

水素欠乏超新星の親星の起源

平井 遼 介

〈オックスフォード大学物理学科 Keble Road, Oxford, OX1 3RH, United Kingdom〉

e-mail: ryosuke.hirai@physics.ox.ac.uk



太陽の約8倍以上もの質量をもつ大質量星の多くは、重力崩壊型超新星爆発という形で劇的な最期を迎える。近年の大規模サーベイによって超新星爆発を起こす星（親星）の生前の姿が徐々に明らかになってきている。なかでも水素外層を失っている親星に関しては爆発後に連星の相方も発見される例が増えてきており、過去の進化の様子について新たな手がかりを与えてくれている。本記事ではIPTF13bvnという超新星に注目し、超新星自身やその親星の観測データを用いて過去の進化経路に迫ったわれわれの研究を紹介する。

1. 超新星爆発と連星

超新星とは、太陽よりも何倍も重たい大質量星が様々な元素を燃やしながらか進化していった末に起こす爆発現象であると考えられている。詳細な爆発メカニズムはまだ正確には知られていないが、星中心部の「コア」と呼ばれる部分が重力崩壊を起こしそれがきっかけとなって爆発するとされており、このことから重力崩壊型超新星爆発とも呼ばれる^{*1}。爆発後にはコアの一部が中性子星やブラックホール（Black hole; BH）として残される。星が爆発するか否かはほとんどコアの性質によって決まるため、実際に爆発する際には必ずしも大質量である必要はない。実際、観測されている超新星の爆発噴出物質量は15太陽質量程度から1太陽質量以下まで広範囲にわたる。近年の観測では爆発噴出物が僅か0.1太陽質量程度しかないような超新星も見つかってきている^{1),2)}。爆発後に残される中性子星の質量が典型的に1.4太陽質量程度であることを考えると、この場合に

爆発した親星は1-2太陽質量程度のかなり小さな星だったはずである。超新星爆発を起こせるほど大きなコアを作るには初期に約8太陽質量以上の質量をもつ星が進化する必要があるため、上記のような親星はかなりの質量を爆発までに失わなければならない。

では星はどのようにしてそれほど多くの質量を失うのだろうか？ 大質量星がコアを作ってから爆発するまでに質量を失う機構については大きく分けて二つ提唱されている。一つは大質量星の進化後半で吹き始める強い星風によって質量を失う方法である。初期質量が約25太陽質量以上の非常に重くて明るい星は進化の後半で強い星風を吹かすことが知られており、これによって外層の大半を失うことができる。もともと重い星であるためコアの質量も大きくなり、外層を失っても爆発時の星の質量は大きい（8太陽質量以上）。もう一つの説は連星相互作用によって質量を失う方法である。宇宙に存在する星の約半数は二つ以上の星が公転し合っている「連星系」という系をなし

^{*1} 炭素爆発型超新星と呼ばれる別の種類の超新星があるが、本記事では重力崩壊型のみを扱い、これを超新星と呼ぶことにする。

ていることは昔から知られているが、その割合は質量が大きいほど高いことが近年の観測から明らかになってきた。特に、主系列段階のO型星^{*2}の観測に絞るとほぼすべてが連星系をなしているという観測結果も報告されている³⁾。超新星は基本的に大質量星に由来するため、超新星親星の多くは連星系内にあると言える。なかでも比較的軌道長半径の短い連星系内で星が進化すると、主星と伴星の間の距離が近いため質量や運動量をやり取りすることで星自身と軌道を相互に変化させる。このプロセスは「連星相互作用」と呼ばれ、大質量星の約7割は連星相互作用を経験するとも言われている⁴⁾。

星風も連星相互作用もどちらも質量損失の機構として存在していることは確認されているが、それぞれの寄与の度合いは星の性質や連星の軌道によって異なり理解が容易でない。大質量星の進化は宇宙の進化を司っていると言っても過言ではないため、その星の進化を左右する質量損失の機構を理解することは非常に重要である。本記事では観測されている超新星の特徴から大質量星の性質や進化の謎に迫る。

