sobre esta asimetría y sus posibles explicaciones se plasma en el trabajo Kuncarayakti *et al.* (2020), en el cual colaboramos con el aporte del espectro estudiado en esta tesis. En él se presenta un espectro tomado con el instrumento MUSE (Multi Unit Spectroscopic Explorer), ubicado en el VLT

Línea	Centro [Å]	Amplitud [erg s <sup>-1</sup> cm <sup>-1</sup> Å <sup>-1</sup> ]	Ancho [Å]	Velocidad [km s <sup>-1</sup> ]
6300 angosta	6291.31	$5.986 \times 10^{-17}$	14*	-420
6364 angosta	6354.60	$2.451 \times 10^{-17}$	14*	-420
6300 ancha	6291,07	$6.516 \times 10^{-17}$	65*	-320
6364 ancha	6354,87	$2.881 \times 10^{-17}$	65*	-320
H $\alpha$	6550*	$1.128 \times 10^{-17}$	252.9	-

**Tabla 3.1:** Detalle de los parámetros obtenidos en el ajuste del doblete [O I] $\lambda\lambda$ 6300, 6364 en conjunto con H $\alpha$  con la herramienta *ngaussfit* de IRAF. Los valores indicados con \* son aquellos que se fijaron antes de hacer el ajuste, el resto fue liberado. Los valores de los centros están corregidos por el corrimiento al rojo de la galaxia huésped,  $z=0.0049$ .

(Very Large Telescope) en el Cerro Paranal, que es un espectrógrafo de campo integrado que cuenta con mayor resolución que GMOS y permite realizar un ajuste más detallado del doblete. Además de las dos componentes que se mencionan en esta tesis, se logra identificar una tercera componente angosta corrida al rojo, más débil que las otras dos, que correspondería a la misma región que se observa en la componente angosta corrida al azul, siendo la menos intensa la que se aleja en la línea de la visual, y la más intensa la que se acerca. Aunque hay indicios de la existencia de esta tercera componente en el espectro de GMOS, tanto la baja resolución como el bajo flujo hacen imposible incluirla en nuestro análisis. En la Figura 3.5 se marca el centro del perfil gaussiano ajustado en el trabajo citado.

## 3.2. Masa del progenitor

A partir de modelos de espectros nebulares de supernovas disponibles en la literatura se obtuvo una estimación de la masa del progenitor. La idea del procedimiento es relacionar la emisión recibida de un determinado elemento con la masa de dicho elemento causante de esa emisión. Esta cantidad se puede relacionar a su vez con la masa en secuencia principal de edad cero de la estrella a través de modelos de evolución estelar. Este procedimiento está detallado en el trabajo de Jerkstrand *et al.* (2014).

En primer lugar fue necesario ajustar detalladamente el perfil del doblete del oxígeno [O I] $\lambda\lambda$ 6300, 6364 como se describe en la sección 3.1.1 para obtener el flujo recibido, así como el de la línea [O I] $\lambda$ 5577, necesaria para realizar una estimación de la temperatura a la que se encuentra el material. Es importante recalcar que debido al corrimiento al rojo de la galaxia huésped la línea [O I] $\lambda$ 5577 no está contaminada por la línea de cielo que cae en esta misma longitud de onda, por lo que el ajuste y la medición del flujo es confiable para realizar esta estimación. El ajuste del doblete del oxígeno se detalla en la Sección 3.1.1 donde se explicitan los valores obtenidos para cada uno de los parámetros (Tabla 3.1). Con estos datos, el flujo obtenido para

cada una de las líneas es el que se detalla en la Tabla 3.2.

Línea	Flujo [erg s <sup>-1</sup> cm <sup>-1</sup> ]	Suma de componentes [erg s <sup>-1</sup> cm <sup>-1</sup> ]	Suma total [erg s <sup>-1</sup> cm <sup>-1</sup> ]
6300 angosta	$8.921 \times 10^{-16}$	$1.257 \times 10^{-15}$	$7.758 \times 10^{-15}$
6364 angosta	$3.653 \times 10^{-16}$		
6300 ancha	$4.508 \times 10^{-15}$	$6.501 \times 10^{-15}$	
6364 ancha	$1.993 \times 10^{-15}$		

**Tabla 3.2:** Flujos obtenidos a partir del ajuste del doblete [O I] $\lambda\lambda$ 6300, 6364.

Por otra parte, en la Tabla 3.3 se plasman los datos correspondientes al ajuste realizado para la línea [O I] $\lambda$ 5577, hecho en forma similar al doblete [O I] $\lambda\lambda$ 6300, 6364, y el flujo medido a partir de estos parámetros. En este caso también se fijó el ancho de la gaussiana dado que la línea de interés estaba cerca de una línea del hierro, lo que agregó complejidad al ajuste.

