

La evolución post-secuencia principal de estrellas masivas

Introducción

- Usualmente, se definen las estrellas masivas como las que podrán iniciar la combustión de carbono, lo cual implica que sus masas iniciales excederán 8-10 veces la masa del Sol.
- Como sus contrapartes de masas baja e intermedia, las estrellas masivas pasan por etapas de combustión de hidrógeno y de helio en sus núcleos, pero como consecuencia de lograr mayores temperaturas y densidades en sus interiores también proceden a etapas de combustión nuclear más avanzadas.

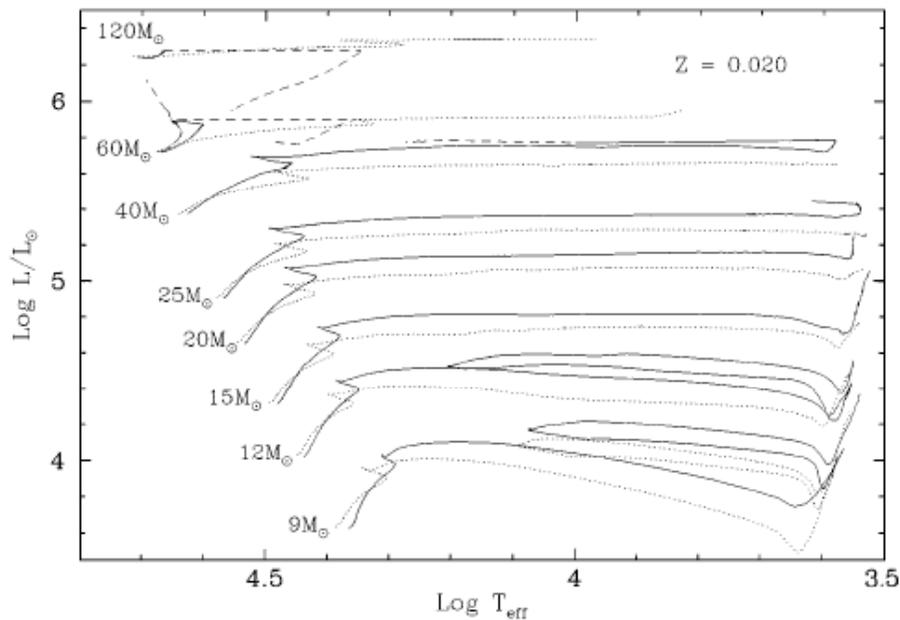


Figure 5 Part of the evolutionary tracks for non-rotating (dotted lines) and rotating (continuous lines) models with solar metallicity (Meynet & Maeder 2000). The rotating models have an initial velocity v_{rot} of 300 km/s. The long dashed track corresponds to a very fast rotating star ($v_{\text{rot}} \sim 400$ km/s) of $60 M_{\odot}$, which follows a nearly homogeneous evolution. The short dashed tracks indicate the beginning of the W-R phases.

- La evolución de las estrellas masivas durante la secuencia principal es conceptualmente idéntica a la evolución de las demás estrellas con un núcleo convectivo (ya discutido). En el diagrama HR anterior (Maeder, A., & Meynet, G. 2000, *Annual Reviews of Astronomy & Astrophysics*, vol. 38, p. 143), esta fase es representada por el trayecto casi recto inicial (hacia mayor luminosidad y menor temperatura).
- Dos efectos complican la evolución de estrellas masivas.
 - En primer lugar, su alta luminosidad favorece una alta tasa de pérdida de masa, un efecto que acentúa la rotación dado que la fuerza centrípeta disminuye la fuerza efectiva de la gravedad. La escala de tiempo asociada a la pérdida de masa puede ser más corta que la escala de tiempo asociado a la combustión de helio y hidrógeno. El diagrama HR siguiente presenta evolución de varios modelos de una estrella de $20 M_{\odot}$ con diferentes velocidades de rotación (Hirschi, R, Meynet, G., & Maeder, A. 2004, *Astronomy & Astrophysics*, vol. 425, p. 649). Es evidente que depende dramáticamente de la velocidad de rotación a través su efecto sobre la tasa de pérdida de masa.

- En segundo lugar, las densidades alcanzadas por el núcleo durante fase implican escalas de tiempo dinámicas en el núcleo y la envoltente que difieren por muchos órdenes de magnitud. Además, las escalas de tiempo asociado a la combustión nuclear durante las fases después de la combustión de carbono son más cortos que la escala de tiempo dinámico de la envoltente. Por lo tanto, durante las fases avanzadas de combustión nuclear, se desacopla la evolución del núcleo de la envoltente, porque la envoltente no puede responder sobre las escalas de tiempo evolutivas del núcleo.

