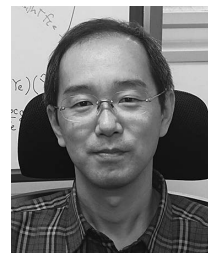


# 巨大質量星の進化と超高輝度超新星

吉田 敬

〈京都大学基礎物理学研究所 〒606-8502 京都市左京区北白川追分町〉

e-mail: yoshida@yukawa.kyoto-u.ac.jp



初期質量が100太陽質量を超える星は巨大質量星と呼ばれている。近年、初期質量が300太陽質量以上と考えられる星が観測され、SN 2007biという非常に明るい超新星に対して巨大質量星が進化した超高輝度超新星の可能性も議論されている。われわれは巨大質量星の進化を計算して星の最終質量の初期質量や金属量に対する依存性を調べた。太陽程度の金属量の巨大質量星では非常に激しい質量放出が起こり水素やヘリウムの外層を含めた質量の大部分が失われる。しかし、金属量が少ない巨大質量星では質量放出の効果は小さく、大きなCOコアをもつことになる。これらの星は最終的に電子対生成型超新星として爆発するか、酸素燃焼の時期から脈動を始めて脈動電子対生成型超新星になる可能性がある。われわれは巨大質量星が進化した脈動電子対生成型超新星の計算を行い、これらの星が放出する $^{56}\text{Ni}$ の量を調べた。この超新星モデルは超高輝度超新星SN 2007biで見積もられた $^{56}\text{Ni}$ の量を説明でき、巨大質量星は超高輝度超新星の起源天体の可能性の一つとなりうるだろう。

## 1. 巨大質量星

太陽の8-10倍よりも重い星は大質量星と呼ばれ、水素燃焼からより重い元素の燃焼過程を経て最終的に中心部に鉄のコアを形成して重力崩壊を起こし、超新星としてその一生を終える。一方、これらの星の上限質量はおよそ150太陽質量程度と推定されていたが<sup>1)</sup>、実際は観測から求めることは簡単ではない<sup>2)</sup>。100太陽質量を超える巨大質量星を生成するには $10^4$ 太陽質量を超えるような巨大な星団が必要である。そしてその中で形成される巨大質量星の数も非常に少ない。また、巨大質量星の寿命は約200-300万年と非常に短いため、若い星団の中でなければ巨大質量星を見つけることができない。さらに、近くの星団に対する空間分解能の高い望遠鏡を用いた観測でなければ、観測された星が単独の巨大質量星か連星系かを区別することもできない。

これまでに発見された有名な巨大質量星としてはピストル星やイータカリーナが挙げられる。ピストル星は高輝度青色変光星で、変光星になるまでに初期質量200-250太陽質量のうち42-53太陽質量が失われたと推定されている<sup>3)</sup>。イータカリーナは約90太陽質量以上の星と30太陽質量以下の星の連星系と考えられていて<sup>4)</sup>、周りには非常に激しい質量放出の痕跡である星周物質が見られる。この星の初期質量は進化の過程に依存するが、おそらく主星は100太陽質量以上の星であっただろう。

一方で、2010年に大マゼラン星雲にある若い星団NGC3063とR136において非常に明るい星の観測が行われた。この観測の結果を恒星進化モデルとを比較することで、NGC3063における三つの星の初期質量が105-170太陽質量、R136における四つの星の初期質量が165-320太陽質量であることが得られた<sup>5)</sup>。これまで初期質量が300

太陽質量という巨大質量星は発見されたことがなく、この観測によって300太陽質量程度の星まで存在しうることがわかった。

初期質量が100太陽質量を超える巨大質量星は以下で示すように進化においてより軽い大質量星とはいくらか異なる特徴を示す。また、最近観測され始めた超高輝度超新星の中には巨大質量星が進化した可能性が議論されているものもある。そこで、ここでは巨大質量星の進化の特徴と巨大質量星が進化した超新星爆発、巨大質量星起源の超高輝度超新星の可能性について議論する。

