

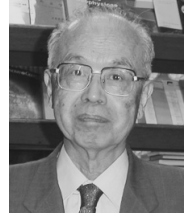
輝線星研究の最近の動向

3. O型星と惑星状星雲中心星

小 暮 智 一

〒614-8322 八幡市橋本狩尾 1-10

e-mail: tkogure@pa2.so-net.ne.jp



O型星は高温の大質量星で、通常、強い放射圧による顕著な恒星風を伴っている。最近にはクランプ構造を考慮した大気構造の解析によって質量放出率が下方に修正されている。また、星の表面磁場が直接検出されるようになり、中性子星に対する化石磁場の可能性も示唆されている。O型輝線星では広域分光観測の進展が当面の課題となっている。Of?型と分類された星は可視、X線域の分光観測によって恒星風に対する自転、磁場の効果などで謎が深まっている。一方、惑星状星雲の中心星(CSPN=Central stars of planetary nebulae)は低光度という点で通常の早期型輝線星と区別される。最近にはCSPNを[WR]、弱輝線星、非輝線星に分類してそれぞれの分光特性から進化過程、恒星風の構造および星雲の形状との関係などが検討されている。CSPNはポストAGB星から白色矮星に向かう進化過程の星と考えられているが、その過程にはいくつかのチャンネルが存在すると予測されている。また、惑星状星雲の非対称的形狀が星の磁場によるのか近接連星の作用によるのかについて議論はまだ続いている。これらの話題を中心に最近の動向を探ってみよう。

1. O型星

O型星にはOf、Oe星などの輝線星が知られているが、通常のO型星でも発達した恒星風に起因するH α などの輝線がしばしば観測される。最近注目されているのは、恒星風の構造と質量放出率、表面磁場などである。また、Of星には磁場や連星系、X線特性などについて謎の星が多い。とくにOf?星と呼ばれる一群の星が注目されている。Oe星についても分光分類やBe星との類似性などが検討されている。

1.1 恒星風と質量放出率

O型星はHR図の高温領域に分布する大質量星である。大きな放射光度をもち発達した恒星風を伴っている。その質量放出率は通常、恒星風で形成されるH α 輝線強度や熱的電波あるいは遠赤外連続光強度などから推定されているが、最近

の話題は質量放出率に対するクランプ構造の取り扱いである。WR星の場合と同じようにクランプ構造は質量放出率を減少させる。O型星ではクランプ構造をどう扱うかによってマイクロとマクロの二つの立場がある。

Bouretら¹⁾はマイクロの立場に立っている。これはクランプサイズが光子の平均自由行程より短く、したがってクランプは光学的に薄いと仮定するものでマイクロ・クランプモデルと呼ばれる。クランプ構造は星風内の体積充填率 $f=\bar{\rho}/\rho$ ($\bar{\rho}$ は平均の星風密度、 ρ はクランプ内の密度)で表され、一般に $f\ll 1$ である。彼らはO型星の光球-恒星風をつなぐ統一放射場にこのモデルを取り入れて多数のFUV輝線を解析した。このモデルによるとHD 190429A (O4If⁺)の質量放出率 \dot{M} は $1.8\times 10^{-6}M_{\odot}\text{yr}^{-1}$ と導かれる。これは同じ星についてこれまでに得られている \dot{M} の値(H α では8

から 14×10^{-6} 程度, 熱的電波では 7×10^{-6} 程度) に比較して 3 倍から 7 倍程度低い. これは H α 輝線や熱的電波の放射率がガス密度の 2 乗に比例することに由来する.

Puls ら²⁾はこのマイクロ・クランプモデルを引き継ぎ, クランプ係数 $f_{cl} = \langle \rho^2 \rangle / \langle \rho \rangle^2 \geq 1$ を導入した. この値は体積充填率 f と高密度 (ρ^+), 低密度 (ρ^-) 領域の密度から計算され, 星からの質量放出率は f_{cl} の平方根に反比例する関係にある. この新しいモデルを約 20 個の O 型超巨星に適用して観測と比較し, f_{cl} は恒星風内部の 4 程度から外縁の 20 程度まで増加することを示した. さらに Puls らはリンイオンの極端紫外域共鳴線 P V $\lambda\lambda 1118, 1128 \text{ \AA}$ の解析を行って O 型星の光度階級全般にわたり f_{cl} が 100, 星によっては 10,000 に達することを示した. このモデルによると従来の放出率は 10 分の 1 ないし, さらに大きく下方に修正されることになる.