Línea	Centro [Å]	Amplitud [erg s <sup>-1</sup> cm <sup>-1</sup> Å <sup>-1</sup> ]	Ancho [Å]	Flujo [erg s <sup>-1</sup> cm <sup>-1</sup> ]
[O I] 5577	5571, 40	$2.10 \times 10^{-17}$	16*	$3.86 \times 10^{-16}$

**Tabla 3.3:** Parámetros y flujos obtenidos mediante el ajuste de la línea [O I] $\lambda$ 5577. El valor indicado con \* fue fijado antes de realizar el ajuste. El centro está corregido por el corrimiento al rojo de la galaxia huésped,  $z=0.0049$ .

Para comenzar con el cálculo de la masa de oxígeno se hace uso de la expresión dada en el artículo de Uomoto (1986), que da una estimación de la masa mínima del oxígeno neutro que debe estar presente para producir la emisión observada a partir del flujo del doblete [O I] $\lambda\lambda$ 6300, 6364. Se trata de una masa mínima dado que podría ocurrir que parte del oxígeno presente no se encuentre excitado, por lo que no aporta a la emisión. Además, se desprecia la presencia de oxígeno ionizado dado que la temperatura típica del material no es suficientemente alta como para que ocurra la ionización. La fórmula que relaciona los parámetros obtenidos con la masa mínima del oxígeno neutro viene dada por:

$$M_{\text{OI}} = 10^8 f_{6300,6364} D^2 \exp\left\{\left(\frac{2.28}{T_4}\right)\right\} M_{\odot} \quad (3.1)$$

donde  $f_{6300,6364}$  es el flujo en erg s<sup>-1</sup> cm<sup>-2</sup> del doblete [O I] $\lambda\lambda$ 6300, 6364,  $D$  es la distancia a la galaxia huésped en Mpc y  $T_4$  es la temperatura a la que se encuentra el material en 10<sup>4</sup> K.

Para utilizar la fórmula 3.1 es necesario realizar una estimación de la temperatura. Para ello se siguió el procedimiento detallado en Jerkstrand *et al.* (2014), que utiliza modelos de síntesis espectral presentados en Jerkstrand *et al.* (2012),

en el cual, como se había anticipado, interviene el flujo de la línea [O I] $\lambda$ 5577. La expresión que allí se propone es:

$$\frac{f_{5577}}{f_{6300,6364}} = 38 \exp\left(\frac{-25790 \text{ K}}{T}\right) \frac{\beta_{5577}}{\beta_{6300,6364}} \quad (3.2)$$

donde  $f_{5577}$  es el flujo de la línea [OI] $\lambda$ 5577. Los factores  $\beta_\lambda$  representan la probabilidad de escape de los fotones en la aproximación de Sobolev y, su expresión viene dada por  $\beta_\lambda = (1 - \exp(-\tau_\lambda))/\tau_\lambda$ , donde  $\tau_\lambda$  es la profundidad óptica para una dada longitud de onda. Dadas las condiciones en las que se encuentra el material, este cociente se restringe a valores entre 1 y 2 (Jerkstrand *et al.*, 2014). En base a modelos del mismo trabajo adoptamos  $\beta_{5577}/\beta_{6300,6364} = 1.5$ .

De esta manera, la estimación de la temperatura que se obtiene es de 3600 K.