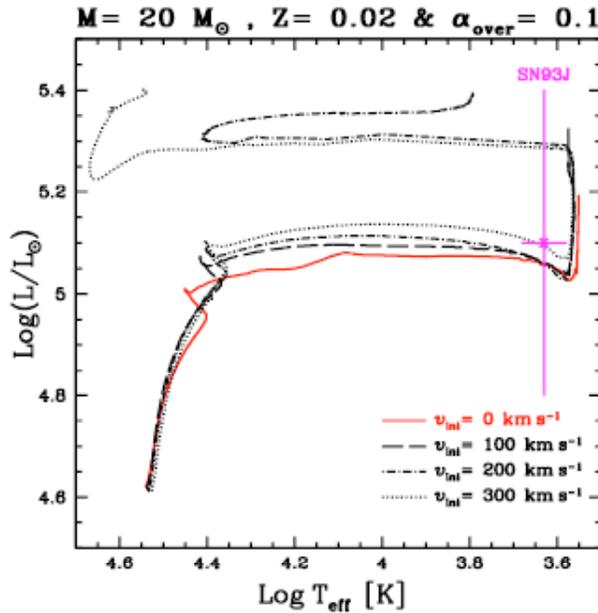
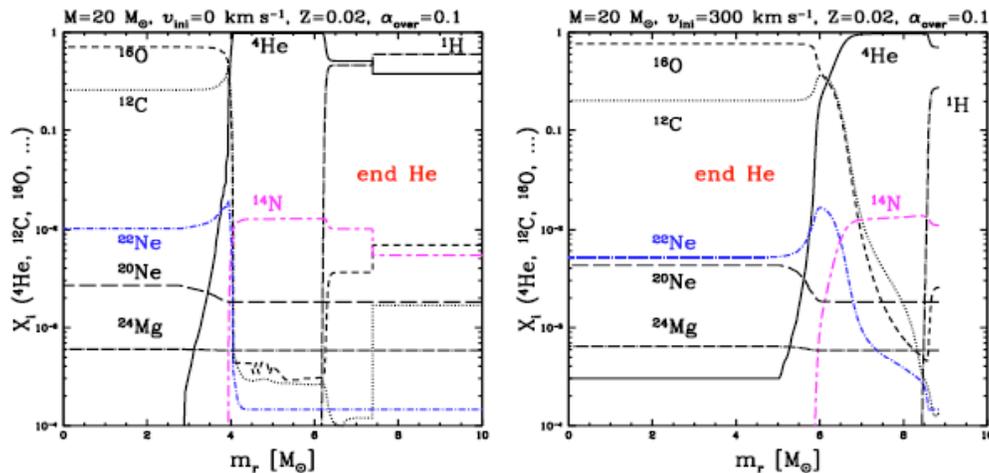


Fig.1. HR-diagram for $20 M_{\odot}$ models: solid, dashed, dotted-dashed and dotted lines correspond respectively to $v_{ini} = 0, 100, 200$ and 300 km s^{-1} . We also indicate the position of the progenitor of SN 1993J.

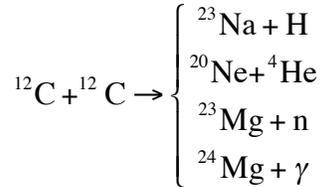
Figura. 2

La combustión de C, Ne, O y Si

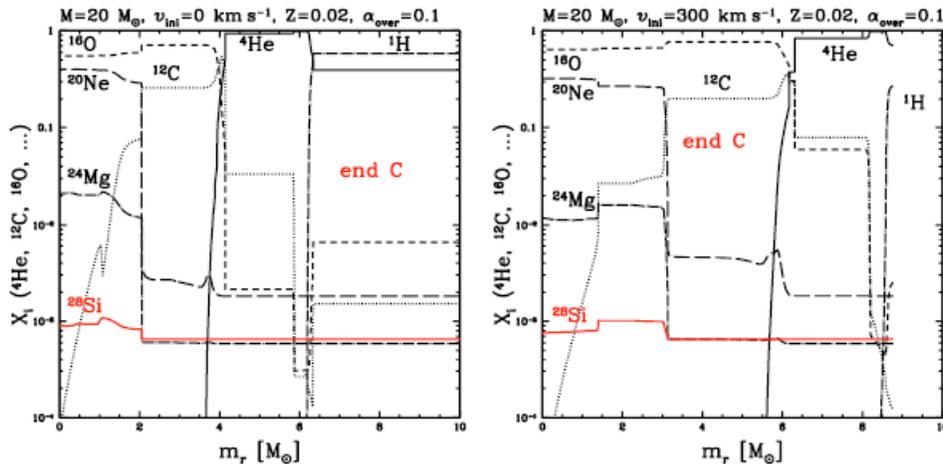
- La secuencia de fases de combustión nuclear después de terminar la fase de combustión de helio es la combustión de carbono, neón, oxígeno y finalmente silicio.



- La gráfica anterior (Hirschi et al. 2004) presenta la composición química de un modelo de $20 M_{\odot}$ con y sin rotación después de la fase de combustión nuclear de helio. Los elementos que dominan la composición son el oxígeno, carbono, neón y magnesio.
- Como vimos anteriormente, la combustión de carbono procede principalmente por los canales



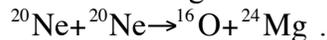
- Como consecuencia, la combustión de carbono aumenta el contenido de neón, magnesio y sodio sin cambiar el contenido de oxígeno. La siguiente gráfica presenta la composición química del núcleo del mismo modelo de $20 M_{\odot}$ (Hirschi et al. 2004) después de la fase de combustión de carbono.



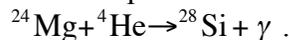
- Normalmente, se supondría que la siguiente fase de combustión nuclear sería la combustión de oxígeno, dado que es el núcleo con menor carga eléctrica, lo cual resultaría en la reacción nuclear con menor energía de barrera.
- Sin embargo, para las energías a la cual procedería la combustión de oxígeno, 2×10^9 K, los fotones ya tienen la energía necesaria para fotodesintegrar núcleos de neón. Entonces, antes de la combustión de oxígeno procede la combustión de neón.
- Conceptualmente, la combustión de neón difiere de la combustión nuclear que hemos visto hasta ahora, porque involucra un proceso de descomposición de un combustible y el acomodo de las partículas resultantes para constituir núcleos más fuertemente ligados.
- El primer paso es la descomposición de neón para producir oxígeno o magnesio según