しかし, P V $\lambda\lambda 1118, 1128 \text{ \AA}$ の解析には反論が出された. それは Oskinova ら³⁾によるマクロ・クランプモデルである. このモデルでは星風内のクランプサイズは光子の平均自由行程より大きく, 光学的に厚いとする. このモデルに基づく問題となっていた P V 共鳴線の強度は著しく弱くなり, したがって, 大きい f_{cl} を仮定しなくても整合した恒星風モデルが得られるという.

しかし, 一般に共鳴線は吸収係数が大きいので同じクランプであっても共鳴線に対しては光学的に厚くなる. したがって, ミクロ, マクロのモデルの違いは吸収線による吸収係数の違いを反映すると考えられる. こうして, 現在ではほぼ 3-10 倍程度の減少という推定が広く採用されている. しかし, これだけの減少率でも大質量星の進化に及ぼす影響の大きいことは WR 星の場合に見たとおりである.

1.2 星の表面磁場

O 型星の表面と恒星風に磁場が存在することは非熱的電波などで予想されていたが, 分光偏光観

測によって表面磁場が検出されたのはオリオン座トラペジウムの最輝星 θ^1 Ori C が最初である. この星について Donati ら⁴⁾は Anglo-Australian Telescope (3.9 m) の分光偏光装置による円偏光スペクトル (Stokes V) の自転変化 (周期 15.426 日) を解析して磁場を検出した. この星に近似的に双極型の大規模磁場が存在すると仮定すると磁極での強度 1.1 kG, 磁極と自転軸の傾き $42 \pm 6^\circ$ が得られる. また, この強い双極磁場によって恒星風の一部は磁極の赤道方向に流れ, 磁極赤道の周りに円盤構造を形成する. θ^1 Ori C の場合, 磁気赤道面は観測者に向かっている. Gagne ら⁵⁾は Chandra 衛星による X 線観測と斜回転星モデルに基づいて磁気円盤構造を詳しく描き出し, Wade ら⁶⁾は双極磁場を再測定しての極磁場を $1,300 \pm 150 \text{ G}$ と推定した. 磁場の起源について Wade ら, Donati らはともに原始星雲からの化石磁場であろうと述べている.

Donati, Howarth ら⁷⁾は Canada France Hawaii Telescope (CFHT; マウナケア) 3.6 m 望遠鏡の分光偏光装置で HD 191612 (Of?p) に強い磁場を発見した. これは Of 星ではあるが O 型としては θ^1 Ori C に続く二つ目の磁場をもつ星である. この星は自転周期が 538 日と θ^1 Ori C の 15.4 日に比べて著しく長く, 低速自転の星である. θ^1 Ori C は Zero Age Main Sequence (ZAMS) に近い若い星であるのに対し, HD 191612 は ZAMS を離れ, WR 星へと向かう進化した星であることから, Donati らはこの星は進化過程で磁場によるブレーキ効果を受けて低速自転になったのではないかと推測している.

Petit ら⁸⁾はオリオン星雲の中心星団中の 8 個の OB 星について Donati らと同じ CFHT による分光偏光観測を行い, θ^1 Ori C を含む 3 星に 1-3 kG の磁場を検出した. また, 他の星について磁場は 90% の信頼度で 200 G 以下であると見積もっている. OB 星表面の 1-3 kG の磁場は磁束として 10^{27} G cm^2 程度になり, 星の進化の過程で磁束が

保存されると仮定すると、この磁束は中性子星の最大級の値と同規模になる。中性子星の磁場の起源としてはダイナモ機構と化石磁場が考えられるが、磁束が同規模であること、早期型星では対流によるダイナモ機構に難点があることなどから Petit らは中性子星の強い磁場は OB 星からの化石磁場であろうと主張している。

恒星風内の磁場の存在はシンクロトロン放射による非熱的電波からも推測される。Schnerr ら⁹⁾は 5 個の磁場候補星についてマイクロ波連続電波観測を行い、そのうち 2 星についてスペクトル指数から非熱的電波を検出したが、残りの 2 星は熱的電波、1 星は電波が検出されなかった。Schnerr らは他のこれまでの観測と合わせ、O 型星では 20–30% の星が非熱的電波を示すのではないかと見積もっている。

