

Ia 型超新星の新しい進化経路をめぐって

蜂 巢 泉

〈東京大学大学院総合文化研究科広域科学専攻 〒153-8902 東京都目黒区駒場 3-8-1〉

e-mail: hachisu@chianti.c.u-tokyo.ac.jp

連星系の進化については、1970年代から80年代にかけて精力的に研究され、現在では、そのおおまかな進化のメカニズムはほぼ解明されたと考えられている。しかし、超新星の中でも重要な部分を占める Ia 型超新星については、その具体的な進化経路は未だ解明されていない。このことは、われわれの連星系の進化に関する理解が十分とはいいがたく、依然として、その肝心な部分の理解に欠けているのではないかという懸念を抱かせる。ここでは、私たちが最近新しく見出した、連星系進化の重要な素過程について述べると共に、私たちが提案している、新しい Ia 型超新星の進化モデルを詳しく解説する。

1. はじめに— Ia 型超新星の親星についての研究史

Ia 型超新星は、超新星の中でももっとも明るい部類に属する。最近、その光度曲線がほぼ一様な性質を持つことから、宇宙における距離決定のための標準光源として使われ、宇宙論パラメータの決定に重要な役割を果たすようになってきた^{1), 2)}。Ia 型超新星の爆発前の星の性質に関しては、水素の輝線が今のところまったく見えないことから、爆発直前には水素外層がまったく無いか、あってもごく少量だと考えられる。また、スペクトル解析から、爆発殻は Si などの中間核種に富み、爆発時に⁵⁶Ni が大量に (0.5–0.8 M_{\odot}) 生産され、放出されることが分かっている。⁵⁶Ni は放射性同位元素で、⁵⁶Co を経て、最終的には⁵⁶Fe になるので、宇宙に存在する大部分の鉄は Ia 型超新星起源であると考えられている。Ia 型超新星は、渦巻型銀河だけではなく、100 億年ほど以前に星形成が止まった楕円型銀河にも存在する。このことは、Ia 型超新星が連星系起源だとしても、主系列年齢が 100 億年以上の小質量星が関係していることを強く示唆する。

Ia 型超新星の爆発モデルとしては、野本憲一³⁾

の提案した質量降着炭素酸素 (C–O) 白色矮星の爆燃型燃焼モデルが、ニッケルの量、光度曲線、スペクトルをうまく再現できることなどから、標準モデルとして受け入れられてきた⁴⁾。このモデルでは、連星系中で、白色矮星が相手の星から質量降着を受け、次第に太り、チャンドラセカール限界質量近くまで成長すると、中心の炭素に火がつく。その結果、炭素は爆発的に燃焼し、核燃焼で出て来たエネルギーが重力エネルギーより大きくなるので、白色矮星全体が吹き飛ぶ。

Webbink⁵⁾や Iben & Tutukov⁶⁾は、この野本の C–O 白色矮星の爆燃型モデルを基にして、70 年代から 80 年代にかけて完成された連星系の進化のシナリオを適用して、Ia 型超新星の「二重白色矮星系の合体モデル」を提案した。これは、小質量の星ではなく、中質量 (4–9 M_{\odot}) のゼロ年齢主系列星のペアから出発する進化経路である。このペアは、二度の共通外層進化 (common envelope evolution) を経験すると、1 M_{\odot} 程度の二個の C–O 白色矮星になる。ゼロ年齢の時の軌道半径が、 $a_i \sim 100\text{--}500 R_{\odot}$ 程度であれば、最終的な軌道半径が $a_f \sim 1 R_{\odot}$ 程度となる。二つの白色矮星は、重力波放出のため、角運動量を失い、宇宙年齢より短い時間で合体する。

もし、合体後の質量がチャンドラセカール限界質量より大きければ、Ia型超新星として爆発できる、と考えたのである。

この二重白色矮星系の合体モデルは、初期の軌道半径が大きければ、合体までの時間が長くなり、軌道半径が小さければ、逆に合体までの時間が短くなる。したがって、渦巻銀河の場合でも、楕円銀河の場合でも、Ia型超新星は出現し、その頻度もおおまかには説明することができた。しかし、二重白色矮星系の合体モデルは、合体時の激しい質量降着のため、C-O白色矮星の中心ではなく、外層部分が高温になり、そこで火がつく。いったんついた炭素燃焼の火は、ズブズブと内側に燃えていき、そのまま中心まで到達する。このため、C-O白色矮星は爆発せずに、O-Ne-Mg白色矮星になってしまう⁷⁾。また、この魅力的な二重白色矮星系を観測的に探査しようとするプロジェクトが始まったが、十個程度発見された二重白色矮星系の合計の質量はチャンドラセカール限界質量を超えていないか、または、軌道半径が大きすぎて、宇宙年齢のあいだには合体しないなど、最初のWebbinkやIben & Tutukovらの思惑どうりにはっていない。現在では、このためもあって、「二重白色矮星合体モデル」は非常に旗色が悪くなって来た⁸⁾。

私たちは、10年以上前から、二重白色矮星系の合体モデルではうまく行かないと考え、別な進化経路を模索し続けて来た。最近、その新しい進化経路を確立できたのは、Webbink⁵⁾やIben & Tutukov⁶⁾らの進化経路では考慮されなかった、連星進化の新しい素過程を導入してきたからである。

2. 白色矮星の質量降着恒星風

1980年代の終わりから、1990年代にかけて恒星大気吸収係数が改訂された⁹⁾。OPAL吸収係数の登場である。OPAL吸収係数(図1参照)は今まで

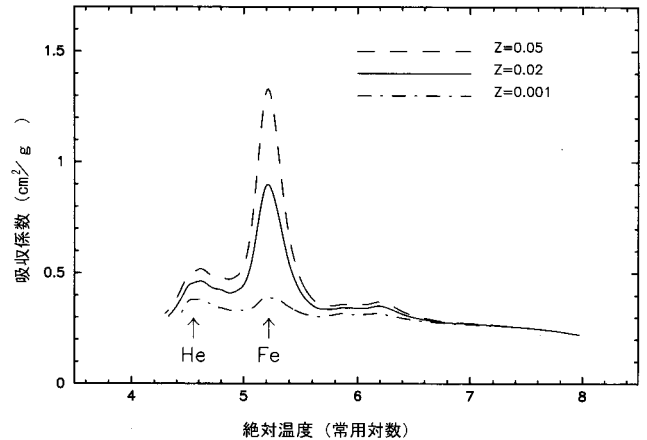


図1 OPAL吸収係数。横軸は温度、縦軸は吸収係数。15万度近辺の鋭いピークは鉄のラインによるもの。3万度付近の弱いピークはヘリウムのラインによる。重元素量(Z)が変わると、ピーク大きさも変わる。