lo cual es energéticamente equivalente a

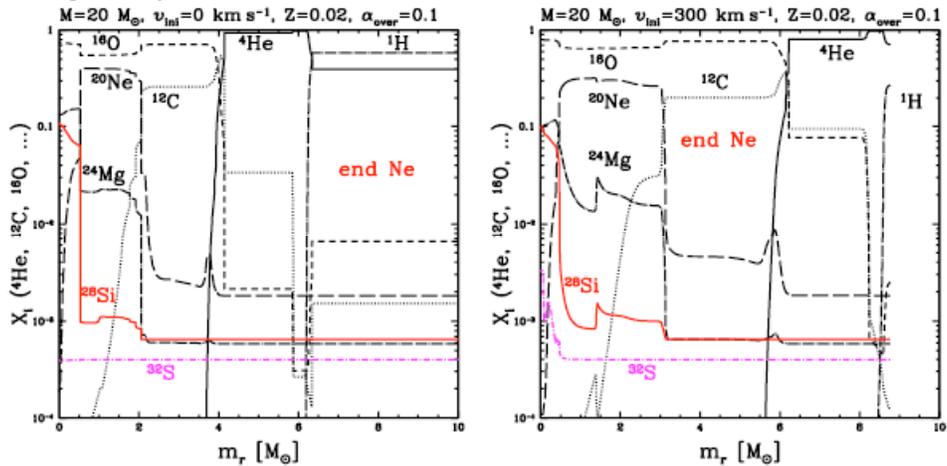


También procede

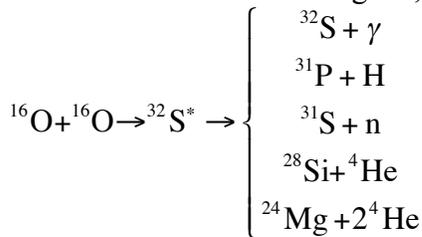


Entonces, la combustión de neón convierte el neón en elementos con masas parecidas, pero que son más fuertemente ligados.

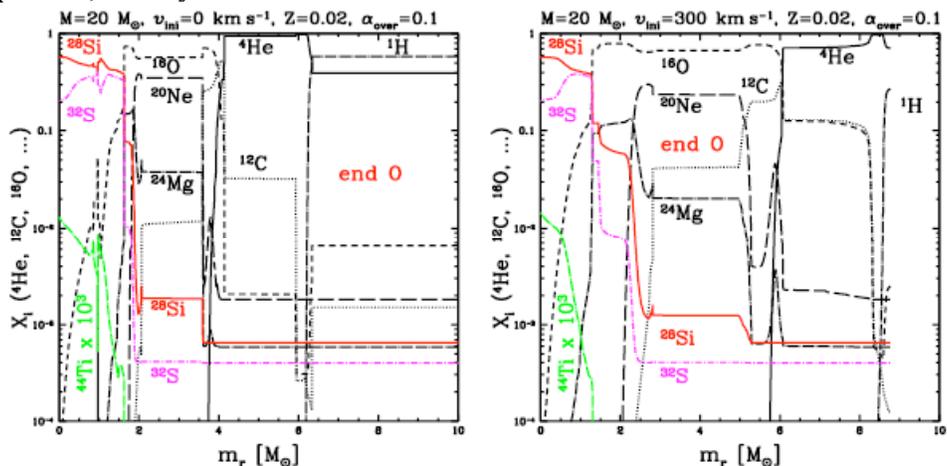
- Al terminar la combustión de neón, la composición química es dada por la siguiente gráfica (Hirschi et al. 2004) donde dominan los elementos principales resultantes, que son el oxígeno, magnesio y silicio.



- Antes de que realmente termina la combustión de neón, sube ligeramente la temperatura y se inicia la combustión de oxígeno, cuyas reacciones principales son (ya las vimos).

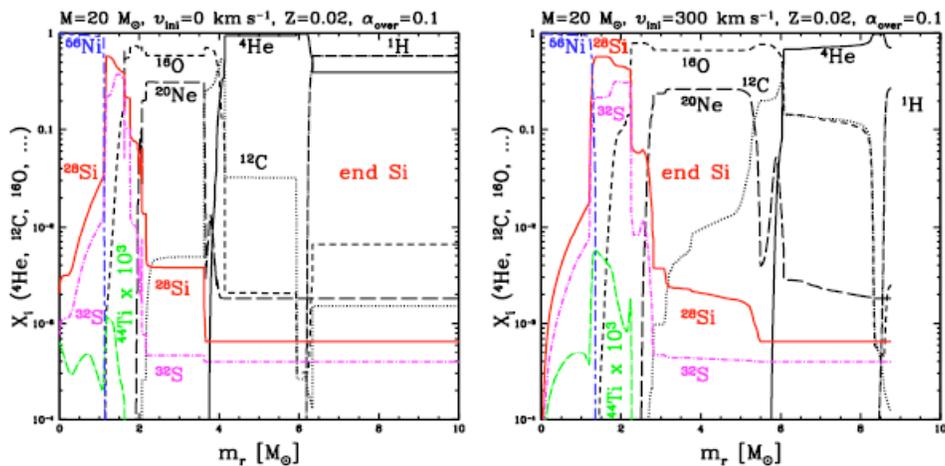


- Aparte de las reacciones anteriores, los protones, neutrones y núcleos de helio participan en una gran red de reacciones que producen elementos con masas entre 24 (magnesio) y 50 (titanio) unidades atómicas.
- La siguiente gráfica (Hirschi et al. 2004) presenta la composición química del mismo modelo de $20 M_{\odot}$ donde se ve que el silicio y el azufre dominan, pero que también incluye fósforo, argón, potasio, cloro y calcio.



La combustión de silicio y el equilibrio estadístico nuclear

- Sigue la combustión de silicio, cuyas características son más parecidas a la combustión de neón. Debido a la energía de los fotones, parte del silicio se descompone por la cadena $^{28}\text{Si}(\gamma, ^4\text{He})^{24}\text{Mg}(\gamma, ^4\text{He})^{20}\text{Ne}(\gamma, ^4\text{He})^{16}\text{O}(\gamma, ^4\text{He})^{12}\text{C}(\gamma, 2^4\text{He})^4\text{He}$.
- Dependiendo de la temperatura y la abundancia de silicio, parte o todas las reacciones de esta cadena están en equilibrio con sus reacciones inversas. (Las últimas reacciones están en equilibrio solamente cuando la abundancia de silicio es bajo.)
- La descomposición del silicio, así como otras secuencias de reacciones que producen neutrones, permite la síntesis de todos los elementos entre silicio y los núcleos del grupo de hierro (Cr, Mn, Fe, Co, Ni).
- La siguiente gráfica presenta la composición del modelo de $20 M_{\odot}$ de Hirschi et al. (2004) al término de la combustión de silicio. En este caso, el núcleo más abundante es ^{26}Ni , pero esto puede variar según las condiciones físicas (temperatura, densidad, exceso de neutrones) durante la combustión de silicio.