## 2. 巨大質量星の進化

大質量星は水素燃焼の後で赤色超巨星となり、中心部ではヘリウム、炭素、酸素、ネオン、ケイ素が順々に作られては燃焼し、最終的には中心に鉄のコアができるタマネギ構造の組成分布をもつ星になる。太陽と同程度の金属量（ヘリウムより重い元素の量比）をもつ巨大質量星では炭素燃焼までの星の中心部の進化はおおよそ大質量星と同じである。しかしこれらの星では非常に強い放射圧により大質量星よりも活発な質量放出が起こる。例として図1に太陽と同じ金属量で初期質量が15太陽質量（上図）と140太陽質量（下図）の星における星の質量と対流領域の時間進化を示す。水素燃焼では大質量星、巨大質量星ともに中心で対流が起こり、ヘリウムコアと水素を主成分とする外層という層構造が形成される。大質量星は水素燃焼後に外層が膨張して赤色超巨星（RSG）になり、そこで質量放出が起こる（上図A）。一方、巨大質量星では水素燃焼中から激しい質量放出により外層の大部分が失われ、ヘリウムコアができる前に星は主に水素、ヘリウム、窒素からなるWN型のウォルフ-ライエ星（Wolf-Rayet star）になる（下図B）。そして、水素燃焼が終わるころには組成分布が表面付近までほぼ一様のヘリウム星のようになる。

ヘリウム燃焼期には再び中心で対流が起こりへ

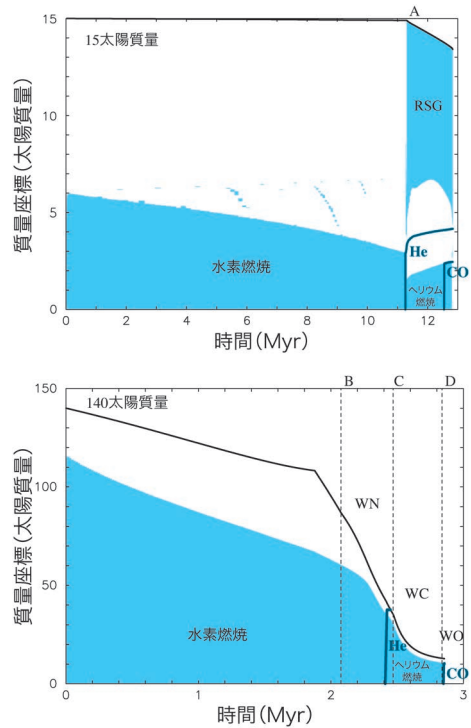


図1 太陽と同じ金属量で初期質量が15太陽質量（上図）、140太陽質量（下図）の星における星の質量と対流領域の時間変化。太い実線が星の質量、青色の領域が対流層を示す。He、COと書かれた青線の内側の領域がそれぞれヘリウムコア、COコアを示す。細い黒線で囲まれた領域はそれぞれWN星、WC星、WO星。

リウムが合成されて炭素と酸素になる。この時、大質量星では水素の殻燃焼も起こりヘリウムコアが大きくなる。一方、巨大質量星ではヘリウム燃焼初期に水素層が失われて星は表面組成が主にヘリウムと炭素からなるWC型のウォルフ-ライエ星になる（下図C）。そして、ヘリウム燃焼期を通してヘリウム外層は放出され続ける。ヘリウム燃焼が終了したときには表面にあるヘリウムのかなりの部分が失われ、主に炭素と酸素からなるWO型のウォルフ-ライエ星になる（下図D）。炭素燃焼以降では進化が短時間のうちに進むため、質量放出の効果は無視できるようになる。図1で示した15太陽質量と140太陽質量の星の最