2. 水素欠乏超新星

2.1 水素欠乏超新星とは

超新星は、その観測的特徴からいくつかの種類に分類されている。まず、最大増光時のスペクトルに水素の吸収線が見られるものをII型、ないものをI型と呼ぶ。I型はさらに、ケイ素の吸収線があるIa型、ケイ素の吸収線はないがヘリウムの吸収線が見られるIb型に分けられ、それ以外はIc型に分類される。一方、II型は光度曲線の形が異なるIIP型やIIL型、さらには細いスペクトル線が特徴のIIn型や、ピークを超えると水素の吸収線が消失しIb型のような光度曲線をたどる

IIf型などが知られている。これらの中でもIa型は炭素爆燃型超新星と呼ばれ、重力崩壊型超新星とは根本的に異なる爆発機構をもつため本記事では扱わない。また、それぞれさらなる細かな小分類が提唱されているが本記事では割愛する。

大質量星は爆発する段階で表面から順に水素、ヘリウム、炭素…と、各元素が層をなすたまねぎ構造をしており、前述のような機構で質量を失うと水素から順に失うことになる。水素層の大部分を失うとIIf型、すべて失うとIb型、さらにヘリウム層まで失うとIc型というように、超新星のスペクトルの多様性は親星の質量損失の度合いを反映していると考えられている。本記事では、IIf, Ib, Ic型の超新星をまとめて水素欠乏超新星と呼ぶことにする。

近年の観測サーベイによれば、水素欠乏超新星が全重力崩壊型超新星に対して占める割合は約3分の1である⁵⁾⁻⁷⁾。まだ測定数は少ないものの水素欠乏超新星の典型的な爆発噴出物質量は2-4太陽質量という小さな値をもつことがわかってきた⁸⁾。また、超新星周辺の星の観測から、25太陽質量以上あるような非常に重い星が爆発しているわけではなさそうだという事もわかってきた⁹⁾。これらの観測事実はすべて連星相互作用の寄与が支配的であることを示唆している。では大半の水素欠乏超新星が連星進化を経ているとして、何がIIf型やIb型などの違いを生み出しているのだろうか？

2.2 水素欠乏超新星の親星観測例

観測技術の発展に伴い大規模なサーベイが可能になってきた現代、超新星が見つかった後に過去の同じ位置の観測データから超新星の親星自身が発見されたり制限がつけられたりする事例が増えてきた。そのおかげでさまざまな超新星の親星の性質について示唆が得られるようになってい

*2 主系列とはコアができる前の水素燃焼段階のこと。O型は星のスペクトルによる分類の中で一番表面温度が高い分類。約16太陽質量以上の星がO型星として観測されるとされている。血液型ではない。

親星	伴星
SN2013df (I Ib)	SN1993J (I Ib) SN2006jc (I bn)
SN2016gkg (I Ib)	SN2011dh (I Ib) SN2001ig (I Ib)
SN2017ein (Ic)	伴星への制限
	iPTF13bvn (Ib) SN1994I (Ic)
	SN2008ax (I Ib)

図1 親星や伴星について観測や制限がついている水素欠乏超新星のまとめ。

る。また、その後超新星を長期にわたって観測することで元の親星が消えたことを確認できるほか、もともと連星系を組んでいた場合には残存する相方が浮かび上がってくる可能性もある^{*3}。伴星が見つかるとその大きさなどから元の親星連星自体についてさらなる制限をかけることができる。

現在（2018年5月時点）のところで、全部で約30の超新星について親星が同定されており¹⁰、そのうち7つが水素欠乏超新星である。ほかにも12の水素欠乏超新星について親星の明るさに対する制限がついている¹¹。図1に親星が同定されている超新星、およびその後の長期観測によって伴星の存在が確認されたり伴星に制限がかけられているものをまとめてある。親星が受かっていて5年以上経過している超新星の中でも伴星が発見されているものや未発見のもの、さらには親星に関する情報はないものの伴星に関する情報のみ存在するものもいくつか存在する。超新星として観測されている数はIbやIcがI Ib型よりも多いにもかかわらず^{5),7)}、水素欠乏超新星の中で親星も伴星も受かっている数が多いのはI Ib型であることがわかる。