Escalas de tiempo para las fases de combustión nuclear

- La siguiente gráfica (Hirschi et al. 2004) presenta el tiempo que pasan estrellas de diferentes masas en distintas fases de combustión nuclear.
- Para masas mayores a aproximadamente $20 M_{\odot}$, los tiempos para las fases de combustión nuclear son aproximadamente constantes. Típicamente, en la fase de combustión nuclear una estrella pasará
 - 3-10 millones de años en la combustión de hidrógeno
 - $3-10 \times 10^5$ años en la combustión de helio (una décima parte del intervalo anterior)
 - 100 años en la combustión de carbono
 - del orden de un mes en la combustión de neón
 - un tiempo parecido en la combustión de oxígeno
 - del orden de varios días en la combustión de silicio

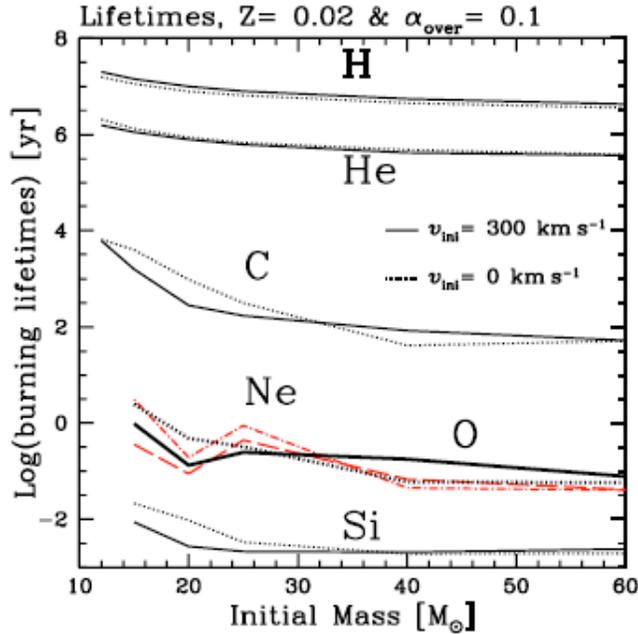


Fig. 4. Burning lifetimes as a function of the initial mass and velocity. Solid and dotted lines correspond respectively to rotating and non-rotating models. Long-dashed and dotted-dashed lines are used for rotating and non-rotating Ne-burning lifetimes to point out that they are to be considered as estimates (see text).

- Notar que las últimas tres fases de combustión tienen escalas temporales parecidas a las escalas de tiempo dinámicas de las envolturas. Entonces, durante estas fases, la envoltura no tiene el tiempo de reaccionar a cambios en la estructura del núcleo y, por su parte, el núcleo percibe una envoltura esencialmente estática. (Aquí se entiende como “núcleo” a toda la zona de generación de energía, entre el centro y la cáscara de combustión de hidrógeno.)
- Los tiempos pasados en las distintas fases no varían mucho debido a que los vientos estelares reducen fuertemente las masas de las estrellas más masivas.
- La gráfica siguiente (Woosley, S. E., Heger, A., & Weaver, T. A. 2002, *Reviews of Modern Physics*, vol. 74, p. 1015) presenta la masa final (y el destino del remanente) de una estrella en función de su masa inicial. Claramente, la masa final depende de la “receta” utilizada para describir el proceso de pérdida de masa (recordamos que el proceso no es del todo entendido en detalle), varios argumentos indican que las estrellas más masivas pierden una gran fracción de su masa inicial a través sus vientos.