のロス・アラモス吸収係数と比べて、10万度近辺に今までの値の3倍もの大きな鉄のラインによるピークを持っている。この鉄のピークの存在のため、質量降着白色矮星から非常に強い恒星風が吹くことが加藤万里子・蜂巢¹⁰⁾の計算により、はじめて明らかにされた。理論的な言葉で言えば、もともと表面で水素が定常的に燃えている白色矮星の光度は、昔のロス・アラモス吸収係数でのエディントン限界光度に近かった。それが、新しいOPAL吸収係数では、この鉄のピークの存在する温度領域で、局所的に輻射流束がエディントン限界を大きく超えることになる。このため、大気は静的でいられなくなり、吹き出してくるのである。もっと簡単には、この鉄のピークが内部から流れて来る輻射を強くブロックするため、その反作用として大気外層が押し出され、恒星風として吹き出すのである。この恒星風の加速は、太陽風などは異なり、光学的に厚い領域、すなわち、光球のずっと内部で起こる。そのため、光学的に厚い恒星風(optically thick wind)とよばれる。

この白色矮星からの恒星風が理論的に見出される前までは、白色矮星が相手の星から、質量を受

け取り、太ることのできる条件・範囲は非常に限られていた。それは、白色矮星への質量降着率が $(2-4) \times 10^7 M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$ 程度である時のみ、降って来た水素は、白色矮星表面で定常的に燃えてヘリウムになる。さらにヘリウムがある程度たまってくると、ヘリウム層の底に火がつき、急激に燃え上がる、フラッシュと呼ばれる現象が起こる。ヘリウムは燃え、炭素と酸素 ($\text{C} + \text{O}$) になる。これが繰り返されると、 $\text{C}-\text{O}$ 白色矮星は、次第に太る。チャンドラセカール限界質量近くの $1.38 M_{\odot}$ までになると、中心の炭素に火がつき爆発し、Ia 型超新星になることができる。

しかしながら、白色矮星への質量降着率が、ある臨界量

$$\dot{M}_{\alpha} = 0.75 \times 10^6 \left(\frac{M_{\text{WD}}}{M_{\odot}} - 0.4 \right) M_{\odot} \text{ yr}^{-1}, \quad (1)$$

を超えると、白色矮星上の水素外層は膨らみ、赤色巨星サイズ ($\sim 100 R_{\odot}$) となる。このため、伴星をも呑み込んで、共通外層を形成し、最終的には連星系の外にガスがあふれ出し、共通外層進化をたどるといのが、今までの考えであった。この共通外層進化を経ると、伴星の外層もはがされ、二つの星の芯のみが残り、二重白色矮星系が形成されると考えられていた。

OPAL 吸収係数の登場後、何が変わったかという、白色矮星への質量降着率が式 (1) で与えられる臨界降着率を超えると、水素外層は膨れず、恒星風が吹くということが蜂巢・加藤万里子・野本憲一¹¹⁾ (以降 HKN96 と略称) により、明らかにされたことである。一見すると、水素外層が膨れることと、恒星風が吹くこととの間には、タイム・スケールの差があるだけで、大差ないように思われるかもしれないが、連星系の進化に及ぼす影響としては、本質的な違いがある。

外層が膨れる場合は、ガスがゆっくり連星系の外に出て行く。ゆっくり出て行くガスは、連星系の運動からトルクを受け、角運動量ももらう。反

作用として、連星系は角運動量を失い、軌道半径を縮める。恒星風の場合は、速度が $v \sim 1000 \text{ km/s}$ 程度に達し、軌道速度 $a\Omega_{\text{orb}} \sim 30 - 300 \text{ km/s}$ よりはるかに大きい。このため、連星系の運動からトルクを受ける時間は無く、ほとんど角運動量ももらわない。したがって、質量降着恒星風が吹く場合には、軌道半径は縮まず、むしろ広がる傾向にある。その結果、共通外層進化は実現せず、連星系の軌道が劇的に縮むことはない。したがって、Webbink⁵⁾ や Iben & Tutukov⁶⁾ の考えた二度目の共通外層進化は実現しない。(ただし、一般的に実現しないのではなく、質量降着恒星風が吹いた場合でも、ある条件下では、二度目の共通外層進化が起こることがある。)

このようにして、質量降着恒星風が吹く条件下では、二度目の共通外層進化は起こらず、図 2 に示したように、それまでの連星系としての形を保ち続けることができる。その場合、白色矮星はほぼ式 (1) で与えられる降着率でゆっくりとその質量を増やす。それ以上の余分な質量が降って来た場合は、余分な分を恒星風として連星系の外に飛ばす。私たちは、このようにして白色矮星が $1.38 M_{\odot}$ まで順調に太り、最終的には Ia 型超新星爆発を起こすことを示した¹¹⁾。すなわち、Webbink や Iben & Tutukov らの今までの連星進化のシナリオとの決定的な違いは、相手の星から降って来る質量降着率の狭い条件をとっばらうことができたことにある。このこともあって、Li & van den Heuvel¹²⁾ は、質量降着恒星風の導入は、連星進化におけるブレーク・スルーだと評価した。

3. ヘリウム・リッチ超軟 X 線源 チャンネル

HKN96 では、 $1 M_{\odot}$ 程度の質量の白色矮星 (white dwarf — WD と略記) と、 $1 M_{\odot}$ 程度のヘリウム・コアを持つ赤色巨星 (red giant — RG と略記) のペア (軌道半径 $a \sim 100-400 R_{\odot}$) を考えたが、

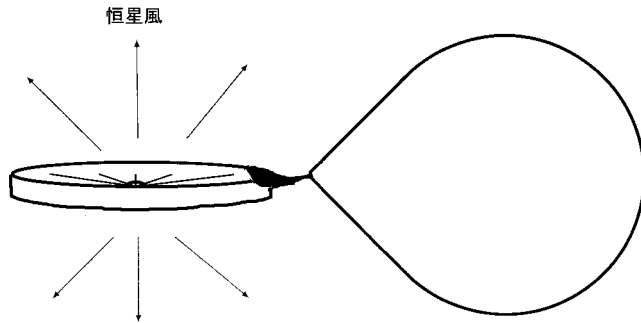


図2 白色矮星からの質量降着恒星風の想像図。伴星からのガスは、降着円盤を形成し、白色矮星の赤道面から降着し、恒星風は極方向から主に吹き出て行く。

その後、Li & van den Heuvel¹²⁾が、HKN96の質量降着恒星風を $1 M_{\odot}$ 程度の白色矮星と $2-3 M_{\odot}$ 程度の主系列星 (main-sequence — MS と略記) からなる連星系 ($a \sim 4-20 R_{\odot}$) にも応用し、同じように Ia 型超新星爆発を起こすことを示した。ここで、考えている主系列星は、ゼロ年齢主系列星と比べると、中心の水素がかなり消費されて、半径が少し膨らみ、ロッシュ・ローブを満たすようになったものである。より質量の大きな主系列星から、質量の小さな白色矮星への質量移動は軌道半径が縮むため、不安定である。質量移動は、主系列星の熱的なタイム・スケールで進む。 $2-3 M_{\odot}$ の主系列星の熱的なタイム・スケールは、 $\sim 10^7$ 年程度なので、質量降着率も、 $\sim 3 \times 10^{-7} M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$ (yr は年を表す) 程度となり、上記の臨界降着率に近い、ちょうど良い値となるからである。このように、少し進化し、ゼロ年齢よりは半径が膨らんだ主系列星とのペアも、Ia 型超新星の親星になれることが分かった。これを、私たちが提案した、ヘリウム・コアをもつ赤色巨星とのペアである、白色矮星-赤色巨星系 (WD + RG system) と区別する意味で、白色矮星-主系列星系 (WD + MS system) と呼ぶことにする。