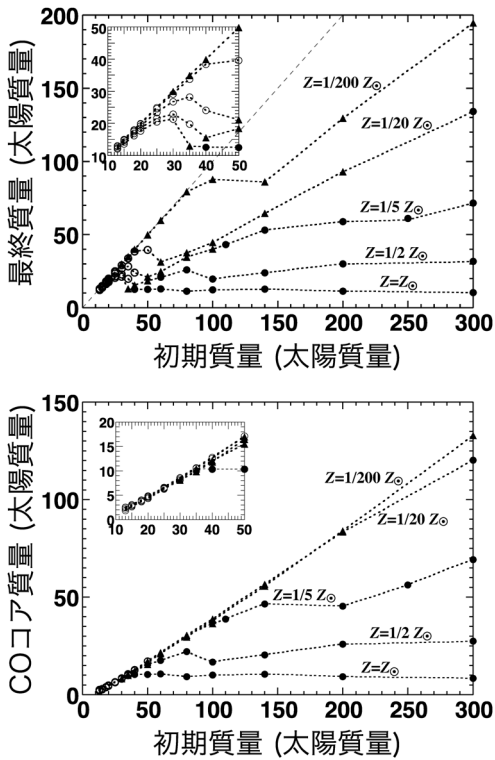


図2 上図：大質量星の初期質量と最終質量の関係。下図：初期質量とCOコア質量の関係。図中左上にある図は初期質量が10-50太陽質量の範囲の拡大図。白丸は赤色超巨星，三角は黄色超巨星，WN星，黒丸はWC星，WO星を示す。Zは金属量， $Z_{\odot}$ は太陽の金属量を示す。上図の灰色点線は初期質量=最終質量。

終質量はそれぞれ13.4太陽質量と12.8太陽質量となった。

大質量星の質量放出は主に放射が鉄やCNO元素などの共鳴吸収線に吸収されるとき運動量交換によって起こる。そのため星の表面付近の金属量が少ないと質量放出の効果も小さくなる。その結果、金属量が少ない星では巨大質量星がより大きな質量をもったままその一生を終えることになる。

われわれは巨大質量星における質量放出の効果の初期質量や金属量に対する依存性を調べるために巨大質量星の進化を炭素燃焼段階まで計算した<sup>6)</sup>。

図2(上)は星の最終質量の初期質量に対する依存性を示す。金属量が太陽程度の星では初期質量が約40太陽質量以上の星はすべて約10太陽質量の最終質量になった。また、金属量が太陽の1/2の巨大質量星はおおよそ20-30太陽質量の最終質量となる。これらの星はほぼCOコアからなる(WO型の)ウォルフ-ライエ星である。

金属量が太陽の1/5程度の星では初期質量が約100太陽質量の星までヘリウム層を残すことができるようになる。また、200太陽質量の星でも最終的な星の質量は60太陽質量程度、300太陽質量の星で70太陽質量程度と、最終的な星の質量が太陽程度の金属量の星の場合よりも大きい。また、星の金属量が太陽の1/200になると巨大質量星でも質量放出の効果は小さくなり、数百太陽質量の星でも水素を主成分とする外層をもつようになる。

図2(下)にCOコアの質量の初期質量に対する依存性を示す。金属量が太陽程度の場合、40太陽質量以上の星ではどれもCOコア質量が10太陽質量程度である。一方、金属量が太陽の1/5程度の星では巨大質量星は40-70太陽質量程度のCOコアをもつことができるようになる。さらに金属量が少ない星の場合、同じ初期質量の星ではCOコア質量が金属量に依存しなくなる。これらの星は質量放出の効果がいいため300太陽質量の星でもヘリウム層が残る。金属量が少ない巨大質量星では大きいCOコアが形成されるため、以下で示すように炭素燃焼以降の進化がCOコアの大きさに強く依存する。

### 3. 巨大質量星が進化した超新星

#### 3.1 電子対生成型超新星

大質量星の最期では星は中心部に鉄コアを形成してから鉄コアの光分解に伴う重力崩壊を起こし、重力崩壊型の超新星爆発を起こすことが知られている<sup>7)</sup>。そして、超新星爆発の後には中性子星が残り、星の大部分は宇宙空間に放出され新し