O 型星の多くは X 線源である。X 線は恒星風内の衝撃波加熱によって放射されると考えられているが磁場との関係については二つの意見がある。O 型超巨星の ζ Ori (O9.7 Ib) は強い X 線源で、その放射機構について Cohen ら¹⁰⁾は標準的な(非磁氣的)星風衝撃波のシナリオで説明できるとしているのに対し、同じ星に対し、Pollock¹¹⁾は磁場によってコントロールされた恒星風の終末速度領域で形成されると主張している。Stelzer ら¹²⁾は θ^1 Ori C について X 線強度の変動が 15.4 日の自転周期に同期することから磁場との関連を支持している。Stelzer らはオリオントラペジウム付近の X 線サーベイによってこの付近の早期型星(O-A)に自転変動を示す星や非熱的放射を伴う星を検出し、早期型星には磁気恒星風をもつ星が少なくないのではないかと述べている。

1.3 Of, Oe 星

Of 星は N III ($\lambda\lambda 4634, 4640, 4642 \text{ \AA}$) に顕著な輝線を示す O 型星である。He II ($\lambda 4686 \text{ \AA}$) は吸収線から輝線まで星によって異なり、He II 強度によって Of 星は Of 型(強い輝線)、O(f) 型(弱い輝線)、O((f)) 型(吸収線)のように分類されて

いる。また、H α 線の現れ方は He II に似ているが O((f)) 型でも強い輝線を示す星もある。これまで N III の輝線半値幅は WR 星より著しく小さく数百 km s^{-1} と考えられていたが、1990 年代に入って Underhil らによって多くの Of 星の輝線輪郭に広がった裾野をもつことが知られるようになり、恒星風の速度も 2–3,000 km s^{-1} と WR 星に匹敵するようになった。しかし、星風ガス密度が低いいため、質量放出率は WR 星より 1 桁ほど低い。Of 星は一般に O 型星から WR 星(WN 型)に向かう段階の星と考えられている。HR 図上の分布で見ると O((f)) はほぼ ZAMS に近く、O 型星と混在するが、O(f) から Of 型へと He II 輝線が強まるに従って恒星風も発達し、質量放出率も次第に増加して、O \rightarrow Of \rightarrow WR へ進化していく。

分光観測の面から最近話題になっているのは Of? と呼ばれる分光型である。通常の Of 星では C III 4647, 4650, 4651 の輝線強度が N III 4634, 4640, 4642 より著しく弱いが、Of? 星では C III 輝線は N III 輝線と同程度に強く現れる¹³⁾。現在、銀河系内では HD 108, HD 191612, HD 148937 の 3 星が知られている。このうち最近観測されているはじめの 2 星について問題点を挙げてみよう。

(a) HD 108 (O6f?pe/O7III fpe) 謎の星と呼ばれ半世紀以上論争が続いている。第 1 はスペクトル変動の周期性である。多くの観測者によって数日から 1,000 日に至るいくつかの周期性が提案されながらどれも後から否定され、連星か単独星かも確認されていない。第 2 はスペクトル変化である。Of の特徴である He II, N III の変化が小さいのに比較し、Balmer 線と He I 線は P Cyg 輪郭期から純吸収線輪郭期への移行が顕著で、この移行は約 56 年で繰り返されると推測されている。最近 H α 線が弱まって吸収線期へと移行する時期になっている。Nazé ら¹³⁾は X 線によるモニター観測を行い、光学域では種々の変動が見られるのに、X 線域では驚くほど安定であることを見だし、X 線観測によって HD 108 に対する謎は

いっそう深まったと述べている。高励起輝線や X 線強度の安定性はこれらの形成領域が星から離れていることを予測させるが、単純な連星相互作用（恒星風衝突）や単独星の星風不安定性などでは説明が難しいというのがその理由である。

(b) HD 191612 (Of?p) すでに述べたようにこの星は磁場の観測された貴重な例なので、Howarth ら¹⁴⁾は多点分光キャンペーンによって分光特性を解析した。その結果、この星は O8fp + B1V のダブルライン連星で軌道周期 1,542 日、離心率 0.438 の扁平な軌道をもっている。主星の自転周期は 538 日で、半径を $14.5 R_{\odot}$ とすると赤道自転速度は 1.4 km s^{-1} と O 型星としては極度に低い。また、 $H\alpha$ 線は輝線期（約 300 日）と吸収線期（約 200 日）に別れ輝線期は自転周期に同期して輝線強度極大時をピークとする対称的な強度変化曲線を描く。これは $H\alpha$ 輝線域が星の自転軸に対して非対称構造をもつことを示しているが、軌道運動との関係は見られない。一方、 $He II \lambda 4686$ はほとんど自転による輝線強度変化を示さない。 $He I 4471$ 線は $H\alpha$ 輝線極大時に吸収線強度極小になる。Nazé ら¹⁵⁾は $He I$ 吸収線の変動から主星の分光型も変動し、輝線極大期には O8 型、極小期には O6.5 型に移ると推定している。自転に同期してなぜ分光型が変動するのか、これもまだ謎である。