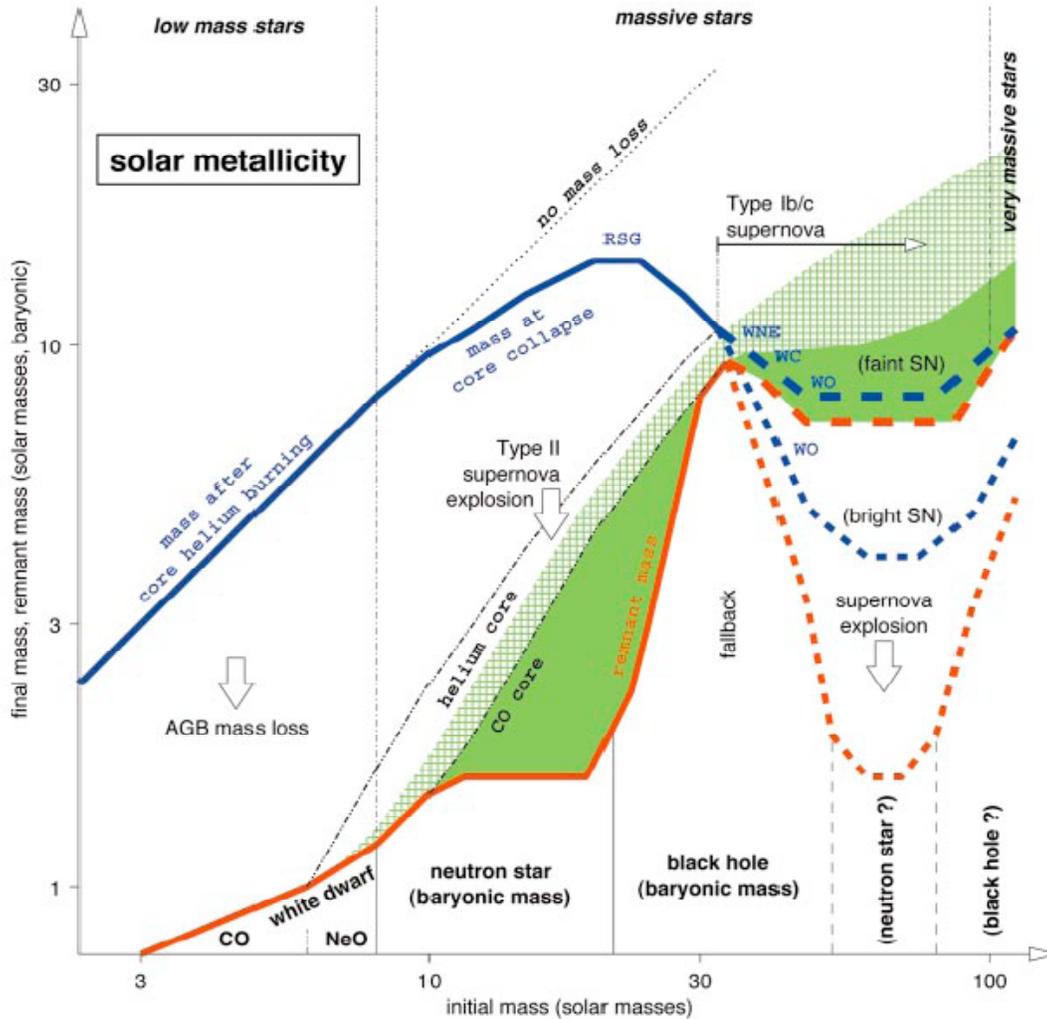


FIG. 16. Initial-final mass function of nonrotating stars of solar composition, similar to Fig. 12. Mass loss reduces the mass of the envelope (blue curve) until, for a mass above $\sim 33M_{\odot}$ the helium core is uncovered before the star reaches core collapse. At this point the star becomes a Wolf-Rayet star and the strong Wolf-Rayet mass loss sets in. We give two scenarios for the uncertain strength of the Wolf-Rayet-mass-loss rate: The short-dashed red and blue lines are for a high mass-loss rate. Here a “window” of initial masses may exist around $50M_{\odot}$, where neutron stars are still formed (bound by higher- and lower-mass stars that make black holes). For a low Wolf-Rayet mass-loss rate (long-dashed red and blue lines) the final mass at core collapse is higher and the “neutron star window” may not exist. Then only black holes are formed above $\sim 21M_{\odot}$. “RSG,” “WE,” “WC,” and “WO” indicate the type of the last mass-loss phase and also the (spectral) type of the star when it explodes. The heavy-element production (green and green cross hatched) is given only for the low-mass-loss case [Color].

La producción de elementos en estrellas masivas

- La siguiente gráfica presenta la composición química del material eyectado por una estrella masiva con respecto a la composición química del sistema solar, que se supone es representativa de la zona local al Sol en nuestra galaxia. Si el material eyectado por una estrella masiva tuviera la misma composición química que el Sol, todos los puntos tendrían un valor de 1.0. Cuando tienen un valor mayor, el material eyectado por una estrella masiva es enriquecido con respecto a la composición química del Sol. Cuando tienen un valor menor, es pobre en comparación con la composición química del Sol.
- Vemos que el material eyectado por las estrellas masivas es fuertemente enriquecida en elementos entre el oxígeno y el niobio.