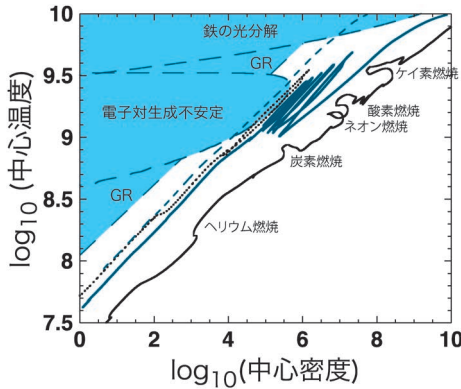


図3 大質量星の進化における中心温度と中心密度の関係。黒実線は金属量が太陽と同じ15太陽質量の星、青実線と黒点線はそれぞれ太陽の1/5の金属量で140, 500太陽質量の星、青破線は金属量が太陽の $10^{-4}$ の500太陽質量の星を示す。水色の領域は電子陽電子対生成、鉄の光分解、一般相対論的效果（GR）により不安定になる領域<sup>8)</sup>。

い星の材料になる。もし星の質量がより大きい場合にはコアの重力崩壊によってブラックホールができ、星全体が爆発せずにブラックホールになるか、超新星爆発が起きて外層を放出すると考えられている。

一方、巨大質量星ではこれとは異なる最期を迎える場合があると考えられている。COコアの大きさが約60-130太陽質量の星では酸素燃焼が爆発的に起き、それによって星全体が吹き飛ばされることになる<sup>9), 10)</sup>。これは電子対生成型超新星<sup>7)</sup> (pair-instability supernova<sup>9), 10)</sup>, pair-creation supernova<sup>11)</sup>) と呼ばれる。

この進化の違いは中心密度と中心温度での進化経路を示した図を用いて示すことができる。図3に金属量が太陽と同じ15太陽質量の星、金属量が太陽の1/5で140, 500太陽質量の星、金属量が太陽の $10^{-4}$ で500太陽質量の星におけるlogスケールでの中心密度と中心温度の進化経路を示した。15太陽質量の星（黒実線）では炭素燃焼の後、ネオン燃焼、酸素燃焼、ケイ素燃焼を経て重力崩壊に至る。この図ではネオン燃焼、酸素燃

焼、ケイ素燃焼のときに一時的に中心での密度と温度がともに下がることがわかる。そして、最初は密度と温度がともに上昇して重力崩壊に至る。

一方、金属量が太陽の1/5で500太陽質量の星（黒点線）では燃焼過程において温度、密度の特徴的な変化をあまり示さず、途中まではほぼ単調に増加している。しかし、中心温度が $4 \times 10^9$  Kに達したところ（図の縦軸で9.6付近）から温度、密度がともに減少していく。この温度と密度の減少が星の爆発に対応していて、これが電子対生成型超新星である。

この図に電子対生成不安定と書かれている水色領域がある。この領域では温度が電子の静止エネルギーに近くなり、密度が電子縮退の効果が現れない程度に低い。そのため、この領域では電子と陽電子が対生成によって生成され始める。その結果、例えば密度が上昇したとしても内部エネルギーの一部が電子と陽電子の対生成に使われ、対生成がない場合ほど圧力が上がらなくなる。通常では星が収縮するとそれに応じて温度、圧力が上がるため星は準静的に進化する。しかし、星がこの不安定領域に入ると、これまで重力収縮に対して圧力が星を支えていたのが収縮しても対生成により圧力が十分に上がらなくなり星を支えきれなくなる。そのため星は短時間で動的に収縮を始める。

星が動的に収縮すると中心温度は急激に上昇する。これによって星の中心にある酸素が短時間に燃焼する。温度がケイ素燃焼を起こせるようになるまで上昇すると引き続きケイ素燃焼も起こる。これらの燃焼過程によって短時間のうちに星の内部で大量の熱エネルギーが作られる。この熱エネルギーが星の重力エネルギーよりも大きくなると星全体が急激に膨張し結果として星全体を吹き飛ばす爆発となる。これが電子対生成型超新星である。この星では最初に重力不安定になり急激な収縮が起こる。急激な収縮に伴う温度上昇によって短時間に大規模な酸素、ケイ素燃焼が起こり、星