Yungelson & Livio¹³⁾は、HKN96 と Li & van den Heuvel の進化モデルを基にして、詳細な星の人口 (種族) 分布解析 (population synthesis) を行った。これは、後で詳しく述べるが、初期に仮定した連

星系の種々の組合せのうち、どのくらいのものが最終的に Ia 型超新星爆発を起こすかを、進化を追いかけて調べるものである。その結果、HKN96 と Li & van den Heuvel の提案する進化経路から、実際に Ia 型超新星として爆発する頻度は、われわれの銀河系で、 $\sim 0.0002 \text{ yr}^{-1}$ 程度であり、観測的に期待される $\sim 0.003 \text{ yr}^{-1}$ の十分の一以下となる、と結論づけた。

もし、Yungelson & Livio の結果が正しいとすると、私たちの提案する進化経路は、Ia 型超新星の主要な進化経路ではない

ことになる。ここで、Yungelson & Livio の解析方法は、連星系の初期状態 (ゼロ年齢主系列時) を三つのパラメータ、すなわち、重い方の星 (主星) の質量 M_1 、連星系の質量比 $q = M_2/M_1$ 、および、軌道半径 A を使って表し、考えられるパラメータ範囲を $\Delta \log M_1$ 、 Δq 、 $\Delta \log A$ の幅で区切り、3次元パラメータ空間の各々のセルの代表点を出発点として、連星系の進化を追いかけて、最終生成物を求め、それが Ia 型超新星になる場合に、

$$\nu = 0.2 \Sigma M_1^{-1.5} \Delta \log M_1 \cdot \Delta q \cdot \Delta \log A \text{ yr}^{-1}, \quad (2)$$

として足し合わせて、超新星頻度を求めるものである。ここで、IMF (初期質量分布関数) は Salpeter タイプのものを、質量比の分布は q についてフラットなものを、また軌道半径の分布も $\log A$ についてフラットなものを採用している。

HKN96 にしても、Li & van den Heuvel にしても、ゼロ年齢の連星系からの進化経路をすべて計算していたわけではないので、Yungelson & Livio の指摘は、衝撃であった。しかし、彼らの論文を再検討していた時に、今までの研究者たちが見落としていた進化の道筋にふと気が付いた。それが、図3 および、図4 に示す進化経路である。ゼロ年齢の初期状態は (A) $6-9 M_{\odot}$ の中質量星と $2-3 M_{\odot}$ の小質量星のペアからはじまり、(B) 主星がヘリウム・

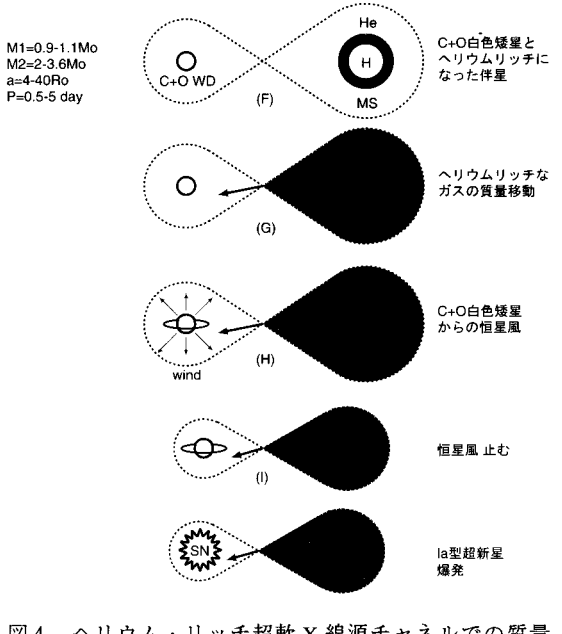
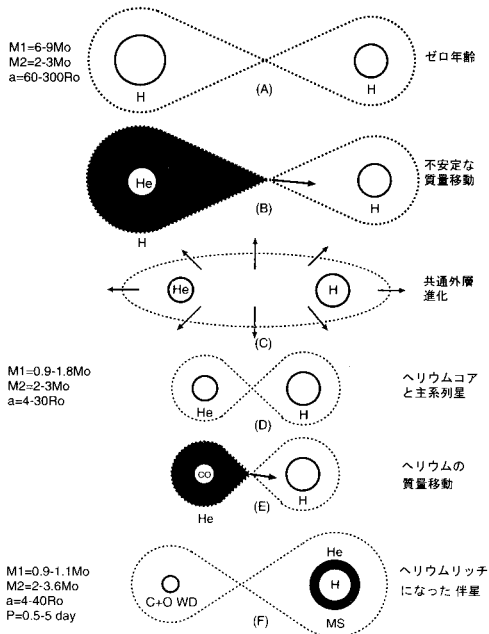


図3 ヘリウム・リッチ超軟X線源チャネルでのヘリウム層の質量移動。左側が初期質量の重い主星 (M_1)、右側が初期質量の軽い伴星 (M_2)。 (A)ゼロ年齢主系列。 (B)主星が先に進化し、赤色巨星になり、ロッシュ・ローブを満たす。 (C)質量移動は不安定であり、共通外層進化を経て、 (D)ヘリウム・コアとまだ主系列段階にある伴星が残される。ヘリウム・コアは収縮し、中心に火がついて、ヘリウム主系列星になり、しばらくすると、 (E)炭素・酸素コアを形成し、ヘリウム赤色巨星になり、再びロッシュ・ローブを満たす。 (F)この時の質量移動は安定なので、ほとんどのヘリウム外層を伴星に与えることができ、伴星はヘリウム・リッチになる。最後は、C-O白色矮星とヘリウム・リッチになったまだ主系列段階にとどまっている伴星が残される。

図4 ヘリウム・リッチ超軟X線源チャネルでの質量降着恒星風下での進化。左側が初期質量の重い主星 (M_1)、右側が初期質量の軽い伴星 (M_2)。 (F) C-O白色矮星と主系列星の系、 (G)主系列星の中心部の水素が消費されてくると半径が少し膨らみ、ロッシュ・ローブを満たす。質量移動は不安定なので熱的なタイムスケールで質量移動が進む。 (H)白色矮星の臨界降着率を超える質量移動が起こるので、白色矮星から恒星風が吹き、臨界降着率を超えるガスは恒星風として飛ばされるが、連星系は安定に存在し続ける。 (I)伴星の質量が減少し、質量比が1に近づいて来ると質量移動率が白色矮星の臨界降着率以下に減少するので、恒星風はやむ。 (J)白色矮星の質量はその後次第に太り、 $1.38 M_{\odot}$ になるとIa型超新星として爆発する。