図2にこれまで受かっている水素欠乏超新星親星（SN2017einを除く）のヘルツシュプルング・

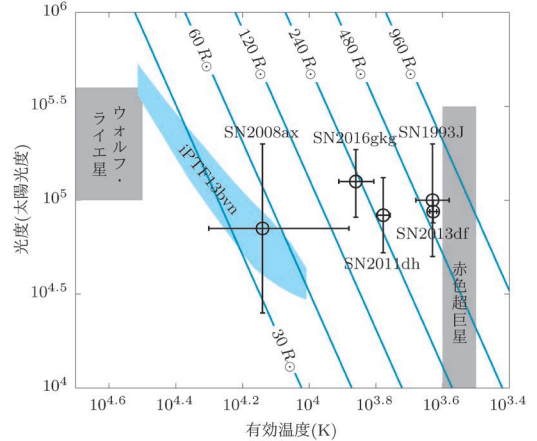


図2 これまでに知られている水素欠乏超新星親星のHR図上の位置¹³⁾⁻¹⁸⁾。

ラッセル図（Hertzsprung–Russell diagram, HR図）上の位置を示した。一般的なIIP型超新星は赤色超巨星として爆発するのに対し、水素欠乏超新星は比較的温度が高い（半径が小さい）親星をもつことがわかる。また、光度はそれぞれ同じような値をもつが温度（半径）は大きな多様性を示している。このことから水素欠乏超新星を起こすような親星は同じような質量の星に由来し、連星の軌道長半径によって最終的な姿が決まるのだと考えられる¹²⁾。しかし、この場合には比較的大きな伴星が残されると予想されるがその伴星がなかなか見つからないケースもあり、統一的な理解をするのが難しい状況である。まずは個別の超新星についてもっと詳しく知る必要があると考え、われわれは特にこの中で唯一のIb型超新星であるiPTF13bvnに注目して研究を行ってきた。

3. 超新星 iPTF13bvn

3.1 初めて見つかったIb型超新星の親星

超新星iPTF13bvnは、世界時2013年6月16.2

*3 親星が見つかっている超新星はその後に親星が消えたことを確認することでそれが確実に親星であったことが証明できる。伴星が発見されているとされる超新星に関しては、偶然同じ視線方向に存在する星であったり超新星の残光であったりする可能性も捨てきれないため注意が必要である。

日にNGC5806という銀河で発見されたIb型超新星である¹⁹⁾。発見と同時に過去のハッブル宇宙望遠鏡によるデータから親星らしき天体が同定され、Ib型では初の事例であったことから早くから注目を集めた。この親星に関するデータは爆発の約8年前に取られたもので、三つの波長で明るさが測られていたため星の明るさだけでなく表面温度にも強い制限がかけられた(図2の水色の領域)。爆発してまだ間もない頃は、親星が単独の10太陽質量程度のウォルフ・ライエ(Wolf-Rayet)星であると研究もあったが²⁰⁾、その後に爆発噴出物の質量が2太陽質量程度と小さいことがわかったため単独星モデルは棄却され親星は連星系を組んでいたと確実視されるようになった^{21),22)}。爆発時の親星質量も3.5太陽質量程度と小さかったはずなので、図2の水色の領域の中でも右下の比較的光度の低い部分にいただろうと制限がつけられた。しかし、親星がどのような連星相互作用を経てどのような進化をたどってきたかを確定させるにはまだ情報が不足していた。

3.2 どういう連星相互作用で外層を失ったのか？

ここまで詳細な説明を省いてきたが、一言で連星相互作用と言っても潮汐力や重力波放出、質量輸送、3体以上の連星の場合には古在効果など、さまざまな形がある。基本的にはすべての要素が複雑に絡み合って連星の進化が決まるが、最も影響が大きいのは質量輸送である。星の進化は基本的に質量で決まるため、質量の変化はその後の行く末を大きく変える。

星は進化するとともに半径が著しく膨張する段階がある。このとき、星の体積がロッシュローブ(Roche lobe)と呼ばれる自身の重力圏を超えて膨らむと外層の一部が伴星の重力圏に捉えられ吸い取られてしまったり、遠心力によって系外に飛ばされたりしてしまう。この現象はロッシュローブオーバーフロー(Roche lobe overflow)と呼ばれ、表層のガスを失った星はそれによって縮んだ