これまでに述べた O 型磁星 θ^1 Ori C と Of? 星 2

星の間には共通点もあるが、それぞれに異なった特性も示している。これら 3 星の主な特徴を表 1 にまとめよう。

表 1 の 3 星に共通するのは X 線光度が通常の O 型星より 5 倍ほど高いこと、光学域スペクトルに変動周期が見られることである。ただし周期には大きな差がある。HD 108 は数日から数年規模のタイムスケールで変動が見られるが周期は特定されていない。X 線光度はほぼ同程度ではあるが HD 191612 では高階電離イオンの幅広い輝線が多く、熱的 X 線が比較的弱いのに対し、 θ^1 Ori C では反対に輝線幅は狭く、熱的 X 線が強いなどスペクトルには大きな差が見られる¹⁵⁾。また、Of? 星における炭素輝線の成因や星の進化上の位置づけもまだ解決していない。表 1 の星はどれも個性的で興味深いが、Of? 星と O 型磁星というキーワードをどう理解していくかは今後の課題であろう。

Of 星に対し、Oe 星はバルマー輝線と高い自転速度で特徴づけられる。 $He II$, $N III$ 輝線は示さず、輝線 B 型星 (Be) の O 型への延長と考えられている。Negueruela ら¹⁶⁾は Oe 星と Be 星との関係を見るために、既知の Oe 星と新たに輝線カタログから選び出した候補星（全体で 29 星）について Isaac Newton 2.5 m 望遠鏡による分光観測を行い、新しく 10 個を検出するとともに、分光分類の見直しを行った。分類基準になっている He I

表 1 O 型磁星 θ^1 Ori C と Of? 星の比較^{13), 15)}

星名	分光型	T_{eff} (kK)	質量放出率 ($M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$)	X 線光度 ($10^{33} \text{ erg s}^{-1}$) (0.5–10 keV)	変動周期
HD 108	O6f?/O7III fpe	39	—(注1)	1.2	~56 年
HD 191612	Of?p O6 期 ^(注2)	37	6.1×10^{-6}	0.7–0.9	538 日
	O8 期	35	2.5×10^{-6}		
θ^1 Ori C	O5.5V hot ^(注3)	45	1.4×10^{-6}	0.8–1.1	15.4 日

注1 質量放出率は観測者、観測時期により 10^{-7} – 10^{-5} と大きな幅がある。

注2 $H\alpha$ の輝線極大期 (O6) から吸収線期 (O8) へと分光型が移行する。

注3 物理量 (T_{eff}, \dot{M}) は Gagné ら⁵⁾のホットモデルによる。

吸収線は星風による輝線の効果によって吸収線強度が弱くなっている。この効果を考慮した再分類の結果、Oe 星は従来の分類より全体として晩期に移り、O9.5–B0 に集中する。これは Be 星現象が一般に O9.5 まで延長されることを表している。例外的に早期の Oe 星は HD 155806 (O7.5 IIIe) で、他の Oe 星との関係はまだはっきりしない。Rauw ら¹⁷⁾は二つの Oe 星 HD 45314 (Ope→BO IVe) と HD 60848 (O8 V: pe→O9.5 Ve) (矢印は旧分類から新しい分類への移行) について約 5 年間の長期的な分光追跡を行い、バルマー輝線について輝線強度や輝線輪郭の非対称性の変動などで輝線 B 型星 (Be 星) との強い類似を認めている。Be 星については次回に考察する。