コアをもつ赤色巨星の段階まで進化し、ロッシュ・ローブを満たす。質量の移動が始まると、主星が伴星よりも重いので、質量移動は不安定になる。さらに、主星の外層は対流層なので、ダイナミカルなタイム・スケールで質量移動が進む。あまりに速くガスが降って来るので、伴星の周りにガスがあふれ、 (C) 共通外層が形成される。その後、共通外層進化を経て、主星はヘリウム・コアのみがむき出しになり、軌道半径は大きく縮む。 (D)その後、ヘリウム・コアは収縮し、中心に火がつい

て、ヘリウム主系列星になる。 (E)ヘリウム星の中心に縮退した炭素・酸素コアが形成されると、ヘリウム外層はふくれ、ロッシュ・ローブを満たし、ヘリウムを伴星へ降らせる。この時の質量移動は、質量比が $M_1/M_2 < 0.79$ なので (軽い方の主星から重い方の伴星へと進むので)、安定である。ほぼすべてのヘリウム外層を伴星へ降らせた後は、 (F) $1 M_{\odot}$ 程度のC-O白色矮星と、外層がヘリウム・リッチになったがまだ主系列に留まっている伴星 ($2-3.5 M_{\odot}$) が残される。

その後、伴星が主系列段階ながら、中心の水素



が減少してくると、半径が少し膨らみ、ロッシュ・ローブを満たすようになる。これを少し進化したと表現する。図4のように、(G)質量の移動が、伴星から主星に向かって起こる。これは、重い方の星から、軽い方の星への質量移動なので、軌道半径は縮み、不安定となる。したがって、主系列星の熱的タイム・スケールで質量移動が起こり、移動率は、式(1)で与えられる臨界降着率を超える。(H)初めは質量降着恒星風が吹くが、質量比が1に近づくにつれて、移動率が下がり、臨界降着率よりも小さくなる。(I)恒星風は止む。しかし、水素の定常燃焼を維持するに十分な降着率は続くので、C-O白色矮星の質量は増えていく。(J)最終的には、 $1.38 M_{\odot}$ にまで成長し、Ia型超新星として爆発する。

この進化経路を通して爆発するIa型超新星の頻度を式(2)を使って計算すると、 $\nu_{\text{WD+MS}} = 0.001 \text{ yr}^{-1}$ となって、観測的に期待される $\nu_{\text{obs}} = 0.003 \text{ yr}^{-1}$ のおよそ3分の1程度になる。白色矮星表面で水素の殻燃焼があると、白色矮星の光球は数十万度程度の温度になる。したがって、輻射のピークは超軟X線の領域にあり、超軟X線源として観測されるはずのものである。しかし、(H)の段階は、白色矮星からの恒星風自身による自己吸収があるためにX線は観測されない。(I)の段階になってはじめて恒星風が止むので、超軟X線源(Super-Soft X-ray Sources; SSSと略す)として観測される。実際に、大マゼラン雲(LMC)などで観測される超軟X線源はヘリウム輝線が非常に強い。これは、伴星から供給されるガスがヘリウム・リッチであるということとつじつまが合っている。それで、この進化経路をヘリウム・リッチ超軟X線源(SSS)チャンネルと呼ぶことにする。

実は、超軟X線源がX線衛星ROSATにより多数発見された1990年代初頭から中盤にかけて、SSSがIa型超新星の親星ではないかと期待された時期があった。しかし、Di Stefano & Rappaport¹⁴⁾やYungelson et al.¹⁵⁾らの種族解析の結論から、その可能性は薄いと考えられてしまった。私たちの結論

は、SSSがIa型超新星の親星であるということ、新しい進化経路を見つけ出したことで、再び復活させたということになる。それと同時に、超軟X線源の本来の進化経路についても、明らかにできたのではないかと考えている。(ヘリウム・リッチSSSチャンネルの詳細については、蜂巢・加藤・野本・梅田¹⁶⁾を参照。以降、HKNU99と略称。)

また、回帰型新星U Scoのグループも超軟X線源と同じような進化経路で説明できることが分かった。これは、5章でまとめて詳述したい。

4. 共生星チャンネル

上記のヘリウム・リッチ超軟X線源チャンネルで説明した、WD + MS系の天体は、伴星の質量が $M_2 \sim 2 - 3.5 M_{\odot}$ であることから、寿命はせいぜい10億年程度である。これでは、楕円銀河にみられるようなIa型超新星を説明することはできない。HKN96で提案したような、 $1 M_{\odot}$ 程度の質量の白色矮星と $1 M_{\odot}$ 程度の質量の赤色巨星のペア(WD + RG系)が理想的ではあるが、Yungelson & Livio¹³⁾は、このようなWD + RG系がIa型超新星爆発を起こす頻度はほとんどゼロであると結論づけた。しかし、私たちは、彼らの種族解析の基本的な仮定に欠陥があることを指摘し、それらを修正すると、WD + RG系はIa型超新星の親星として十分な頻度があることを示すことができた(蜂巢・加藤・野本¹⁷⁾。以降、HKN99と略称)。なお、WD+RG系は白色矮星上では水素の殻燃焼があるので数十万度の高温であり、赤色巨星は3000-4000度の表面温度を持つ。温度の高い星と温度の低い星のスペクトルが共存しているものは、共生星(symbiotic star)なので、WD + RG系は共生星として観測されるはずである。したがって、WD + RG系を含む、この進化経路を共生星チャンネルと呼ぶことにする。

4.1 スーパー・ウインド時の軌道収縮

まず、Yungelson & Livio¹³⁾は、ゼロ年齢の連星

系の軌道半径を $a_1 < 1500 R_\odot$ と限定した。これは、中質量星が漸近巨星分枝 (AGB; asymptotic giant branch) 段階に到達したときの最大の半径が $1000 R_\odot$ 程度であることから導かれたものである。これより軌道半径が大きいと、主星はロッシュ・ローブを満たすことがないので、質量移動が起こらないと考えた。ここで、AGB 段階の星とは、中心の C-O コアのまわりに薄いヘリウム層があり、それを厚い水素外層がおおっている構造を持つ。

この Yungelson & Livio の考えは、今まで近接連星の定義として広く受け入れられてきたものである。しかし、この定義が本当に妥当性のあるものか、誰も真剣に検討してこなかった。中質量星は、その進化の最終段階 (AGB 段階の最後) に、スーパー・ウインド (superwind) と呼ばれる強力な恒星風を出し、水素外層を吹き飛ばし、惑星状星雲となる。その質量放出率は $\dot{M} \sim 10^{-4} M_\odot \text{ yr}^{-1}$ にも達するが、恒星風の速度は $10 - 40 \text{ km/s}$ と非常に遅い。前章で述べたようにゆっくり出て行くガスは、連星系の運動からトルクを感じ、角運動量をもらう。その反作用として連星系の軌道は縮む。