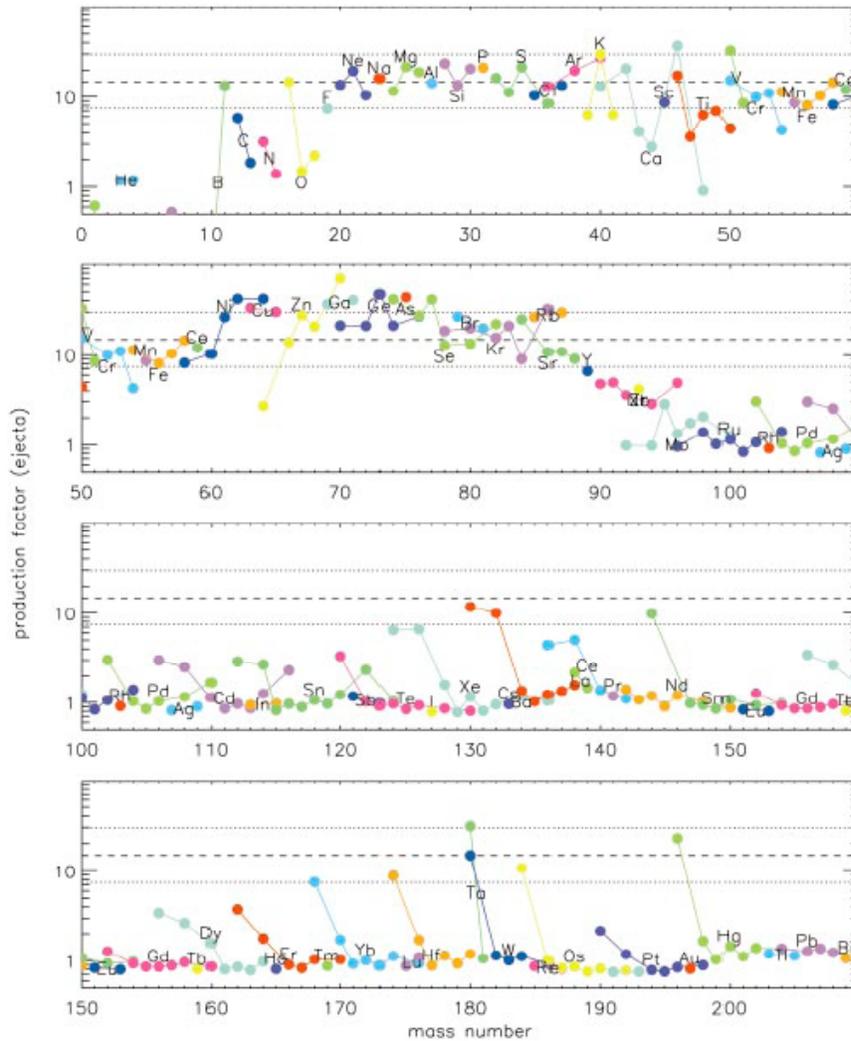


FIG. 27. Final nucleosynthesis from a $25M_{\odot}$ supernova compared to solar abundances (Heger, Woosley, Rauscher, and Hoffman, 2002). Isotopes of a given element are all the same color and are connected by lines. All ejecta, including the wind, are included. A possible r process in the neutrino wind is not taken into account here. The production factor is the ratio of the mass fraction in the ejecta divided by the mass fraction in the sun [Color].

- La comparación de esta producción de elementos con la composición química del Sol es una restricción importante sobre la física nuclear que sucede adentro de las estrellas masivas.

En el diagrama HR...

- Como indica la Figura 2 (página 2), la trayectoria evolutiva de una estrella masiva en el diagrama HR depende fundamentalmente sobre la tasa de pérdida de masa. Dado que los detalles de este proceso son inciertos y hasta desconocido, las trayectorias evolutivas son también inciertos.

Supernovas

Clases de supernova

- Una supernova es el resultado de una explosión que destruye una estrella.
- En el caso de estrellas masivas, una supernova ocurre con el colapso gravitatorio del núcleo después de la combustión de silicio, la cual deja al núcleo sin combustible nuclear con lo cual es factible extraer energía para contrarrestar la gravedad.

- Una supernova puede también resultar de una estrella de masa baja o intermedia en un sistema binario.
 - De las dos estrellas, la más masiva evolucionará más rápidamente que su compañera y, si tiene una masa baja o intermedia, formará una enana blanca.
 - En un sistema binario, existe un punto entre las dos estrellas donde la fuerza de la gravedad de las dos estrellas es igual.
 - Eventualmente, la segunda estrella evolucionará para formar un gigante rojo. Si entonces tiene un tamaño que rebasa el punto donde las fuerzas de gravedad son iguales, empezará a perder masa que se depositará en su compañera que ya es una enana blanca.
 - Si la masa de la enana blanca llega a rebasar la masa de Chandrasekhar, aproximadamente $1.4 M_{\odot}$, la presión de electrones degenerados no será suficiente para contrarrestar la gravedad y se iniciará la combustión explosiva de carbono, lo cual destruirá a la estrella.
 - En esta combustión explosiva, que incluirá la combustión parcial de las fases de carbono, neón, oxígeno y silicio produce un rango de núcleos entre helio y los del pico de hierro.
- En ambos casos, el resultado es una cáscara de gas caliente que es eyectada al espacio.
- Una supernova brilla porque, entre los núcleos eyectados, está una cantidad sustancial de ^{56}Ni , decae por la siguiente secuencia de reacciones de decaimiento β (conversión de un neutrón en protón con la emisión de un electrón)

$$^{56}\text{Ni}(\beta^-) ^{56}\text{Co}(\beta^-) ^{56}\text{Fe} .$$

La vida media para el primer decaimiento β es de 6.1 días mientras que la vida media para el segundo es de 77.3 días. Los rayos gama que acompañen estos decaimientos son la fuente de la luminosidad de las supernovas.

Características observacionales

- Un gran número de observaciones confirman los resultados numéricos van por buen camino.
- Desde el punto observacional, existen dos tipos de supernova, clasificados según si tienen o no líneas de hidrógeno en sus espectros. La siguiente gráfica presenta ejemplos de los espectros de las clases principales (Filippenko, A. V. 1997, *Annual Reviews of Astronomy & Astrophysics*, vol. 35, p. 309). Las clases más comunes son las siguientes.
 - supernova tipo II: el resultado de la explosión de una estrella masiva, se ven líneas de hidrógeno en sus espectros
 - supernova tipo Ia (normal): resultado de la explosión de una enana blanca (descendente de una estrella de masa bajo o intermedia) en un sistema binario, no se ven líneas de hidrógeno en sus espectros
 - Cada tipo de supernova (I o II) incluye varios sub-tipos que son básicamente variaciones de los temas anteriores.

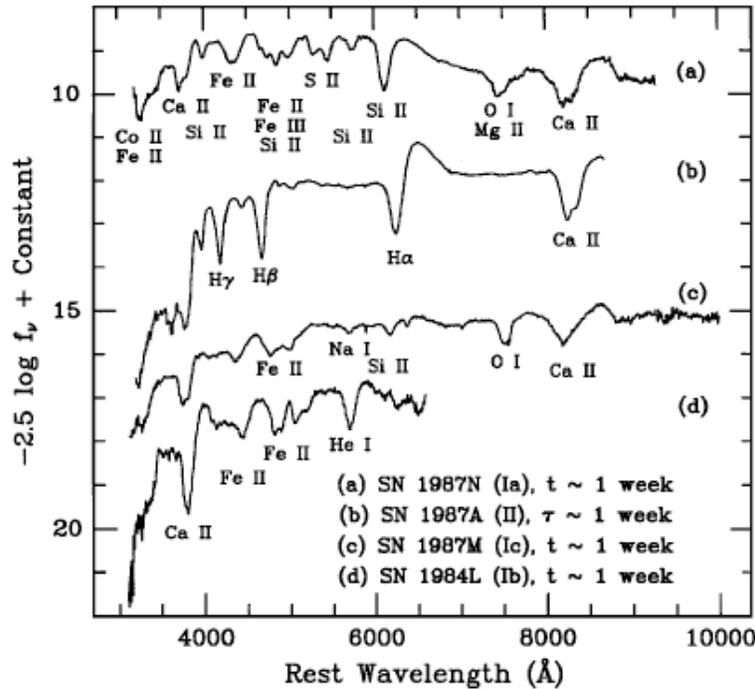


Figure 1 Spectra of SNe, showing early-time distinctions between the four major types and subtypes. The parent galaxies and their redshifts (kilometers per second) are as follows: SN 1987N (NGC 7606; 2171), SN 1987A (LMC; 291), SN 1987M (NGC 2715; 1339), and SN 1984L (NGC 991; 1532). In this review, the variables t and τ represent time after observed B-band maximum and time after core collapse, respectively. The ordinate units are essentially "AB magnitudes" as defined by Oke & Gunn (1983).