全体を吹き飛ばせる熱エネルギーが生成されるのである。

COコアの大きさが130太陽質量を超える星ではより軽い星と同様に電子対生成による不安定になり動的に重力収縮を始めて中心密度，中心温度が上がる。しかし，短時間の酸素燃焼とケイ素燃焼で生成される熱エネルギーが収縮で大きくなる重力エネルギーを上回れないため膨張に転じることなく星は重力崩壊してしまう。その結果，中心にはブラックホールが形成され，星全体がブラックホールになるか重力崩壊型超新星になると考えられている<sup>10), 12)</sup>。金属量が太陽の $10^{-4}$ で500太陽質量の星（青破線）は質量放出があまりなく，232太陽質量のCOコアをもった。そのため電子対生成による不安定領域を通るにもかかわらず電子対生成型超新星にならずに重力崩壊した。

### 3.2 脈動電子対生成型超新星

一方，ヘリウム燃焼により生成されたCOコアの質量がこれよりも軽く約40-60太陽質量の場合には星は上で示した最期とは異なる最期になる<sup>10), 13)</sup>。中心温度が酸素燃焼を起こす程度になると星は不安定になり動的な重力収縮を起こし始める。そして，電子対生成型超新星の場合と同様に酸素燃焼が短時間に起こり熱エネルギーが発生する。しかしこの熱エネルギーは星の重力エネルギーほどには大きくなる。そのため星の中心部で膨張は起こるが星全体は吹き飛ばず，星はやがて再び収縮に転じる。収縮した星は中心温度が酸素燃焼を起こす温度と同程度になると再び動的な収縮を始め，中心部分で燃焼を起こして膨張する。この過程を繰り返すことで中心部分に鉄コアを作り，最終的には大質量星と同じように重力崩壊を起こす。このように電子対生成不安定による脈動を起こしながら重力崩壊して爆発する超新星のことを脈動電子対生成型超新星（pulsational pair-instability supernova）と呼ぶ。

図3の青実線は太陽の1/5の金属量で140太陽質量の星の進化を示している。この星はヘリウム

燃焼後に50.4太陽質量のCOコアを形成した。そして，酸素燃焼が起きるときに電子対生成による不安定になり脈動を6回繰り返した。最終的には鉄のコアを形成した後でこの星は重力崩壊を起こした。

脈動電子対生成型超新星では短時間で星の膨張により外層の速度が脱出速度を超えることで大規模な質量放出が起こることが指摘されている<sup>14)</sup>。一度の脈動により最大で数太陽質量の質量が放出されることもあり，放出された星周物質同士の衝突や脈動で放出された星周物質と超新星放出物との衝突によって光ることで非常に明るい超新星に見える可能性もある<sup>14)-16)</sup>。

## 4. 巨大質量星が進化した超高輝度超新星の可能性

2000年代になると極超新星（hypernova）として観測される超新星より明るく光る超高輝度超新星（super-luminous supernova）が観測され始めた<sup>17)</sup>。最近では最大光度が-21等級以下になる超新星が超高輝度超新星と呼ばれている<sup>18)</sup>。普通の超新星は数百日単位での光度曲線の時間変化は放射性核種 $^{56}\text{Ni}$ と $^{56}\text{Co}$ の放射性崩壊で説明することができ，明るさなどから超新星爆発で元素合成された $^{56}\text{Ni}$ の量を推定することができる。一方，超高輝度超新星の最大光度や光度曲線の時間変化にはばらつきがあり，光度曲線の減衰時間が普通の超新星で見られる $^{56}\text{Co}$ の崩壊時間よりも短いものが多い。そのためこれら超高輝度超新星は超新星爆発時に元素合成される $^{56}\text{Ni}$ の崩壊とは別の機構で明るく光ると考えられている。水素の存在が示されているIIn型の超高輝度超新星は超新星爆発前に星から放出された星周物質と超新星放出物との相互作用で光ると考えられている<sup>19)</sup>。