どの程度ゆっくりガスが出て行くと、軌道半径が縮むのかを評価した結果、出て行くガスの速度を v とし、軌道半径を a 、軌道運動の角速度を Ω_{orb} とすると、

$$v \leq 1.5 a \Omega_{\text{orb}}, \quad (3)$$

の条件を満たすと、軌道半径が縮むことが判明した。これを実際の連星系の初期条件を用いて書き直すと、

$$a_1 \leq 5500 R_\odot \left(\frac{M_{1,i} + M_{2,i}}{M_\odot} \right) \left(\frac{10 \text{ km s}^{-1}}{v} \right)^2, \quad (4)$$

となる。つまり、初期の質量が $M_{1,i} = 7.0 M_\odot$ と $M_{2,i} = 1.0 M_\odot$ のペアを考えると、 $a_1 \leq 40000 R_\odot$ 程度まで、近接連星系の範囲に入れる必要があることが分かる。軌道が一旦収縮し始めると、軌道の速度はますます大きくなるので、条件 (3) はますます十

分満たされるようになるので、軌道の収縮は加速される。つまりは、共通外層進化と同じように軌道は劇的に (数十分の一から十分の一程度) 収縮する。

4.2 質量降着恒星風による赤色巨星の外層はがれ

スーパー・ウインド時の軌道収縮が共通外層進化の場合と同様に起こるとすると、図 5 に示したように、連星系は進化する。(A) ゼロ年齢の初期状態。(B) 主星が AGB 段階に到達し、最後にスーパー・ウインドが吹くと、軌道半径が縮みはじめ、(C) 共通外層進化と同じような経過をたどる。(D) その後、C-O コアがむき出しになり、C-O 白色矮星と主系列星のペアが残る。(E) 小質量星の伴星がヘリウム・コアを形成し、赤色巨星になると、ロッシュ・ローブを満たし、質量移動が始まる。質量移動は質量比が $q = M_2/M_1 > 0.79$ なので、不安定であり、かつ伴星の外層が対流層であるので、質量移動はダイナミカルなタイム・スケールにまで速くなる。もし、白色矮星から質量降着恒星風が吹かなければ、共通外層が形成され、連星系は、Webbink や Iben & Tutukov が提案したように、共通外層進化を経て、二重白色矮星系ができてしまう。しかし、実際は質量降着恒星風が白色矮星から吹きはじめるので、恒星風の効果のため、質量移動は安定化する。(F) 質量比が $q = M_2/M_1 < 0.79$ となると、質量移動率は小さくなり、質量降着恒星風はやむ。しかし、水素の定常殻燃焼は続くので、C-O 白色矮星は $1.38 M_\odot$ まで太り、Ia 型超新星として爆発する。

ここでは、白色矮星からの恒星風が吹くと、なぜ質量移動が安定化するかを述べる。恒星風は速度が 1000 km/s 程度と非常に大きいため、赤色巨星表面に衝突すると衝撃波を発生し、表面を加熱する。加熱されたガスは、非常に高温になり、赤色巨星の弱い重力を振り切って、白色矮星からの恒



星風と共に系外へ逃げ去る。この時、ガスが持つて出る角運動量は小さいので、軌道は縮まない。

この効果を評価してみると、 \dot{M}_w を白色矮星からの恒星風の放出率、赤色巨星からはがされる率 (mass-stripping rate) を \dot{M}_s とすると、

$$\dot{M}_s = c_1 \dot{M}_w, \tag{5}$$

の関係があり、係数 c_1 は、

$$c_1 \sim \eta_{\text{eff}} \left(\frac{g(q)}{0.025} \right) \left(\frac{v}{1000 \text{ km s}^{-1}} \right)^2 \left(\frac{R_2}{30 R_\odot} \right) \left(\frac{M_2}{2 M_\odot} \right)^{-1} \tag{6}$$

と評価される。ここで、 η_{eff} は衝撃波により、ガスが加熱される効率を表している。ここでは、 $\eta_{\text{eff}} = 1$ と仮定した。また、 $g(q)$ は質量降着恒星風が赤色巨星に衝突する断面積を全立体角で規格化した様な量であり、質量比のみによって決まる。 $q = M_2/M_1 = 2$ の場合は、 $g(q) = 0.025$ であり、その値は $q = 1-2$ の間であまり変化しない。また、 v は白色矮星からの質量降着恒星風速度であり、白色矮星の質量が $M_{1, \text{WD}} \geq 1.0 M_\odot$ なら、 $\sim 1000 \text{ km/s}$ 程度である。また、 R_2 は伴星である赤色巨星の半径であり、 M_2 は質量である。大雑把な見積りによれば、 $M_{1, \text{WD}} = 1 M_\odot$ 、 $M_{2, \text{RG}} = 2 M_\odot$ の場合、軌道周期が 30 日以上であれば、 $c_1 \geq 1$ となり、外層のはがれの効果が効きはじめる。要するに、伴星の半径が大きくなればなるほど、伴星の外層は重力的にゆるく結合しているの、外層ははがされやすくなるのである。

4.3 Ia 型超新星の出現率

このように白色矮星の質量降着恒星風とそれによる赤色巨星の外層はがれの効果を考慮して、連星系の進化を計算した結果が、図 6 である。共生星チャンネルの (D) の段階の白色矮星と伴星のペアから出発して、連星系が最終的に Ia 型超新星になるかどうかを調べたものである。横軸に (D) の段階の軌道周期を、縦軸に (D) の段階の伴星の質量をとってある。実線で囲まれた内側の領域のペアが Ia

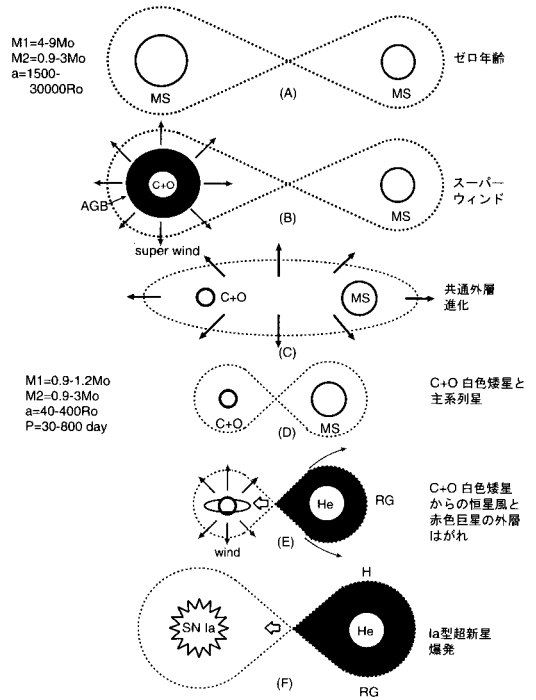


図 5 共生星チャンネルにおける Ia 型超新星への進化。左側が初期質量の重い主星 (M_1)、右側が初期質量の軽い伴星 (M_2)。 (A) ゼロ年齢主系列段階。 (B) 主星が先に進化し、AGB 星となる。AGB の最終段階でスーパー・ウインドが吹いて、 (C) 連星系の軌道半径は収縮し、共通外層進化と同じような経過をたどり、 (D) C-O 白色矮星とまだ主系列段階にとどまる伴星を残す。 (E) 伴星が赤色巨星に進化すると、ロッシュ・ローブを満たし、質量移動が始まる。白色矮星の臨界降着率を超える質量移動があるので、恒星風が吹き、それが赤色巨星にぶつかり、その外層の一部をはがす。この赤色巨星の外層はがれの効果により、質量移動は安定化する。 (F) 伴星の質量が減少し、質量比が 1 程度、あるいはそれ以下になると、質量降着率は臨界降着率以下となるので、恒星風はやむ。白色矮星は太り続け、 $1.38 M_\odot$ になると、Ia 型超新星爆発を起こす。