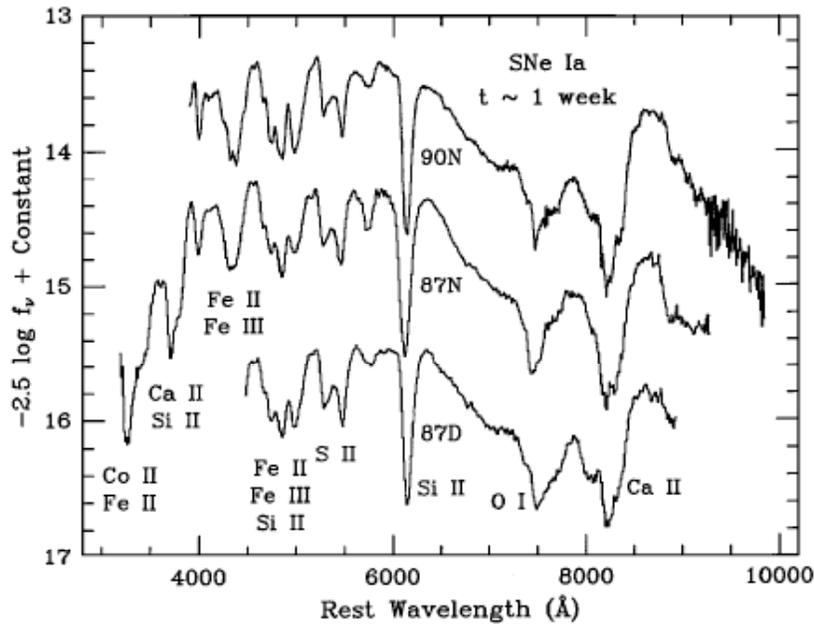


Figure 6 Spectra of SNe Ia about one week past maximum brightness. The parent galaxies and their redshifts (kilometers per second) are as follows: SN 1990N (NGC 4639; 970), SN 1987N (NGC 7606; 2171), and SN 1987D (MCG+00-32-01; 2227).

- La gráfica anterior (Filippenko 1997) presenta los espectros de varios supernovas de tipo Ia. Dado que estas supernovas se producen de una configuración estelar muy constante, se

espera que sean muy parecidas una de otra, lo cual es el caso de esta colección de espectros todos obtenidos al mismo tiempo en su desarrollo.

- Aunque varía el comportamiento de cada clase alrededor del brillo máximo, eventualmente, todas las supernovas tienen brillos que decaen exponencialmente con el tiempo. La siguiente gráfica viene de Filippenko (1997).

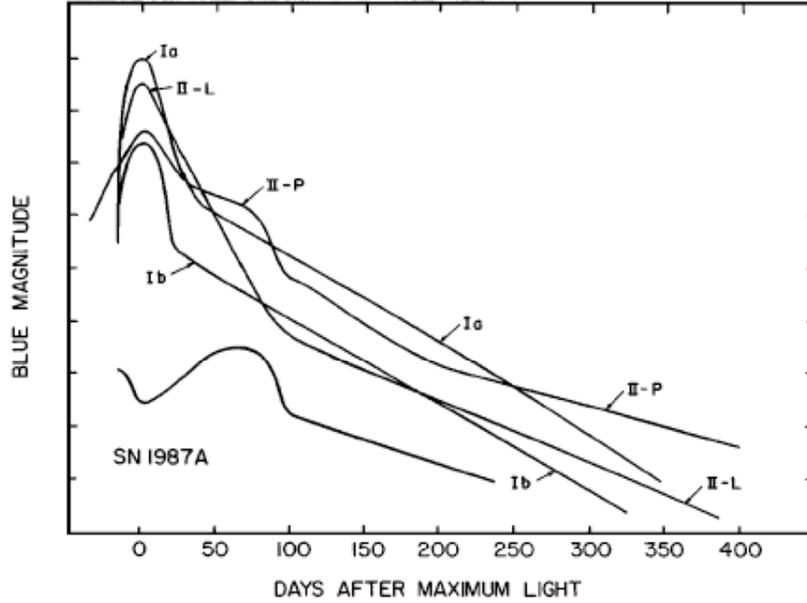


Figure 3 Schematic light curves for SNe of Types Ia, Ib, II-L, II-P, and SN 1987A. The curve for SNe Ib includes SNe Ic as well, and represents an average. For SNe II-L, SNe 1979C and 1980K are used, but these might be unusually luminous. From Wheeler 1990; reproduced with permission.