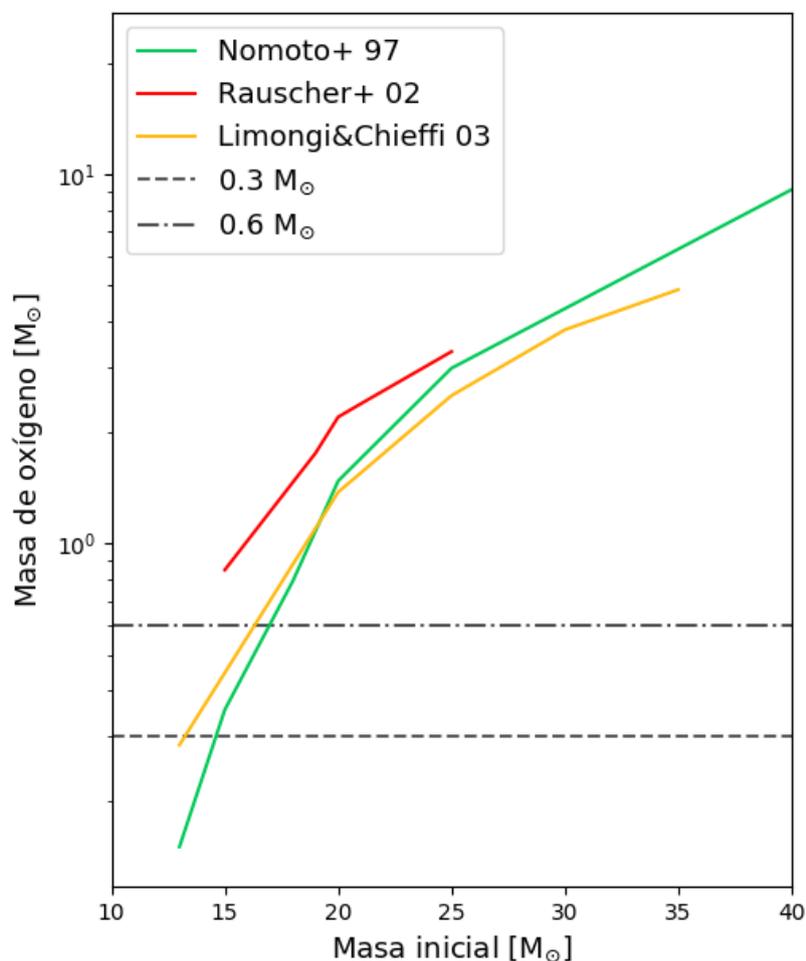
Adoptamos como valor de la distancia a la galaxia huésped NGC 613 el valor de  $26.4 \pm 5.3$  Mpc, según la determinación más reciente de la que se dispone en la literatura, dada en el trabajo de Nasonova *et al.* (2011).

Con estos valores, la masa estimada de oxígeno resulta ser de  $0.3 M_\odot$ . Si se considera que el error en el ajuste es de alrededor del 5 %, este se transfiere directamente a la masa del oxígeno calculada. A continuación se relaciona esta masa con la masa inicial del progenitor. Esta estimación tiene poca precisión, ya que depende fuertemente de los modelos de evolución estelar y de producción de elementos por nucleosíntesis explosiva, que son muy inciertos, además de constituir una cota inferior. Por ello, el error asumido en la masa de oxígeno que se obtuvo resulta despreciable.

En la Figura 3.6 se plasman las distintas producciones de oxígeno de la explosión de estrellas masivas de acuerdo a sus masas iniciales, usando las tablas publicadas por Nomoto *et al.* (1997), Rauscher *et al.* (2002) y Limongi & Chieffi (2003). La Figura es una adaptación de la Figura 5 presentada en el trabajo Kuncarayakti *et al.* (2015).

Empleando los cálculos de producción de oxígeno de Nomoto *et al.* (1997), esto arroja una masa en secuencia principal de edad cero del progenitor de alrededor de  $15 M_\odot$ . Por otro lado, si se emplean los datos de Rauscher *et al.* (2002), esta estimación resulta de menos de  $15 M_\odot$ . En el caso de los cálculos de Limongi & Chieffi (2003), la masa ZAMS del progenitor se estima entre 13 y  $15 M_\odot$ . Estas estimaciones constituyen una masa mínima, ya que podría ocurrir que parte del oxígeno permanezca invisible.