型超新星になれる。この図では、白色矮星の (D) の段階での質量が $1.0 M_\odot$ である場合のみを示した。また、図には WD + MS 系の場合も同時に示してある。WD + MS 系の場合は、(F) の段階の系の伴星の質量 ($M_{d,0}$) と軌道周期 (日) の対数 ($\log P_0$) を縦軸と横軸にとってある。また、他の白色矮星の初期質量についても、 $\eta_{\text{eff}} = 1.0$ の場合を、図 7 に、

η_{eff} の効果を見るために、 $\eta_{\text{eff}} = 0.3$ の場合を、図 8 に示した。

ゼロ年齢の連星系から出発して、図 5 に示したような進化経路をたどって、最終的に Ia 型超新星として爆発するかどうかを進化を追いかけて調べた。その結果を元にして、式 (2) を使って、出現率を求めた。 $\eta_{\text{eff}} = 1.0$ の場合には、 $\nu_{\text{WD+RG}} = 0.002\text{yr}^{-1}$ となり、 $\eta_{\text{eff}} = 0.3$ の場合には、 $\nu_{\text{WD+RG}} = 0.0008\text{yr}^{-1}$ となった。これらの結果と、図 3 と図 4 の進化経路をたどると、WD + MS 系の結果を合計すると、 $\eta_{\text{eff}} = 1.0$ の場合には、 $\nu = \nu_{\text{WD+RG}} + \nu_{\text{WD+MS}} = 0.003\text{yr}^{-1}$ となり、 $\eta_{\text{eff}} = 0.3$ の場合には、 $\nu = \nu_{\text{WD+RG}} + \nu_{\text{WD+MS}} = 0.002\text{yr}^{-1}$ となり、大雑把には、観測と矛盾しない値が得られた。

5. 回帰型新星— Ia 型超新星爆発直前か、あるいはなりそこないか？

歴史的に二度以上の新星爆発が観測された星を回帰型新星 (recurrent novae), あるいは再帰型新星, 反復新星などと呼ぶ。現在までに 8 個の回帰型新星が見つかっている。この中で、軌道周期が分かっているものは、T Pyx (0.07 日), V394 CrA (0.77 日), U Sco (1.23 日), T CrB (227 日), RS Oph (460 日) の五つである。Schaefer & Ringwald¹⁸⁾ はこれを、三つのグループに分けた。つまり、伴星の大きさによって、矮星 (T Pyx), 少し進化した主系列星 (V394 CrA, U Sco), 赤色巨星 (T CrB, RS Oph) の三つのグループである。この三つのグループのうち、後の二つは図 7 から分かるように、それぞ

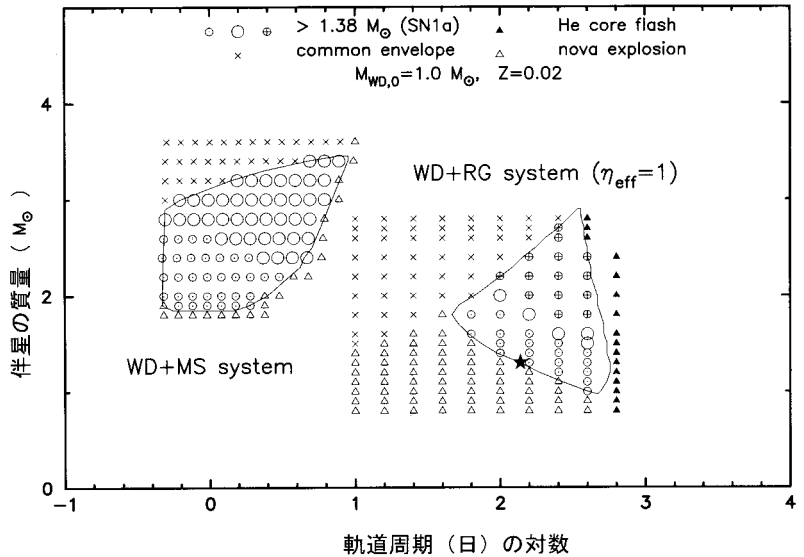


図 6 Ia 型超新星を起こすパラメータ領域 ($1 M_{\odot}$ 白色矮星の場合)。縦軸は、質量移動が始まる前の伴星の初期質量。横軸は、質量移動が始まる前の初期軌道周期。WD + MS 系の場合は、図 4 の (F) 段階の伴星の質量と軌道周期。WD + RG 系の場合は、図 5 の (D) 段階の伴星の質量と軌道周期。実線で囲まれた領域の内側が Ia 型超新星として爆発する。

れ WD + MS 系と WD + RG 系にそっくりそのまま対応するのである。

U Sco はだいたい 10 年に一度の頻度で新星爆発を起こすことと、爆発時の可視光の減光が非常に速いことから、その白色矮星はチャンドラセカール限界近くの非常に重い質量 ($1.37 M_{\odot}$) であることが示唆されている。また、静穏時に見られる輝線は、ヘリウムのラインが非常に強い。このことは、U Sco がヘリウム・リッチ超軟 X 線源チャネルにおいて、Ia 型超新星になり損なったものか、それともこれらなるかのぎりぎりの天体であることを暗示させる。また、V394 CrA については、その爆発時の光度曲線が U Sco のものと非常に良く似ているため、U Sco の双子の系 (twin system) と呼ばれている。

T CrB についても、爆発時の光度曲線の解析から、その白色矮星は非常に重く、 $1.35 M_{\odot}$ 程度と見積もられている¹⁹⁾。RS Oph も爆発時の光度曲線が T CrB に良く似た系であるので、その白色矮星の質