2. 惑星状星雲中心星

2.1 分光特性と中心星の進化

惑星状星雲の中心星 (Central star of planetary nebula; CSPN) は一般に低輝度の早期型であるが、その分光型は [WR], Of, OV, sdO 型星など多岐にわたることが知られている。最近では輝線強度という観点から中心星を [WR] 星、弱輝線星 (Wels=Weak emission-line star)、および非輝線星に分け、この分類に沿って分光特性や進化との関係が考察されている。中心星スペクトルの知られているおよそ 350 個の CSPN の内訳は [WR] 15%, Wels 15%, 残りは非輝線星である。[WR] はほとんどすべて WC, WO 型である。また、CSPN は化学組成から水素リッチと水素欠乏の二つの系列に分かれ、約 80% が水素リッチである。組成の違いは AGB 期における核反応過程の違いによるとされている。しかし、Gorny and Tyland¹⁸⁾によるとポスト AGB 期から白色矮星に向かう進化過程では水素の有無はほとんど関係しないので進化の論争は主に水素欠乏星で行われている。

最近では FUSE 衛星などの極端紫外域の分光観測が進んで、光学域では恒星風で隠されている光

球の吸収線が解析され、Sonneborn ら¹⁹⁾が指摘するように分光分類の精度も上がっている。こうした分類精度の向上を背景として CSPN の進化論争も活発になっている。

まず、Girard ら²⁰⁾は 48 個の星雲について光学分光による星雲の分光診断を行い、化学組成、電子温度、電子密度など星雲の物理状態から、[WR], Wels, “normal” 星雲中心星 (ほとんど非輝線星) を比較し、CSPN の進化を考察している。それによると、[WR] 星は有効温度の系列に沿って最晩期の [WC11] から [WC4], [WO4] を経て最高温度の [WO1] まで進化する。星雲の物理状態もこの系列に沿って電子温度は次第に上昇し、電子密度は次第に減少する。“normal” 星雲中心星も類似の傾向を示し、[WR] 型と同じ進化過程を示す。一方、Wels は上のような星雲の状態変化に対応せず、したがって、進化経路が異なるのではないかと彼らは推測した。

同じく光学分光によって、Gesicki ら²¹⁾は中心星の黒体温度 (T_{bb}) と星雲の膨張速度から導かれる力学的年齢との関係図を作成、星のタイプと進化の関係を考察している。CSPN 全体としては晩期 [WR]→早期 [WR] と進むが、[WR] が質量の狭い範囲に集中するのに対し、Wels と非輝線星は共に広がった星質量の分布を示し、[WR] とは異なった経路をとること、また、Wels の一部は高温の [WO] 型と系列を作り、別の経路にあることなども示唆している。それに対し、Marcolino ら²²⁾は水素欠乏の 4 個の [WR] 星に対し、極端紫外と光学域スペクトルを解析し、($\log T_* - \log g$) 図上でこの 4 星が質量 $M_* = 0.5885 M_\odot$ の進化経路に乗ることを示した。図には他の星も記入されているので進化経路として

ポスト AGB→[WC 晩期]→[WC 早期]→
(Wels)→PG 1159

を読み取ることができる。この図で Wels は観測数が少なくその位置はまだ明白ではない。また、

PG 1159 型は非輝線星の高温部に位置する星の一群である。

Wels や PG 1159 タイプには異なったサブタイプが含まれており、星のタイプ間の関係が複雑になっている。そうした現状から CSPN の進化についての共通理解はその経路には複数のチャンネルがあるということである。しかし、どんなチャンネルがあるのかまだ論争は尽きない。

2.2 恒星風と質量放出率

星の大気および恒星風における基本的な問題は WR 星、O 型星の項で述べたように、鉄族元素による毛布効果とクランプ構造の効果である。Kudritzki ら²³⁾は CSPN に対しこれらの効果を考慮した Non-LTE モデルを計算して、星の有効温度、重力、半径、質量放出率などを導いている。毛布効果は外層大気が数百万本の吸収線によって光球からの放射を吸収し、放射が逆流して大気内部を加熱する効果で、これによって星の有効温度が高まり、HR 図上における進化経路が右下方に押し下げられる。一方、クランプ構造は第 1 節で述べたクランプ係数 f_{cl} を $H\alpha$ 、He II 輝線強度比から導き、観測された 9 星について $f_{cl}=1-50$ を得ている。ただし、 $f_{cl}=50$ を示したのは 1 星 (IC 418 中心星) のみで、他は 4 以下である。その結果、質量放出率として $10^{-7}-10^{-8}M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$ が得られ、クランプの効果はそれほど大きくない。Urbaneja ら²⁴⁾も CSPN の恒星風は種族 I の O 型星に比べて光度差によるスケールダウンとして一般的に理解できるが、クランプ効果などでは種族 I と相違することを指摘している。