Con el interés de dar un rango amplio de la masa del progenitor, se puede considerar la posibilidad de que la mitad del oxígeno presente no esté excitado, con lo que la masa estimada de oxígeno ascendería a  $0.6 M_\odot$  (ver Figura 3.6). Esta suposición está inspirada en la suposición similar presentada en el trabajo de Kuncarayakti *et al.* (2015). En nuestro caso, la masa ZAMS del progenitor sería de entre 15 y  $18 M_\odot$  empleando las determinaciones de Nomoto *et al.* (1997), de menos de  $15 M_\odot$  con los datos de Rauscher *et al.* (2002) y de entre 15 y  $20 M_\odot$  empleando



**Figura 3.6:** Producciones de oxígeno generadas por la explosión de estrellas masivas de entre 10 y 40  $M_{\odot}$ . Los modelos corresponden a los trabajos Nomoto *et al.* (1997), Rauscher *et al.* (2002) y Limongi & Chieffi (2003). La Figura es una adaptación de la Figura 5 del trabajo Kuncarayakti *et al.* (2015).

los modelos de Limongi & Chieffi (2003).

Si se hace una búsqueda de las estimaciones publicadas en la literatura, vemos que en el trabajo de Bersten *et al.* (2018) se arribó, a través de observaciones pre-explosión del Hubble Space Telescope (HST) y de modelos hidrodinámicos, a la conclusión de que el progenitor podría haber tenido 19.5  $M_{\odot}$ , formando parte de un sistema binario con una compañera de 13.5  $M_{\odot}$ . Por otro lado, en el trabajo de Kilpatrick *et al.* (2017) se sugiere que el progenitor era una estrella A0 Ia, de 15  $M_{\odot}$ . Por último, Tartaglia *et al.* (2017) detectan dos posibles progenitores en la posición de la supernova, uno de entre 15 y 20  $M_{\odot}$  y el otro de entre 9 y 13  $M_{\odot}$ . Debido a la incerteza en la distancia a la galaxia huésped, no pueden determinar cuál de las dos detecciones corresponde al progenitor. Estos dos últimos trabajos se basan en el análisis fotométrico de imágenes de archivo del HST.

En comparación, estos resultados disponibles en la literatura y los obtenidos en esta tesis a través del análisis del espectro nebuloso presentan un acuerdo aceptable. A pesar de las incertezas mencionadas más arriba, resulta importante este resultado ya que proviene de una técnica independiente a las empleadas en los trabajos citados, y provee una cota mínima. Se podría descartar incluso la posibilidad de que el progenitor correspondiera a la estrella en el rango de  $9 - 13 M_{\odot}$  que se sugiere como candidata en el trabajo de Tartaglia *et al.* (2017), siendo más probable que la supernova haya correspondido a la estrella de entre 15 y  $20 M_{\odot}$ .

## Capítulo 4

# Síntesis, conclusiones y trabajo a futuro

Se estudió en detalle el espectro nebuloso de la SN 2016gkg, obtenido con el Telescopio Gemini Sur, empleando el instrumento GMOS. El espectro fue tomado alrededor de 320 días después del máximo de la supernova, con una integración de 5.3 horas en total aproximadamente.

Se llevó adelante la reducción, combinación y calibración de las imágenes con el software IRAF, empleando el paquete `gemini` y siguiendo tutoriales disponibles en la página web del Observatorio, [www.gemini.edu/](http://www.gemini.edu/), y el manual de espectroscopía de Massey & Hanson (2013). En ocasiones se consultó a la Oficina Gemini Argentina, a la que agradecemos por la buena predisposición de sus integrantes, los Doctores Gabriel Ferrero, Carlos Escudero y Leandro Sesto.

Luego de obtenido el espectro se identificaron las líneas de emisión más importantes, correspondientes a transiciones de hidrógeno, oxígeno, magnesio, sodio, calcio y hierro. Se aprecia un perfil particular en el doblete [O I] $\lambda\lambda$ 6300, 6364, que luego se estudió en profundidad.

Se procedió a comparar el espectro con el de otras supernovas del mismo tipo, que tuvieran datos tomados en una etapa similar (alrededor de un año después del máximo de su curva de luz). Se eligieron la SN 2011dh y la SN 1993J, de las cuales hay una amplia disponibilidad de datos; se descargaron los espectros de la base de datos WiseRep (Yaron & Gal-Yam, 2012). En la comparación se aprecia que las líneas de emisión más importantes coinciden, salvo por la línea [O I] $\lambda$ 7775, que sólo está presente en la SN 2016gkg. Esta línea, asociada a regiones de alta densidad del material, da la pauta de que la disposición del material de la *ejecta* de la SN 2016gkg es distinta a la de las otras dos supernovas.