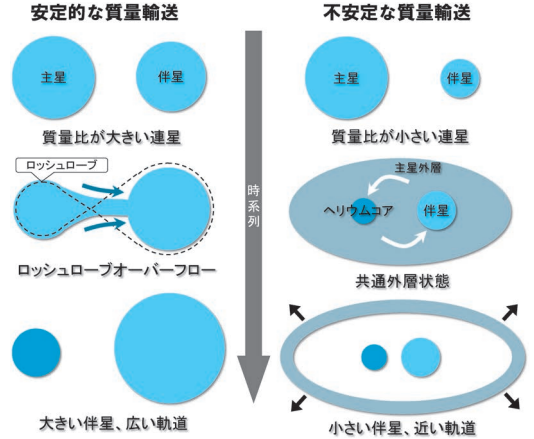


図3 安定/不安定な質量輸送のイメージ図。

り膨らんだりする。同時に連星の軌道とロッシュローブの大きさも変化するため、質量変化によって主星がロッシュローブ内に収まって質量輸送が止んだり、逆にロッシュローブを大きく超えてさらに物質が流出しやすくなったりする。前者の場合は安定的に質量輸送が進み、長い時間をかけてたくさんの質量が主星から伴星へと渡される。結果として図3の左側のように主星は誕生時よりかなり軽く、伴星は誕生時よりもかなり大きな質量にまで成長することができる。一方、後者の場合は質量輸送が不安定に進み伴星が降着するよりも早く主星からガスが流れてくるため、伴星が主星の外層に完全に飲み込まれてしまう。すると、図3の右側のように伴星が濃いガスの中を運動する形になり星とガスとの間で摩擦が生じる。この摩擦によって運動エネルギーを失い、伴星はどんどん中心のほうへ沈んでいく。このとき、伴星と主星のコアが共通の外層中を公転しているような状況に陥ることからこの状態を「共通外層状態」と呼ぶ。失われた軌道エネルギーは外層に渡されるが、エネルギー変換効率が低いと濃いガスが周囲に漂い続けるため伴星と主星コアは最終的に合体してしまう。逆に効率が高ければ合体してしまう前に外層に十分なエネルギーを与え吹き飛ばすことができ、伴星と主星コアが非常に短い軌道

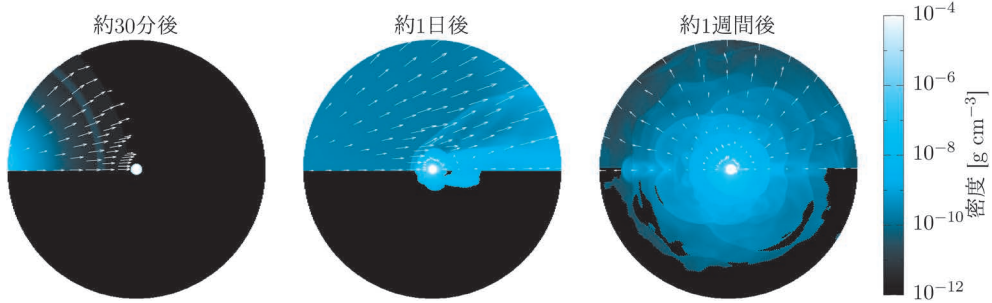


図4 iPTF13bvnにおける爆風衝突効果のシミュレーションの様子. 円の左側外部にいる主星が爆発したという想定で計算を行っている. 下半分は星に束縛されている領域だけに色をつけてある. 白い矢印は速度ベクトルだが, 見やすくするためにそれぞれ拡大率を変えてある.

で公転しているような近接連星が残される. このように, 共通外層状態を経た上で合体を免れた連星は主星の外層が完全に剥ぎ取られ, 軌道が一気に縮むのである. またこの現象は数百年という(星の寿命と比べて)極めて短い時間スケールで完了すると考えられているため, 伴星は共通外層状態前後でほとんど変化がない²³⁾.