Akashi ら²⁵⁾は定常的および時間的に発展する CSPN からの球対称恒星風の数値計算を行い、高速星風中の高温バブルから放射される X 線の放射温度、X 線光度を導いて、Chandra, XMM-Newton 望遠鏡による観測結果と比較した。その結果、高速星風による質量放出率は時間的に変化し、星雲形成の初期には大きな値をもっていたが約 1,000 年後には急速に減少したとするシナリオ

を描き出している。

対称的星雲の形成には球対称的恒星風モデルも有効であろう。しかし、非対称的星雲では CSPN の恒星風は球対称ではなく、極方向と赤道方向で異なること予想される。最近、[WR] 星を中心星とする若い惑星状星雲にダスト円盤の存在が知られるようになった。Chesneau ら²⁶⁾、Lagadec ら²⁷⁾は赤外域観測によって星の赤道方向に半径 100 AU ほどの円盤を検出した。その形状はディアボロ (空中独楽) と表現されている。また、Chesneau らは星雲によって炭素²⁸⁾、またはシリケート²⁹⁾の円盤も検出しており、恒星風と円盤の関係とその構造の解明が課題となっている。

2.3 星雲の整形、星磁場か連星作用か

惑星状星雲は円形、楕円形、双極型、その複合型など多様な形態を示している。これらの形態が中心星の特性と結びついているのは疑いないが、非対称性を引き起こす星の特性としては高速自転、表面磁場、連星相互作用などが考えられる。最近、注目されているのは磁場と連星系の効果である。しかし、どちらが主因なのか、あるいは両者の複合なのかまだ決着はついていない。

整列したフィラメント構造や双極的な形状など非対称星雲の構造は磁場の存在を予測させるが、星本体の表面磁場が検出されたのはようやく 2005 年になってからである。Jordan ら³⁰⁾は 4 個の CSPN について Very Large Telescope (VLT) 望遠鏡の分光偏光装置による分光観測を行い、そのうち 2 星 (NGC 1360, LSS 1362) についてキロガウス (kG) 級の磁場を見いだした。その後、Lee ら³¹⁾は双極型の惑星状星雲 8 個について European Southern Observatory (ESO) の 3.58 m 望遠鏡による高分散分光を行い、その中の 2 星についてゼーマン効果の解析から 20 kG の上限値を得ている。その結果から Lee らは若し磁場が星雲の形状に寄与するとしても、星磁場の強度は 10 kG 程度以下で有効なのかもしれないと示唆している。つづいて Sabin ら³²⁾は 4 個の双極型星雲に対

してサブミリ波の偏光観測を行い、そのうちの3個にダストの整列によるトロイダル磁場を検出して、星の磁場が星雲の形状に効果をもつと推測している。また、Washimiら³³⁾は双極型惑星状星雲M2-9について3次元MHD(磁気流体力学)シミュレーションを行い、トロイダル磁場によってコリメートされた星風とそれを取り囲む星風によってこの星雲の形状が再現できるとしている。Miyaji-Saito³⁴⁾も数値計算によって単独星からの双極型星雲の形成を描き出している。自転と磁場のねじれによって星の極地帯で磁場が盛り上がり、そこからジェットが放出されるというモデルである。

これに対し、Soker³⁵⁾は星雲の非対称形状は磁場ではなく、連星効果によって形成されると主張している。その理由は単独星では双極磁場は星近傍に限られ、星雲形状に必要なエネルギーと角運動量を供給することが難しいという点にある。

連星系起源のキーワードはCE相互作用である(CE; common envelope)。これは近接連星の進化過程で、主星がローシュ・ローブを満たして伴星に質量を供給するようになった場合、供給量が十分大きいと伴星も急速にローシュ・ローブを満たすが、さらにガスの供給が続くと、あふれたガスは両星を取り巻く共通ガス圏(CE)となる。主星がAGB末の段階で崩壊して軌道が収縮し、軌道エネルギーがCEに与えられるとバースト的な非対称ガス流となって双極型星雲が形成される。そのためには中心星は十分に接近した近接連星(短周期)であることが必要である。

これまでは周期3日以内の短周期連星はCSPNの10-15%と推定されていた。De Marco³⁶⁾は約100個のCSPNをサーベイし、そのうち連星系として検出されたすべての星系(25星)をリストしている。検出は光度変化、視線速度、星食、複合スペクトル(主星と伴星のスペクトル分離)などで行われている。このリストによると軌道周期は3日以下の短期が18星と過半数を占め、次いで中