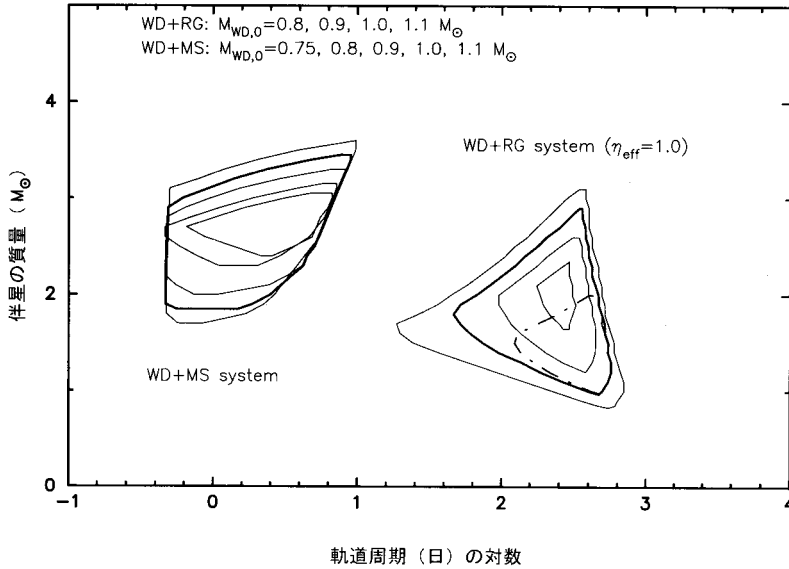


図7 Ia型超新星を起こすパラメータ領域 ($\eta_{\text{eff}} = 1$ の場合). 図6と同じものであるが, 白色矮星の初期質量を変えたもの. WD+MS系では, 内側から, 0.75, 0.8, 0.9, 1.0, 1.1 M_{\odot} . WD+RG系では, 内側から, 0.8, 0.9, 1.0, 1.1 M_{\odot} . 比較のため, WD+RG系でははがれの効率を0.3に落した場合の例も計算した. それを次の図8に載せたが, 白色矮星の質量1 M_{\odot} のみ, 1点鎖線で表示してある. 面積で約3分の1程度に小さくなる.

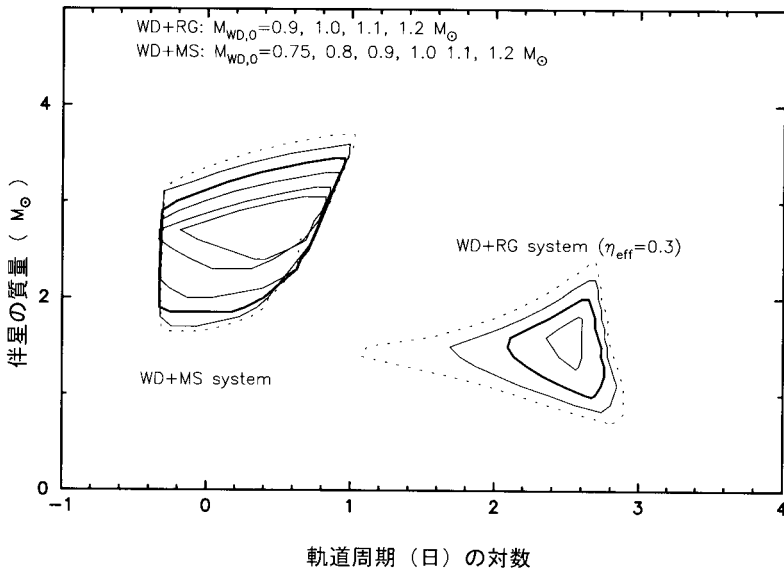


図8 Ia型超新星を起こすパラメータ領域 ($\eta_{\text{eff}} = 0.3$ の場合). 図7と同じものであるが, はがれの効率を落したもの. 白色矮星の初期質量が1.2 M_{\odot} のもの(点線)も付け加えた.

量がチャンドラセカール限界質量に近いと思われる. 以上の点を考慮すると, 私たちが提案しているIa型超新星の親星の具体例として, その性質も含め, 回帰型新星の二つのグループがWD+MS系とWD+RG系にみごとに対応していると思われる.

6 Ia型超新星の金属量依存性

OPAL吸収係数の10万度付近の鋭いピークが白色矮星からの質量降着恒星風をひき起こす. この吸収係数のピークは鉄のラインの寄与によるものなので, 図1に示したように, 質量降着恒星風は鉄の量に強く依存する. したがって, もし, 私たちのIa型超新星進化モデルが, 大部分のIa型超新星の真実の進化経路であるならば, Ia型超新星の出現率は銀河の化学進化に強く依存することになる.

ここでは, 鉄の量を表す指標として, 重元素量 Z を使うことにする. また, その場合, 水素(X)とヘリウム(Y)以外の重元素が太陽組成と同じ割合で含まれているとする. もちろん, 鉄も太陽組成と同じ割合で含まれているとする. 白色矮星の質量を一定として, Z の値を小さくすると, 次第に質量降着恒星風は弱くなり, ある値以下では, まったく吹かな

くなる。この様子を調べたのが図9である。縦軸に太陽の金属量 ($Z_{\odot} = 0.02$) に対する相対的な金属量を、横軸に白色矮星の質量をとってある。破線より上の領域で、強い質量降着恒星風が吹き、われわれの Ia 型超新星の進化モデルが成立する。破線より下の領域では強い質量降着恒星風が吹かず、われわれの進化モデルは成立しない。したがって、この領域では Ia 型超新星が出現しない、と考えられる。ここで、強い恒星風 (strong wind) の条件は、

$$v \geq 1.5 a \Omega_{\text{rot}} \quad (7)$$

とおける。これは、条件 (3)

の逆であり、恒星風の速度が白色矮星の脱出速度を超えることとほぼ同じことである。

Ia 型超新星は質量降着をはじめる前の白色矮星の質量が $1.2 M_{\odot}$ よりも小さいと、白色矮星が $1.38 M_{\odot}$ まで太るまでの間十分時間が経つので、白色矮星表面での質量降着による熱が中心まで到達する。したがって、白色矮星は中心まで十分に温まってから爆発する。が、 $1.2 M_{\odot}$ より大きいと、白色矮星が $1.38 M_{\odot}$ に太るまでの時間が短いため、質量降着による熱が中心まで達する前に中心に火が着くので、中心が冷たい。このため、爆発ではなく、芯が収縮して中性子星になってしまう。したがって、 $M_{0,WD} \leq 1.2 M_{\odot}$ の白色矮星しか、Ia 型超新星として爆発できない²⁰⁾。質量が $1.2 M_{\odot}$ より小さい白色矮星が質量降着恒星風を吹かせはじめられるようになるのは、鉄の量が太陽の約 10 分の 1 以上に増えたとき、すなわち、 $[\text{Fe}/\text{H}] = \log(Z/Z_{\odot}) \geq -1$ の場合のみである²¹⁾。