質量輸送が安定的に進むか不安定になるかは主星外層の状態や伴星の重さ, 連星軌道などさまざまな要因が絡むため一概に判断はできないが, 一般的に伴星が重いほど安定に進みやすい. 伴星質量を主星質量で割った質量比が大雑把に0.6-0.8以上であれば質量輸送が不安定にならずに進むとされている. 共通外層状態は複雑で極めて取扱いの難しい現象であるため, iPTF13bvnの親星に関する初期の研究では重い伴星がいたと仮定して安定的な質量輸送を経るような進化経路が精力的に調べられた^{21),22)}. 当時の連星進化計算によれば主星が20太陽質量前後, 質量比が0.8以上, 軌道周期が4日前後の連星であれば安定的な質量輸送によって主星が水素外層をすべて失って3.5太陽質量までに縮み, 爆発直前の表面温度や光度が観測されたものと合致できることがわかった. その計算では質量降着によって伴星が約18-45太陽質

量ほどの明るく青い星に成長した. そして, その青い伴星は超新星の約3年後に浮かび上がってくるだろうという予言がされたのである^{*4}.

3.3 爆風衝突効果

われわれはそれまで主に超新星爆風が伴星に与える影響について研究していたため²⁴⁾, iPTF13bvnの場合にも何か爆風による影響があるかどうかを調べることにした. まず先行研究で行われた連星進化計算と同様の計算を独自に行い, iPTF13bvnの親星の観測データと矛盾しないような連星モデルを複数構築した. そして, それらの主星を爆発させてその爆風が伴星に衝突する様子を流体数値シミュレーションによって再現した. 図4にそのシミュレーションの様子を示している. 爆風が伴星表面に衝突すると同時に星の前方と内部に衝撃波が形成される. 内部を通過する衝撃波によって星の外層は加熱され, エネルギーが注入される. この余剰熱によって星は大きく膨張する可能性があることがわかった. 多次元流体力学シミュレーションではこの膨張を追いきれほどの長時間計算ができないため, 1次元恒星進化計算で星が膨張する様子を追った. その結果, 爆風衝突効果による余剰熱の影響で1年後から数十年にわたって伴星が大きく膨張し表面温度が下がり赤

*4 伴星が明るいと, 爆発前の画像で受かっていた星は主星ではなく伴星が見えていたのではないかと疑問が生じる. しかしこの時点での伴星は青いため, 爆発前の観測で使われていた赤～赤外線にかけての波長域では温度の低い主星のほうが明るく見える.

くなることがわかった²⁵⁾。光度に大きな変化はないものの、色が変わることで可視光や赤外線の波長で観測したときには青い星よりも明るくなり見つかりやすくなる。

3.4 見つからなかった伴星

iPTF13bvnの発見から2年後の2015年、親星に付随していたはずの伴星を探すべくハッブル宇宙望遠鏡による追観測が行われた²⁶⁾。その結果、爆発前に存在していた親星が消えていることが確認された。しかし、目的の赤く明るい伴星は見つからなかった。それだけでなく、もともと予想されていたような青く明るい伴星もいなかった。もしそこに伴星がいたとしても20太陽質量未満でなければならぬとわかったのである。

大きい伴星が見つからなかったことによって、親星連星は先行研究で仮定されていたような伴星への安定的な質量輸送を経験していなかった可能性が高まった。そこで、すぐに次の候補として小さい伴星への不安定な質量輸送を経ているパターンが候補に挙げられた²⁷⁾。JJ Eldridgeらは独自の連星進化計算を元に11太陽質量前後の主星と3-9太陽質量の伴星からなる連星が共通外層状態を経れば、爆発前の主星の明るさを再現しつつ現在の観測にかからないような暗い連星を作ることが可能であると主張した。しかし彼らは共通外層状態を安定的な質量輸送の延長のように取り扱っており、実際の共通外層状態のような激しく速い進化を正しく表しきれていないとは言えないものであった。

われわれは単純なエネルギー保存を元にした古典的な方法を用いて、共通外層状態を経た進化によってiPTF13bvnの親星を作ることができるかを定量的に調べることにした。前述のように、共通外層状態が成功するためには外層を吹き飛ばすために必要なエネルギーを軌道エネルギーなどか