光度曲線の減衰が $^{56}\text{Co}$ の崩壊で説明することができる超高輝度超新星としてSN 2007biがある<sup>20)</sup>。光度曲線やスペクトルの観測から，この超新星が放射性核種の崩壊によって光るならこの超新星で

は爆発時に3.5-7.4太陽質量の $^{56}\text{Ni}$ が生成されたと推定された。普通の超新星では爆発によって元素合成される $^{56}\text{Ni}$ の量は0.07太陽質量程度なのでSN 2007biでは非常に大きな爆発が起きたことになる。そこでGal-Yamらはこの超新星が約100太陽質量のCOコアをもつ星が親星の電子対生成型超新星の可能性があると主張した。一方、これらの観測から推定される $^{56}\text{Ni}$ の量は非常に強い爆発の重力崩壊型超新星でも説明できることが示された<sup>21)</sup>。ただし巨大質量星が進化した超新星は中心に中性子星ができる超新星ではなくブラックホールができて非球対称に爆発する超新星となる可能性がある。そこでわれわれはSN 2007biでの $^{56}\text{Ni}$ 生成量を再現するような非常に強い非球対称爆発の超新星を考え、爆発的元素合成で生成される $^{56}\text{Ni}$ の量を調べた<sup>6)</sup>。

われわれは金属量が太陽の1/5で初期質量110, 250太陽質量の星が進化した非常に強い爆発の超新星を考えた。110, 250太陽質量の星は進化の途中で大量に質量を放出し、最終的にはそれぞれ43, 61太陽質量のウォルフ-ライエ星となった。星の表面には少しのヘリウムが残っているが主な組成は炭素と酸素である。われわれは中心部に2太陽質量のブラックホールができると仮定し、110, 250太陽質量の星で爆発エネルギーが $5 \times 10^{52}$ ,  $7 \times 10^{52}$  ergの非球対称超新星爆発の流体計算を行った。非球対称の爆発を計算するときには図4のように極軸からの開放角より内側にある内側境界の物質に外向きの運動エネルギーを与えることで流体計算を行った。

図5に爆発的元素合成の結果の一例として、250太陽質量（爆発直前では61太陽質量）の星を開放角 $8^\circ$ で爆発させた超新星の爆発100秒後の放出物の組成分布を示す。この爆発では主に極方向に4.7太陽質量の $^{56}\text{Ni}$ が放出された。これらは爆発的ケイ素燃焼によって作られたものである。そして、その周りに主にケイ素からなる組成の領域ができる。これは爆発的酸素燃焼によって作られ