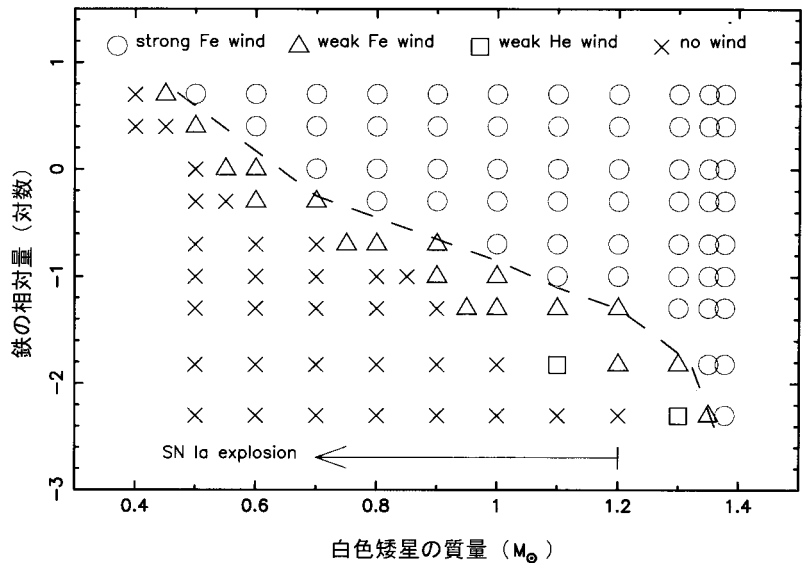


図9 質量降着恒星風の金属量依存性。縦軸は重元素量の太陽組成との比 (の対数)。横軸は白色矮星の初期質量。WD + MS 系では、(F) 段階の C-O 白色矮星の質量、WD + RG 系では、(D) 段階の白色矮星の質量である。破線より上側の領域で、質量降着恒星風が吹き、連星系は Ia 型超新星になることができる。また、C-O 白色矮星の初期質量は $1.2 M_{\odot}$ より小さくないと、爆発できないことから、重元素量が太陽組成の 10 分の 1 より大きくならないと、Ia 型超新星爆発が起きないことが分かる。

Ia 型超新星の出現が図9のように、金属量に依存するとすると、銀河形成後、しばらくの間は、Ia 型超新星爆発が起こらない、ということになる。最初は、II 型超新星 (あるいは、鉄のコアが爆縮するタイプの超新星) のみが爆発し、次第に鉄を含む重元素量が増えていき、太陽組成の十分の一程度になってから、はじめて Ia 型超新星が爆発しはじめる。観測から分かっている Ia 型超新星の統計的な性質と、われわれが明らかにした Ia 型超新星の金属量依存性が、実にいろいろとつじつまが合うことを、小林千晶ら²²⁾が明らかにしている。

7. まとめ

OPAL 吸収係数の 10 万度付近の鋭いピークのため、白色矮星から質量降着恒星風が吹くことが理論的に明らかにされた。この新しい素過程を連星進化に導入することで、Webbink⁹⁾や Iben & Tutukov⁶⁾らの提案する二度の共通外層進化という今までの



道筋は、そのままの形では成立しないことが判明した。すなわち、連星系は、二度目の共通外層進化には至らず、白色矮星は伴星から安定に質量を降着し、太ることができる。この結果、チャンドラセカール限界質量近くの $1.38 M_{\odot}$ に達すると、Ia型超新星として爆発する。この道筋をたどり Ia型超新星になる系の頻度を計算すると、われわれの銀河系で 0.003 yr^{-1} 程度となり、Ia型超新星の実際の出現率と矛盾しない値を得る。

われわれの研究で、新しく導入された連星進化の素過程をまとめると、(1) 質量降着白色矮星からの強力な恒星風。(2) 主星の AGB 最終段階で吹くスーパー・ウインドによってひき起こされる軌道収縮。(3) 質量降着恒星風によって引き起こされる、伴星の赤色巨星の外層はがれ効果による質量移動の安定化。の三つであるが、WD + MS 系においては、さらにヘリウム・リッチ SSS チャンネルの新しい進化経路を見つけたことが、Ia型超新星の理論的な出現率を観測と矛盾のないものにした。

参考文献

- 1) Perlmutter S., et al., 1999, ApJ, 517, 565
- 2) Riess A G., et al., 1998, AJ, 116, 1009
- 3) Nomoto K. 1982, ApJ, 253, 798
- 4) Nomoto K., Thielemann F. Yokoi K. 1984, ApJ, 286, 644
- 5) Webbink R. F. 1984, ApJ, 277, 355
- 6) Iben I. Jr., Tutukov A. V. 1984, ApJS, 54, 335
- 7) Saio H., Nomoto K. 1998, ApJ, 500, 388
- 8) Branch D., Livio M., Yungelson L.R., Boffi F.R., Baron E., 1995, PASP, 107, 717
- 9) Iglesias C. A., Rogers F., 1996, ApJ, 464, 943
- 10) Kato M., Hachisu I., 1994, ApJ, 437, 802
- 11) Hachisu I., Kato M., Nomoto K., 1996, ApJ, 470, L97 (HKN96)
- 12) Li X.-D., van den Heuvel E P J., 1997, A & Ap, 322, L9
- 13) Yungelson L., Livio M., 1998, ApJ, 497, 168
- 14) Di Stefano R., Rappaport S., 1994, ApJ, 437, 733
- 15) Yungelson L., Livio M., Truran J. W., Tutukov A., Fedorova A., 1996, ApJ, 466, 890
- 16) Hachisu I., Kato M., Nomoto K., Umeda H., 1999, ApJ, 519, 314 (HKNU99)
- 17) Hachisu I., Kato M., Nomoto K., 1999, ApJ, 522, 487 (HKN99)

- 18) Schaefer B., Ringwald F. A., 1995, ApJ, 447, L45
- 19) Hachisu I., Kato M., 1999, ApJ, 517, L47
- 20) Nomoto K., Kondo Y., 1991, ApJ, 367, L19
- 21) Hachisu I., Kato M., 1999, in preparation
- 22) Kobayashi C., Tsujimoto T., Nomoto K., Hachisu I., Kato M., 1998, ApJ, 503, L155

New Evolutionary Channels to Type Ia supernovae

Izumi HACHISU

Department of Earth Science and Astronomy, College of Arts and Sciences, University of Tokyo 153-8902

Abstract: As promising channels to Type Ia supernovae (SNe Ia), we have proposed two binary systems: one is a supersoft X-ray source (SSS) binary system consisting of a white dwarf (WD) and a near main-sequence star (MS) that fills the Roche lobe, and the other is a symbiotic binary system consisting of a WD and a low mass red-giant (RG) that fills the Roche lobe, both in which strong winds from the accreting WD play a key role increasing the WD mass to the Chandrasekhar mass limit. Here we have found one new evolutionary channel to helium-rich SSS binary systems that makes the birth rate of SNe Ia though the SSS channel much larger than the previous work. We have proposed two new evolutionary processes that make the symbiotic channel to SNe Ia much wider: (1) The WD + RG close binary can form from a wide binary even with an initial separation as large as $a_1 \lesssim 40,000 R_{\odot}$. Therefore, the WD + RG binary can form from much wider binaries than our earlier estimate, which is constrained by $a_1 \lesssim 1500 R_{\odot}$. (2) When the RG fills its inner critical Roche lobe, the WD undergoes rapid mass accretion and blows a strong optically thick wind. If a mass-stripping effect of the RG envelope by the wind is strong enough, the symbiotic channel can produce SNe Ia for a much (ten times or more) wider range of the binary parameters than our earlier estimate predicted. With the above two new effects (1) and (2), the symbiotic channel together with the helium-rich SSS channel can account for the inferred rate of SNe Ia in our Galaxy. The immediate progenitor binaries in these channels to SNe Ia may be observed as luminous supersoft X-ray sources, symbiotic stars, or recurrent novae like U Sco, T CrB, or RS Oph, depending on the wind status.