Luego se compararon las emisiones de H $\alpha$  y [O I] $\lambda\lambda$ 6300, 6364 en el espacio de las velocidades. En el primer caso, la emisión de la SN 2016gkg resulta más débil que en las SNs 1993J y 2011dh. En la segunda comparación, la principal diferencia la encontramos en el perfil del doblete, compuesto por una componente angosta y otra ancha.

El particular perfil se estudió usando la herramienta *ngaussfit* del paquete *stsdas* de IRAF, que permite realizar ajustes interactivos. Consideramos necesario ajustar la línea  $H\alpha$ , ya que se encontraba muy cerca del doblete del oxígeno. Los perfiles consistieron en cinco campanas de Gauss, dos por cada línea del doblete y una para la línea de hidrógeno.

El ajuste permitió determinar las dos componentes diferenciadas del doblete de oxígeno, su ancho y sus corrimientos Doppler. Las componentes angostas presentan un corrimiento al azul de  $\approx 420 \text{ km s}^{-1}$ , mientras que las anchas presentan una velocidad de  $\approx 320 \text{ km s}^{-1}$  hacia el azul.

Este perfil del doblete del oxígeno indica un claro quiebre en la simetría esférica de la disposición del material, y da la pauta de que estamos observando dos regiones diferentes de material que tienen emisión de  $[\text{O I}]\lambda\lambda 6300, 6364$ . La componente angosta se asocia con una región donde el material es más denso y su velocidad de expansión es menor, mientras que la componente ancha se atribuye al material más externo, con una dispersión de velocidades mayor. Estas dos regiones podrían presentar una estructura bicónica, o bien una simetría toroidal.

Para un análisis más profundo de esta línea puede consultarse el trabajo Kuncarayakti *et al.* (2020), en el cual se incluye el espectro estudiado en esta tesis. En el trabajo se presenta un espectro de alta resolución tomado con el instrumento MUSE (Multi Unit Spectroscopic Explorer), ubicado en el VLT (Very Large Telescope) en el Cerro Paranal, que es un espectrógrafo de campo integrado. Se distingue en este espectro una tercera componente del doblete, angosta y poco intensa, corrida hacia el rojo. Esta emisión correspondería a la región de alta densidad del material que se aleja en la dirección de la visual.

La última parte del análisis del espectro consistió en la obtención de una estimación de la masa inicial del progenitor de la SN 2016gkg, a partir del modelado de espectros nebulares de supernovas disponibles en la literatura. Se siguió el procedimiento seguido en el trabajo Kuncarayakti *et al.* (2015), que emplea modelos de los trabajos Jerkstrand *et al.* (2012) y Jerkstrand *et al.* (2014). Esta técnica resulta interesante ya que provee una estimación de la masa inicial independiente de otros métodos, como el modelado hidrodinámico o el análisis fotométrico de imágenes pre-explosión.

El primer paso consistió en sacar una masa de oxígeno presente en la supernova, a través de la medición del flujo recibido del doblete  $[\text{O I}]\lambda\lambda 6300, 6364$ . Fue necesario realizar una estimación de la temperatura; en este espectro la línea  $[\text{O I}]\lambda 5577$  es detectable en el espectro, por lo que se realizó esta estimación a partir del cociente de ambas líneas de emisión. La fórmula que relaciona estos parámetros con la masa de oxígeno se presenta en Uomoto (1986), y constituye una cota inferior, dado que podría ocurrir que parte del oxígeno no esté excitado y por ende, permanezca invisible.

El valor al que arribamos para la masa mínima de oxígeno fue de  $0.3 M_{\odot}$ .

Una vez obtenida esta estimación, procedimos a relacionar esta masa con la masa inicial del progenitor, a través de las determinaciones de producción de oxígeno

presentadas en los trabajos Nomoto *et al.* (1997), Rauscher *et al.* (2002) y Limongi & Chieffi (2003). Las masas calculadas resultan ser de  $15 M_{\odot}$ , menos de  $15 M_{\odot}$  y de entre  $13$  y  $15 M_{\odot}$  respectivamente. Se trata también de cotas inferiores para la masa del progenitor.