ら供給することが必要条件となる。外層の束縛エネルギーがわかれば、それを吹き飛ばすほどのエネルギーを供給するために連星軌道が最終的にどこまで縮まなければいけないかを見積もることができる^{*5)}。この限界軌道長半径でのロッシュローブ体積が主星もしくは伴星の体積より小さい場合、共通外層状態後に連星が安定的な軌道を保てないため合体に至ってしまう。逆に言えば限界軌道長半径でのロッシュローブ体積が両方の星の体積より大きければ共通外層状態は成功したといえる。多くの場合、外層を剥がされた主星はヘリウムコアだけを残り体積が非常に小さくなるため伴星の大きさだけを気にすれば良いのだが、われわれはその後の主星の進化に目をつけた。仮に共通外層状態が成功したとしてもそこから爆発するまでに主星は進化し膨張する可能性がある。しかし膨張した星の体積がロッシュローブ体積を超えた場合、はみ出した部分はすぐに伴星に吸い取られてしまうため星はロッシュローブを超えて膨らむことができない。図2の水色の領域を見るとiPTF13bvnの親星は爆発直前で約30太陽半径以上の半径をもっているはずなので、ロッシュローブもこれより大きくなければならぬ。つまり、上記のエネルギーの見積もりから得られる限界軌道長半径でのロッシュローブが30太陽半径の星より大きくないとiPTF13bvn親星の爆発前の観測データは再現できないのである。

限界軌道長半径を定量的に評価するため共通外層状態を簡易的に再現するような計算を行った。まずさまざまな質量や金属量をもつ星の進化計算を行い、巨星段階に入ったら人工的に水素層を取り除き、その後のヘリウムコア質量や光度、水素層除去前後の束縛エネルギー差(=外層の束縛エネルギー)などを計算した。その結果、ヘリウムコアが3.5太陽質量前後で光度が図2の水色の領

*5 実際は軌道エネルギーが100%の効率で外層に渡されるわけではなく、運動エネルギーや輻射エネルギーなどに変換されるため効率は低くなる。この場合はさらに軌道は縮む必要がある。逆にほかのエネルギー源が存在する場合は軌道エネルギーから供給する分を減らせるため、限界軌道長半径は広がる。

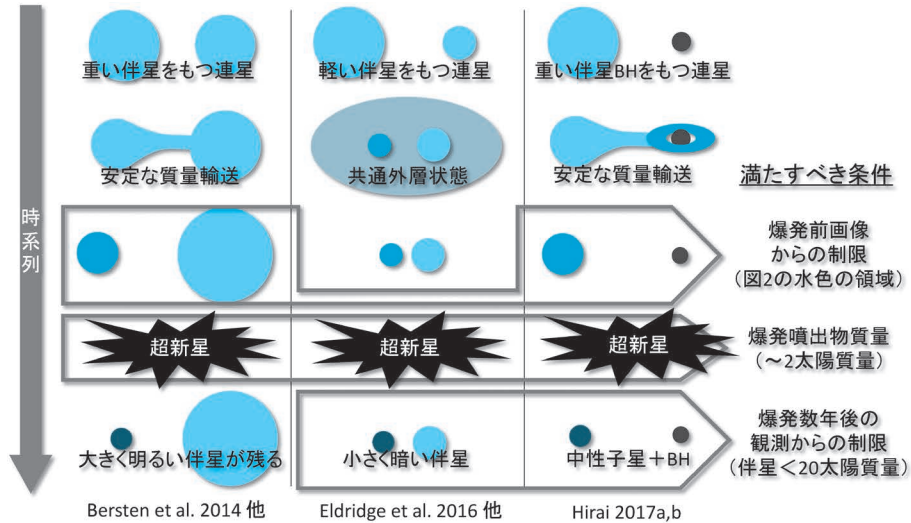


図5 iPTF13bvnのさまざまな親星形成シナリオと観測からの制限との整合性.