- El decaimiento exponencial del brillo de las supernovas se espera debido a que su fuente de energía es el decaimiento β de ^{56}Ni y ^{56}Co . Cálculos indican que se requiere del orden de $0.05\text{-}0.1 M_{\odot}$ de ^{56}Ni en el material eyectado para proveer la energía que se observa.
- Dado que desaparece la fuente de energía por decaimiento β , el número, N , de núcleos que quedan por decaer después de un tiempo t es

$$N = N_0 e^{-t/\tau}$$
 donde N_0 es el número de núcleos al tiempo $t = 0$ y τ es la vida media del núcleo.
- En el caso de una supernova, existen dos fuentes de decaimiento β , así que esperamos que la luminosidad, L , varíe según

$$L = L_0 (e^{-t/6.1} + e^{-t/77.3})$$
 donde L_0 es la luminosidad al tiempo $t = 0$ y los dos términos exponenciales se deben a las dos fuentes de decaimiento β . Claramente, para $t > 100$ días, el segundo término, debido al decaimiento de ^{56}Co , domina la evolución de la luminosidad.
- Finalmente, las supernovas tipo Ia y II se encuentran en diferentes tipos de galaxias.
 - En galaxias como nuestra Vía Láctea, la formación de estrellas sigue hasta el presente. Este es generalmente el caso en galaxias de “disco”.
 - En otras galaxias, la formación estelar cesó hace mucho tiempo (desde hace varios 10^9 años) y hoy en día no forman estrellas nuevas.
 - La gráfica siguiente presenta la frecuencia de supernovas tipo Ia y II en distintos tipos de galaxias (van den Bergh, S., Li, W., & Filippenko, A. V. 2005, *Publications of the*

Astronomical Society of the Pacific, vol. 117, p. 773). Las galaxias “E” y “E/Sa” ya dejaron de formar estrellas mientras que las demás siguen formando estrellas hoy en día.

- La diferencia principal entre las dos distribuciones es la falta de supernovas tipo II en galaxias E y E/Sa (sin formación estelar).
 - Dado que las estrellas masivas que producen los supernovas tipo II viven muy poco tiempo y dado que las galaxias E y E/Sa cesaron de formar estrellas hace mucho tiempo, todas sus estrellas masivas habrán producidos sus supernovas hace mucho tiempo también, por lo cual no es una sorpresa que las galaxias E y E/Sa no tienen supernovas tipo II hoy en día.
 - Por otra parte, contienen estrellas de masa baja e intermedia que viven mucho más tiempo y que producen supernovas tipo Ia. Entonces, no es sorprendente que observamos estas supernovas en galaxias sin formación estelar actual.
- Las galaxias con formación estelar tienen ambos tipos de supernovas, lo cual es de esperarse dado que estas galaxias contienen estrellas de todas las masas. Aun dentro de este grupo, se observa que las supernova tipo II son más comunes en las galaxias Sb, Sbc y Sc, que son las con el mayor contenido de estrellas recientemente formadas.

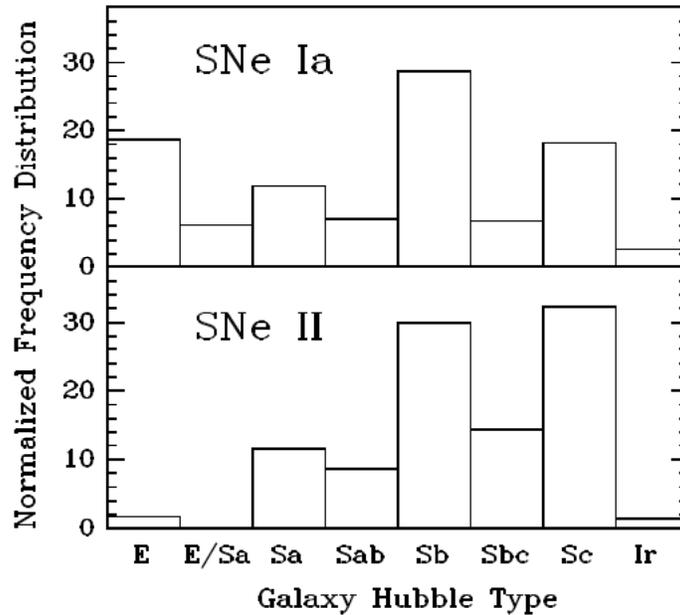
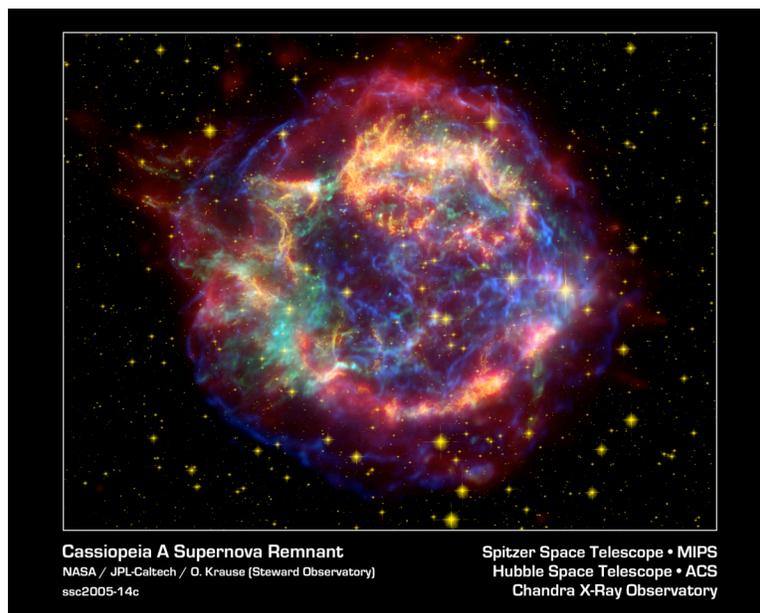


Fig. 1.— Normalized (total = 100) frequency distribution of SNe Ia and SNe II versus host-galaxy Hubble types.

- Las fotos que siguen presentan dos supernovas galácticas recientes. La primera foto es de la supernova del Cangrejo, que explotó en 1054, fue observado en China y es de tipo Ia. La segunda foto es de la supernova Casiopea A, que es de tipo II y que probablemente explotó alrededor de 1667 (no fue observado).



- En el caso de supernovas extragalácticas, se encuentran al comparar imágenes antes y después de que explotan. La imagen siguiente presenta el caso de la supernova SN2005cs en la galaxia espiral M51 tomado por Ray GaBany. La supernova es el punto brillante por debajo del centro de la galaxia en la imagen de la derecha.