期は8日から22日程度で3星、長期には10年以上が1星含まれている。これを見ると短周期連星の比率がかなり高い。最近De Marcoら³⁷⁾、Bondら³⁸⁾は視線速度のサーベイによって速度変動を示す比率が50-90%と高いことを示した。変動の中には星風変動、星の振動などの混入も考えられるが、両者とも近接連星の比率は高いと推測している。AGB星の進化とCE連星作用に基づいて、De Marcoらはすべてとは言わなくても大部分の非対称的星雲の形状は近接連星起源ではないかと主張している。

これに対し、もう少し許容度を高めたのはZijlstra³⁹⁾である。連星作用についてZijlstraは連星を近接度によって三つのタイプに分けている。もっとも近接した連星(Type I)ではCE相互作用によって軌道軸方向に急速に質量を放出して双極型星雲を形成する(連星起源型質量放出)。次にそれより分離したType IIでは伴星は星雲の形状に効果を及ぼすが質量放出率は増大させない(連星整形型質量放出)。さらに分離したType III連星では軌道運動によって星雲内部に渦状構造などを生じる(質量放出の軌道効果型)。ZijlstraがType I(CE相互作用)の典型として挙げているのは双極型星雲Abell 63の中心星UU Sgeである。

この星雲は双極型と呼ばれているが二つの部分からなっている。中心付近にはリムと呼ばれる中心星の両側で互いに向き合う円弧状のH α 星雲と、リムに平行して長く伸びるジェット流とで、ジェットの先端は[NII]輝線のガス塊となっている。Mitchellら⁴⁰⁾は高分散、長スリット分光観測によって星雲の構造を解析し、ジェットはポストAGB星から星雲が形成された直後にCE作用によって連星系の軌道軸方向に放出された構造として、また、リムはガス密度も高く、年齢も若いのでジェット放出の後に形成された構造として説明できるとしている。このジェット構造はSoker³⁵⁾の理論的予測に合致するのでMitchellらはAbell 63は観測的にCE相互作用を実証した

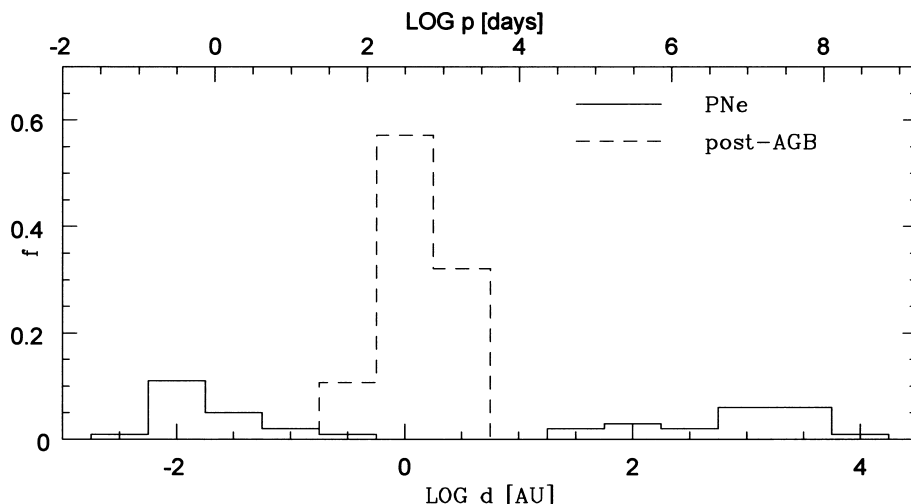


図1 CSPN, ポスト AGB 星の連星分離度の相対的頻度分布. 上端の目盛りは連星周期 (日), 下端は軌道サイズ (AU). (Zijlstra³⁹より転載)

最初の例になると述べている。

連星統計の話に戻ると, Zijlstra³⁹) は CSPN 連星がポスト AGB 連星から進化したものがどうかについて疑問を与えている。それは連星分離度の分布が両者で異なるからである。分離度による CSPN の相対的頻度分布を図 1 に示そう。この図で CSPN 連星は 100 日以内 (0.5 日程度に極大) と 10⁴ 日以上とに周期が分かれ, その間に大きなギャップがある。一方, ポスト AGB 連星の軌道周期はほとんどこのギャップの間にあり, CSPN と重なる部分は少ない。この分布図から Zijlstra は非対称的星雲中心の短周期連星はポスト AGB 星が直接的に進化したとは考えにくいと述べている。しかし, これらの連星系がそれぞれどのような進化経路をたどるのであろうか。Zijlstra はまだそこまで触れていない。