域に入るような星は15-17太陽質量程度であることがわかった。また、外層の束縛エネルギーから見積もられる限界軌道長半径が最大でも10太陽半径程度であることがわかった。このような軌道長半径でのロッシュロブ半径は数太陽半径にしかならないため、観測されている下限(30太陽半径)とは10倍以上も開きがある。限界軌道長半径を広げる方法としては共通外層状態後の星風による質量放出、共通外層状態の外層を吹き飛ばす際に軌道エネルギー以外のエネルギー源が寄与する²⁸⁾、などが考えられるが、どちらも10倍以上軌道を広げるには到底足りない。以上をもって、われわれはiPTF13bvnの親星は共通外層状態による進化では作れないだろうと結論づけた¹⁷⁾。

3.5 新たな進化シナリオ

振り出しに戻る恰好となってしまったが、結局iPTF13bvnの親星はどのような進化をたどったのだろうか？ 爆発噴出物の量からして連星相互作用を経たことは間違いないが、安定的質量輸送が起こった場合に残るはずの大きな伴星は見つからず、不安定な質量輸送の末に共通外層状態を経たにしては爆発前の親星の半径が大きすぎる。そこで、伴星が見えないならブラックホールなのでは

ないかという説に行き着いた(図5)。安定的質量輸送が起きるかどうかは伴星の質量で決まるため、同じ質量であれば星であってもブラックホールであっても主星から見れば関係ない。そして、伴星がブラックホールならば現在伴星が見えないという事実とも矛盾しない。実際にブラックホールを伴星として連星進化計算を行った結果のHR図上の進化が図6である。安定的な質量輸送で質量を失った後に複雑な進化を経て最終的に親星が観測された水色の領域上で爆発していることが読み取れる。これは数多く行った計算の一例を示しているだけだが、異なる軌道長半径や質量などほかの条件でも同様の進化をたどるケースがあることがわかった¹⁷⁾。特に伴星ブラックホールの質量は主星の0.8倍以上であればなんでもよく、たとえ100太陽質量のブラックホールがいたとしても主星は同じような進化をたどる。いずれにしてもこのシナリオでは最終的にブラックホールと超新星後にできた中性子星が連星を組んだまま残される。残念ながら軌道が広すぎるため近いうちに合体して重力波を放出するようなことはないが、ブラックホール-中性子星連星が存在することの間接的な証明になるかもしれない。

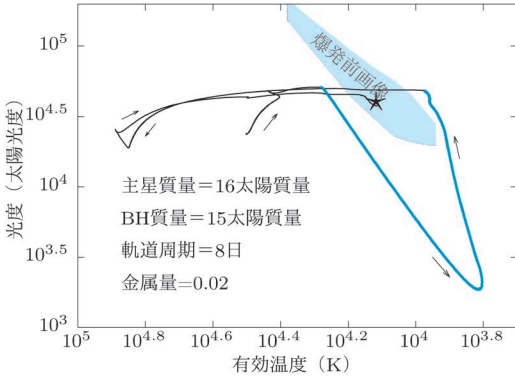


図6 ブラックホールを伴星にもつ主星のHR図上の進化経路。青い太線は質量輸送中の部分，星印が爆発時の位置。

これで解決かと思われたが、このシナリオは伴星として主星の0.8倍以上のブラックホールが存在したという仮定に基づいている。ブラックホールは一般に大質量星のなれの果てであるため、この伴星ブラックホールも過去に星だった時代があり、実はこの連星の「元祖主星」だったはずなのである。この元祖主星が当時の伴星（後のiPTF-13bvn親星）と連星系を組み連星相互作用を経験した末に正しい質量かつ正しい軌道でブラックホールにつぶれることができなければこのシナリオは成り立たない。われわれは、元祖主星が約70太陽質量以上で当時の伴星と共通外層状態を経れば目標のブラックホール連星を作ることができると考えている²⁹⁾。ブラックホールの形成自体がまだよく理解されていないため強く主張はできないが、逆にいくらでも可能性があるとも言える。もし本当に70太陽質量以上の星がつぶれたのだとしたら、これは宇宙の中でも非常に珍しい連星であったと言える。なぜなら70太陽質量以上の星は宇宙に存在する星の0.1%以下の割合でしか存在しないからである。iPTF13bvnはIb型超新星の中でも特に珍しい進化経路を経て作られたことでたまたま親星が発見されたのかもしれない。それゆえ親星が受かっているIb型超新星がほかの型と比べ著しく少ないのだろう。そして

通常のIb型超新星は図5の2列目のケースのように共通外層状態を経て半径の小さなウォルフ・ライエ星になり、可視光や赤外線では暗いためサーベイにかかることなく爆発するのだと考えられる。