Si se considera la posibilidad de que la mitad del oxígeno no se encuentre excitado, la masa de oxígeno estimada asciende a  $0.6 M_{\odot}$ . Con este valor, las masas iniciales del progenitor resultan ser de entre  $15$  y  $18 M_{\odot}$  con las determinaciones de Nomoto *et al.* (1997), de menos de  $15 M_{\odot}$  con las de Rauscher *et al.* (2002) y de entre  $15$  y  $20 M_{\odot}$  con los datos de Limongi & Chieffi (2003).

Este rango de valores para las masas iniciales presenta un acuerdo aceptable con determinaciones publicadas con anterioridad. El trabajo Bersten *et al.* (2018) propone un progenitor de  $19.5 M_{\odot}$ , y Kilpatrick *et al.* (2017) estiman la masa inicial en  $15 M_{\odot}$ . Tartaglia *et al.* (2017) detectan dos posibles progenitores, uno de entre  $15$  y  $20 M_{\odot}$  y otro de entre  $9$  y  $13 M_{\odot}$ , resultando este último el menos probable de acuerdo al valor obtenido en esta tesis.

El estudio se continuará durante los años venideros, profundizando en los análisis de la fase nebular de las supernovas desde el punto de vista observacional. Actualmente se encuentra en desarrollo el programa a través del cual solicitamos observaciones de otras supernovas de envoltura removida, con el Telescopio Gemini Norte. Las supernovas se encuentran en su fase nebular, y han tenido un seguimiento exhaustivo por otros investigadores e investigadoras. Un tratamiento similar al presentado en esta tesis constituirá el inicio del trabajo de doctorado de la estudiante.



# Bibliografía

- Baade, W., & Zwicky, F. 1934. On Super-novae. *Contributions from the Mount Wilson Observatory*, **3**(Jan.), 73–78.
- Barbon, R., Benetti, S., Cappellaro, E., Patat, F., Turatto, M., & Iijima, T. 1995. SN 1993J in M 81: One year of observations at Asiago. *A&AS*, **110**(May), 513.
- Benvenuto, Omar G., Bersten, Melina C., & Nomoto, Ken'ichi. 2013. A Binary Progenitor for the Type IIb Supernova 2011dh in M51. *ApJ*, **762**(2), 74.
- Bersten, M. C., Folatelli, G., García, F., van Dyk, S. D., Benvenuto, O. G., Orellana, M., Buso, V., Sánchez, J. L., Tanaka, M., Maeda, K., Filippenko, A. V., Zheng, W., Brink, T. G., Cenko, S. B., de Jaeger, T., Kumar, S., Moriya, T. J., Nomoto, K., Perley, D. A., Shivvers, I., & Smith, N. 2018. A surge of light at the birth of a supernova. *Nature*, **554**(7693), 497–499.
- Cao, Yi, Kasliwal, Mansi M., Arcavi, Iair, Horesh, Assaf, Hancock, Paul, Valenti, Stefano, Cenko, S. Bradley, Kulkarni, S. R., Gal-Yam, Avishay, Gorbikov, Evgeny, Ofek, Eran O., Sand, David, Yaron, Ofer, Graham, Melissa, Silverman, Jeffrey M., Wheeler, J. Craig, Marion, G. H., Walker, Emma S., Mazzali, Paolo, Howell, D. Andrew, Li, K. L., Kong, A. K. H., Bloom, Joshua S., Nugent, Peter E., Surace, Jason, Masci, Frank, Carpenter, John, Degenaar, Nathalie, & Gelino, Christopher R. 2013. Discovery, Progenitor and Early Evolution of a Stripped Envelope Supernova iPTF13bvn. *ApJL*, **775**(1), L7.
- Davies, Roger L., Allington-Smith, Jeremy R., Bettess, P., Chadwick, E., Content, Robert, Dodsworth, G. N., Haynes, Roger, Lee, D., Lewis, Ian J., Webster, J., Atad, E., Beard, Steven M., Ellis, M., Hastings, Peter R., Williams, Phil R., Bond, Tim, Crampton, David, Davidge, Timothy J., Fletcher, Murray, Leckie, Brian, Morbey, Christopher L., Murowinski, Richard G., Roberts, Scott, Saddlemyer, Leslie K., Sebesta, Jerry, Stilburn, James R., & Szeto, Kei. 1997 (Mar.). GMOS: the GEMINI Multiple Object Spectrographs. *Pages 1099–1106 of: Ardeberg, Arne L. (ed), Optical Telescopes of Today and Tomorrow*. Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series, vol. 2871.
- Dessart, Luc, Hillier, D. John, Waldman, Roni, & Livne, Eli. 2013. Type II-Plateau supernova radiation: dependences on progenitor and explosion properties. *MNRAS*, **433**(2), 1745–1763.