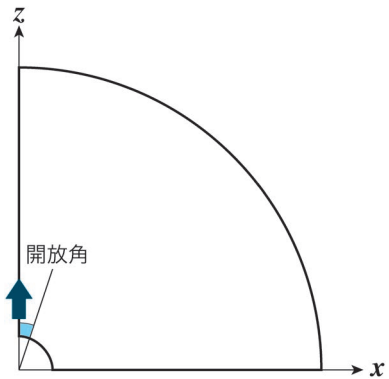


図4 非球対称超新星爆発の計算の初期条件。極軸からの開放角より内側にある内側境界の物質（水色の領域）に外向きの運動エネルギーを与えて爆発の計算をする。

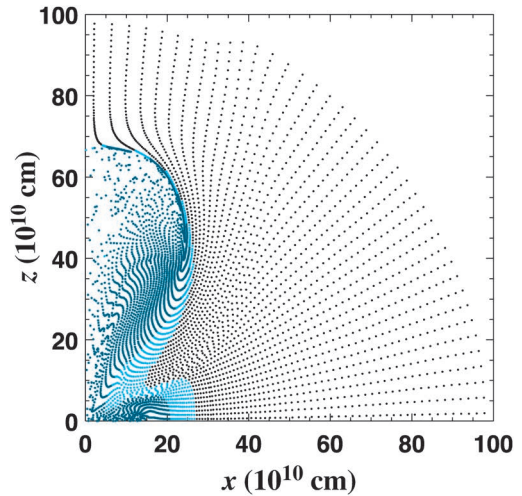


図5 250太陽質量モデルの星を非球対称爆発させたときの超新星放出物の組成分布の一例。青色が主に $^{56}\text{Ni}$ を含む鉄族元素からなる組成、水色が主にSiからなる組成、黒色が主に酸素、ネオン、炭素からなる組成を示す。

た。さらにその周りや赤道面領域には主に酸素、ネオン、炭素からなる組成の領域が見られる。この爆発では57太陽質量の物質が宇宙空間に放出された。

次に、 $^{56}\text{Ni}$ の放出量と開放角との関係について述べる。図6は $^{56}\text{Ni}$ 放出量の開放角に対する依存性を示している。110太陽質量のモデルでは非球

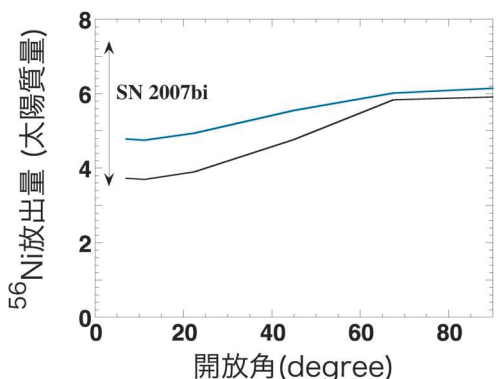


図6 超新星爆発で放出された<sup>56</sup>Niの量と開放角(度)の関係。黒線は110太陽質量モデル、青線は250太陽質量モデル。矢印で示された範囲はSN 2007biで推定された<sup>56</sup>Niの放出量。

対称爆発の時には約3.7太陽質量以上の<sup>56</sup>Niが生成された。球対称爆発では約6太陽質量の<sup>56</sup>Niが生成される。一方、250太陽質量で非球対称爆発のモデルでは約4.7太陽質量以上、球対称爆発のモデルでは約6.1太陽質量の<sup>56</sup>Niが生成された。非球対称爆発の場合、元素合成された<sup>56</sup>Niの一部が赤道面方向から中心天体に落下してしまうため、<sup>56</sup>Niの生成量が少なくなる。250太陽質量のモデルでは爆発のエネルギーが大きいため非球対称爆発でも<sup>56</sup>Ni生成量の減少は少ないという結果が得られた。

図6には比較のためSN 2007biから放出されたと推定される<sup>56</sup>Niの量の範囲も示している。われわれの超新星モデルから得られた<sup>56</sup>Ni放出量はSN 2007biで推定される量に含まれるのがわかる。そのため、今回の計算結果からもSN 2007biが巨大質量星が進化した超新星という可能性があると言えよう。

## 5. まとめと議論

近年、観測された非常に明るい星が初期質量が300太陽質量を超える巨大質量星であると推定された。また、超高輝度超新星の一部は巨大質量星が進化した電子対生成型超新星、脈動電子対生成

型超新星であるという可能性が議論されている。もしこれらの巨大質量星が存在すると、進化の過程において非常に激しい質量放出を行う特徴をもつ。星の金属量が少ない巨大質量星では質量放出はあまり激しくならず数十太陽質量以上のCOコアをもつことが可能になる。このような星では、進化の最期には爆発的な酸素燃焼により電子対生成型超新星になるか、脈動を伴う酸素燃焼とケイ素燃焼を経て非常に強い爆発の重力崩壊型超新星になる可能性がある。

一方で、巨大質量星の進化にはまだ不定性も多く残されている。質量放出率については大質量星の定常的な質量放出率を用いており<sup>22)</sup>、高輝度青色変光星で起こる大規模な質量放出を考慮するには至っていない。また、脈動電子対生成のときにも爆発的に外層が放出される。巨大質量星の最終質量をより正確に見積もるにはこれらの効果も考える必要があるだろう。