4. 今後の展望

この夏、iPTF13bvnについてハッブル宇宙望遠鏡での2度目の追観測が行われることが決定している。爆発から5年経った今、超新星の残光はほとんど残っていないと思われるため今度こそは伴星が見つかるかと期待されている。もしわれわれの予測が正しければ伴星はブラックホールであるため何も見つからないはずである。伴星が見つかるにしろ見つからないにしろわれわれの連星進化に関する理解を深めてくれるはずなので期待して結果を待ちたい。

また、今後もさまざまなサーベイのおかげで超新星の発見数およびそれに付随する親星の発見数がどんどん増えていくことは間違いない。数が増えるにつれ親星と超新星との関係を統計的・系統的に探ることができるようになる。本記事で紹介したように個別の超新星に注目しても数年で定説が二転三転するほど大質量連星の進化は複雑で難解である。今後の数多くの超新星と親星の観測例が大質量星及び連星の進化に関する理解を助けてくれることを期待したい。

謝辞

本記事は筆者の学位論文の一部およびそれに関連して出版した学術論文に基づいています。在学時に根気よく温かいご指導をいただいた指導教官の山田章一教授、本研究に当たってさまざまな議論に付き合っていたいただいた山田研究室のメンバーにこの場を借りて感謝の意を表したいと思います。また、本稿の執筆の機会をくださった中村航氏にも深く感謝いたします。

参考文献

- 1) Drout, M.R., et al., 2013, ApJ, 774, 58
- 2) Tauris, T.M., et al., 2013, ApJ, 778, L23
- 3) Sana, H., et al., 2014, ApJS, 215, 15
- 4) Sana, H., et al., 2012, Science, 337, 444
- 5) Li, W., et al., 2011, MNRAS, 412, 1441
- 6) Smith, N., et al., 2011, MNRAS, 412, 1522
- 7) Shivvers, I., et al., 2017, PASP, 129, 054201
- 8) Lyman, J.D., et al., 2016, MNRAS, 457, 328
- 9) Williams, B.F., et al., 2018, ApJ, in press
- 10) Van Dyk, S.D., 2017, Phil. Trans. R. Soc. A, 375, 20160277
- 11) Eldridge, J.J., et al., 2013, MNRAS, 436, 774
- 12) Ouchi, R., & Maeda, K., 2017, ApJ, 840, 90
- 13) Aldering, G. et al., 1994, AJ, 107, 662
- 14) Maund, J.R., et al., 2011, ApJ, 739, L37
- 15) Van Dyk, S.D., et al., 2014, AJ, 147, 37
- 16) Folatelli, G., et al., 2015, ApJ, 811, 147
- 17) Hirai, R., 2017, MNRAS, 466, 3775
- 18) Bersten, M.C., et al., 2018, Nature, 554, 497
- 19) Cao, Y., et al., 2013, ApJ, 775, L7
- 20) Groh, J.H., et al., 2013, A&A, 558, L1
- 21) Bersten, M.C., et al., 2014, AJ, 148, 68
- 22) Eldridge, J.J., et al., 2015, MNRAS, 446, 2689
- 23) Ivanova, N., et al., 2013, A&AR, 21, 59
- 24) Hirai, R., et al., 2014, ApJ, 792, 66
- 25) Hirai, R., & Yamada, S., 2015, ApJ, 805, 170
- 26) Folatelli, G., et al., 2016, ApJ, 825, L22
- 27) Eldridge, J.J., & Maund, J.R., 2016, MNRAS, 461, L117
- 28) Ivanova, N., et al., 2015, MNRAS, 447, 2181
- 29) Hirai, R., 2017, MNRAS, 469, L94

The Origin of the Progenitors of Stripped-Envelope Supernovae

Ryosuke HIRAI

Department of Physics, University of Oxford, Keble Road, Oxford, OX1 3RH, United Kingdom

Abstract: Massive stars with masses more than 8 times our sun are in most cases known to dramatically end their lives by exploding as core-collapse supernovae. Recent large-scale astronomical surveys are now enabling us to see the appearance of some of these massive stars prior to their death. Observations of these progenitor stars which have been stripped of their outer envelope have been especially valuable, providing us many clues to understand their past evolution. In this article I will introduce our work on a supernova named iPTF13bvn and how we can understand the progenitor evolution from various observational data.