- Ergon, M., Sollerman, J., Fraser, M., Pastorello, A., Taubenberger, S., Elias-Rosa, N., Bersten, M., Jerkstrand, A., Benetti, S., Botticella, M. T., Fransson, C., Harutyunyan, A., Kotak, R., Smartt, S., Valenti, S., Bufano, F., Cappellaro, E., Fiaschi, M., Howell, A., Kankare, E., Magill, L., Mattila, S., Maund, J., Naves, R., Ochner, P., Ruiz, J., Smith, K., Tomasella, L., & Turatto, M. 2014. Optical and near-infrared observations of SN 2011dh - The first 100 days. *A&A*, **562**(Feb.), A17.
- Filippenko, Alex. 1996 (July). *Interaction of Supernovae with Circumstellar Material*. HST Proposal.
- Gal-Yam, Avishay. 2017. *Observational and Physical Classification of Supernovae*. Page 195.
- Green, David A., & Stephenson, F. Richard. 2003. Historical Supernovae. *Lecture Notes in Physics*, 7–19.
- Hamuy, Mario, Pinto, Philip A., Maza, José, Suntzeff, Nicholas B., Phillips, M. M., Eastman, Ronald G., Smith, R. C., Corbally, C. J., Burstein, D., Li, Yong, Ivanov, Valentin, Moro-Martin, Amaya, Strolger, L. G., de Souza, R. E., dos Anjos, S., Green, Elizabeth M., Pickering, T. E., González, Luis, Antezana, Roberto, Wischnjewsky, Marina, Galaz, G., Roth, M., Persson, S. E., & Schommer, R. A. 2001. The Distance to SN 1999em from the Expanding Photosphere Method. *ApJ*, **558**(2), 615–642.
- Jerkstrand, A., Fransson, C., Maguire, K., Smartt, S., Ergon, M., & Spyromilio, J. 2012. The progenitor mass of the Type IIP supernova SN 2004et from late-time spectral modeling. *A&A*, **546**(Oct.), A28.
- Jerkstrand, A., Smartt, S. J., Fraser, M., Fransson, C., Sollerman, J., Taddia, F., & Kotak, R. 2014. The nebular spectra of SN 2012aw and constraints on stellar nucleosynthesis from oxygen emission lines. *MNRAS*, **439**(4), 3694–3703.
- Jerkstrand, Anders. 2017. *Spectra of Supernovae in the Nebular Phase*. Page 795.
- Kilpatrick, Charles D., Foley, Ryan J., Abramson, Louis E., Pan, Yen-Chen, Lu, Cicero-Xinyu, Williams, Peter, Treu, Tommaso, Siebert, Matthew R., Fassnacht, Christopher D., & Max, Claire E. 2017. On the progenitor of the Type IIb supernova 2016gkg. *MNRAS*, **465**(4), 4650–4657.
- Kuncarayakti, H., Maeda, K., Bersten, M. C., Folatelli, G., Morrell, N., Hsiao, E. Y., González-Gaitán, S., Anderson, J. P., Hamuy, M., de Jaeger, T., Gutiérrez, C. P., & Kawabata, K. S. 2015. Nebular phase observations of the Type-Ib supernova iPTF13bvn favour a binary progenitor. *A&A*, **579**(July), A95.
- Kuncarayakti, Hanindy, Folatelli, Gastón, Maeda, Keiichi, Dessart, Luc, Jerkstrand, Anders, Anderson, Joseph P., Aoki, Kentaro, Bersten, Melina C., Ferrari, Lucía, Galbany, Lluís, García, Federico, Gutiérrez, Claudia P., Hattori, Takashi,