超高輝度超新星であるSN 2007biの<sup>56</sup>Niの生成量は電子対生成超新星や脈動電子対生成超新星で再現することができた。しかし、スペクトルから求められる酸素の量が超新星モデルから得られる量よりも少ないなど観測量のすべてが巨大質量星からの超新星で説明できるわけではない。また、最近では光度曲線は<sup>56</sup>Coの崩壊で説明できるが電子対生成型超新星としては否定的な超高輝度超新星も発見された<sup>23)</sup>。これから理論と観測の両方からより多くの情報を出すことで巨大質量星を起源とする超新星の存在を明らかにすることになるだろう。

## 謝辞

富永 望氏には本稿を執筆する機会を与えていただきとともに原稿に関して多くの有用な助言をいただきました。ここに感謝いたします。本稿に関する研究は主に梅田秀之氏、大北辰平氏、高橋 亘氏、石井達穂氏との共同研究として進められました。研究遂行において多くの議論をしていただ

き感謝いたします。また、恒星進化のコード開発において齊尾英行氏、野本憲一氏、岩本信之氏から多くの助言をいただきました。田中雅臣氏、守屋 堯氏、前田啓一氏には超高輝度超新星に関する助言をいただき感謝いたします。

18) Gal-Yam A., 2012, *Science* 337, 927  
 19) 守屋 堯, 2014, *天文月報* 107, 107  
 20) Gal-Yam A., et al., 2009, *Nature* 462, 624  
 21) Moriya T., et al., 2010, *ApJL* 717, L83  
 22) Yoshida T., Umeda H., 2011, *MNRAS* 412, L78  
 23) Nicholl M., et al., 2013, *Nature* 502, 346

### 参考文献

1) Figer D. F., 2005, *Nature* 434, 192  
 2) Crowther P. A., 2013, *Massive Stars: From  $\alpha$  to  $\Omega$* , id. 5  
 3) Figer D. F., et al., 1998, *ApJ* 506, 384  
 4) Hillier D. J., et al., 2001, *ApJ* 553, 837  
 5) Crowther P. A., et al., 2010, *MNRAS* 408, 731  
 6) Yoshida T., Okita S., Umeda H., 2014, *MNRAS* 438, 3119  
 7) 例えば、野本憲一編, 2007, 元素はいかにつくられたか (岩波書店)  
 8) 林 忠四郎, 早川幸男編, 1973, 岩波講座現代物理学の基礎 12 宇宙物理学 (岩波書店)  
 9) Umeda H., Nomoto K., 2002, *ApJ* 565, 385  
 10) Heger A., Woosley S. E., 2002, *ApJ* 567, 532  
 11) Langer N., et al., 2007, *A&A* 475, L19  
 12) Ohkubo T., et al., 2006, *ApJ* 645, 1352  
 13) Umeda H., Nomoto K., 2008, *ApJ* 673, 1014  
 14) Woosley S. E., et al., 2007, *Nature* 450, 390  
 15) Chatzopoulos E., et al., 2013, *ApJ* 773, 76  
 16) 石井達穂, 2014, 修士論文 (東京大学総合文化研究科広域科学専攻)  
 17) Quimby R. M., et al., 2007, *ApJL* 668, L99

### Evolution of Very Massive Stars and Super-Luminous Supernovae

Takashi YOSHIDA

*Yukawa Institute for Theoretical Physics, Kyoto University, Kitashirakawa-Oiwake-cho, Sakyo-ku, Kyoto 606-8502, Japan*

Abstract: A very massive star is a star with an initial mass more massive than 100 solar-mass. We calculate the evolution of very massive stars and show the effect of strong mass loss on their final mass and stellar types. Metal-poor very massive stars end their lives as pair-instability supernovae and pulsational pair-instability supernovae. A possibility for super-luminous supernovae evolved from very massive stars is also discussed.