- Kawabata, Koji S., Kravtsov, Timo, Lyman, Joseph D., Mattila, Seppo, Olivares E., Felipe, Sánchez, Sebastián F., & Van Dyk, Schuyler D. 2020. Direct Evidence of Two-component Ejecta in Supernova 2016gkg from Nebular Spectroscopy. *ApJ*, **902**(2), 139.
- Limongi, Marco, & Chieffi, Alessandro. 2003. Evolution, Explosion, and Nucleosynthesis of Core-Collapse Supernovae. *ApJ*, **592**(1), 404–433.
- Massey, Philip, & Hanson, Margaret M. 2013. *Astronomical Spectroscopy*. Springer Netherlands. Pages 35–98.
- Nasonova, O. G., de Freitas Pacheco, J. A., & Karachentsev, I. D. 2011. Hubble flow around Fornax cluster of galaxies. *A&A*, **532**(Aug.), A104.
- Nomoto, K., Hashimoto, M., Tsujimoto, T., Thielemann, F. K., Kishimoto, N., Kubo, Y., & Nakasato, N. 1997. Nucleosynthesis in type II supernovae. *Nuclear Physics A*, **616**(Feb.), 79–90.
- Pian, Elena, & Mazzali, Paolo A. 2017. *Hydrogen-Poor Core-Collapse Supernovae*. Page 277.
- Rauscher, T., Heger, A., Hoffman, R. D., & Woosley, S. E. 2002. Nucleosynthesis in Massive Stars with Improved Nuclear and Stellar Physics. *ApJ*, **576**(1), 323–348.
- Sana, H., de Mink, S. E., de Koter, A., Langer, N., Evans, C. J., Gieles, M., Gosset, E., Izzard, R. G., Le Bouquin, J. B., & Schneider, F. R. N. 2012. Binary Interaction Dominates the Evolution of Massive Stars. *Science*, **337**(6093), 444.
- Schlafly, Edward F., & Finkbeiner, Douglas P. 2011. Measuring Reddening with Sloan Digital Sky Survey Stellar Spectra and Recalibrating SFD. *ApJ*, **737**(2), 103.
- Smith, Nathan, Li, Weidong, Filippenko, Alexei V., & Chornock, Ryan. 2011. Observed fractions of core-collapse supernova types and initial masses of their single and binary progenitor stars. *MNRAS*, **412**(3), 1522–1538.
- Tartaglia, L., Fraser, M., Sand, D. J., Valenti, S., Smartt, S. J., McCully, C., Anderson, J. P., Arcavi, I., Elias-Rosa, N., Galbany, L., Gal-Yam, A., Haislip, J. B., Hosseinzadeh, G., Howell, D. A., Inserra, C., Jha, S. W., Kankare, E., Lundqvist, P., Maguire, K., Mattila, S., Reichart, D., Smith, K. W., Smith, M., Stritzinger, M., Sullivan, M., Taddia, F., & Tomasella, L. 2017. The Progenitor and Early Evolution of the Type IIb SN 2016gkg. *ApJL*, **836**(1), L12.
- Taubenberger, S., Navasardyan, H., Maurer, J. I., Zampieri, L., Chugai, N. N., Benetti, S., Agnoletto, I., Bufano, F., Elias-Rosa, N., Turatto, M., Patat, F., Cappellaro, E., Mazzali, P. A., Iijima, T., Valenti, S., Harutyunyan, A., Claudi, R., & Dolci, M. 2011. The He-rich stripped-envelope core-collapse supernova 2008ax. *MNRAS*, **413**(3), 2140–2156.

- Uomoto, Alan. 1986. What Stars Become Peculiar Type I Supernovae? *ApJL*, **310**(Nov.), L35.
- Wheeler, J. Craig, Johnson, V., & Clocchiatti, A. 2015. Analysis of late-time light curves of Type IIb, Ib and Ic supernovae. *MNRAS*, **450**(2), 1295–1307.
- Yaron, Ofer, & Gal-Yam, Avishay. 2012. WISeREP—An Interactive Supernova Data Repository. *PASP*, **124**(917), 668.