最近の動向を見ると, 対称的, 非対称的を含めた惑星状星雲の整形について支配的な要因は中心星の自転なのか, 磁場なのか, あるいは連星なのか, もし連星とすればどんなタイプの連星なのか, まだまだ未解決の問題が多い。

参考文献

- 1) Bouret J. C., Lanz T., Hillier D. J., 2005, A&A 438, 301
- 2) Puls J., Markova N., Scuderi S., 2006a, ASP Conf. Ser., in press; Puls J., Markova N., et al., 2006b, A&A 454, 625
- 3) Oskinova L. M., Hamann W. R., Feldmeier A., 2007, A&A, 476, 1331
- 4) Donati J. F., Babel J., Harries T. J., et al., 2002, MN 333, 55
- 5) Gagné M., Oksala M. E., et al., 2005, ApJ 628, 986
- 6) Wade G. A., Fullerton A. W., Donati J. F., et al., 2006, AA 451, 195
- 7) Donati J. F., Howarth I. D., et al., 2006, MN 365, L6
- 8) Petit V., Wade G. A., Drissen L., Montmerle T., 2007, Proc. 40 Years of Pulsars, Millisecond Pulsars, Magnators and More, in press
- 9) Schnerr R. S., Rygl K. L. J., et al., 2007, A&A 470, 1105
- 10) Cohen D. H., Leutenegger M. A., et al., 2006, MNRAS 368, 1905
- 11) Pollock A. M. T., 2007, A&A 463, 1111
- 12) Stelzer B., Flacomio E., Montmerle T., et al., 2005, ApJS 160, 552
- 13) Nazé Y., Rauw G., et al., 2006, Proc. The X-ray Universe 2005, Wilson A. (ed.), ESA Publ. Division, 99
- 14) Howarth I. D., Walborn N. R., et al., 2007, MNRAS 381, 433
- 15) Nazé Y., Rauw G., et al., 2007, MNRAS 375, 145
- 16) Negueruela I., Steele I. A., Bernabeu G., 2004, AN 325,

- 17) Rauw G., Nazé Y., et al., 2007, IBVS 5773, 1
- 18) Gorny S. K., Tyland R., 2000, A&A 362, 1008
- 19) Sonneborn G., Iping R., Herald J., 2007, IAUS 234, 513
- 20) Girard P., et al., 2007, A&A 463, 256
- 21) Gesicki K., et al., 2006, A&A 451, 925
- 22) Marcolino W. L. F., et al., 2007, ApJ 654, 1068; Marcolino W. L. F., et al., 2007, AJ 134, 1380
- 23) Kudritzki R. P., Urbaneja M. A., Puls J., 2006, IAUS 234, 119
- 24) Urbaneja M. A., Kudritzki R. P., Puls J., 2007, Proc. Clumping in Hot Star Winds W. R. Hamann, et al., (eds.), in press
- 25) Akashi O., et al., 2007, MNRAS 375, 137
- 26) Chesneau O., 2006, ASP Conf. 355, 117
- 27) Lagadec E., Chesneau O., 2006, IAUS 234, 189
- 28) Cheaneau O., et al., 2006, A&A 455, 1009
- 29) Cheaneau O., et al., 2007, A&A 473, L29
- 30) Jordan S., Werner K., O'Toole S. J., 2005, A&A 432, 273
- 31) Lee T.-H., Stanghellini L., et al., 2007, AJ 133, 987
- 32) Sabin L., Zijlstra Albert A., Greaves J. S., 2007, MNRAS 376, 378
- 33) Washimi H., Zank G. P., et al., 2006, IAUS 234, 543
- 34) Miyaji S., Saito D., 2006, IAUS 234, 551
- 35) Soker N., 2006, PASP 118, 260
- 36) De Marco O., 2006, IAUS 234, 111
- 37) De Marco O., Wortet S., Bond H. E., Harmer D., 2007, Proc. Asymmetric PNe IV, in press
- 38) Bond E., et al., 2006, AIP Conf. Proc. Vol. 804, Planetary Nebulae as Astronomical Tools, p. 165
- 39) Zijlstra A. A., 2007, Baltic Astronomy 16, 79
- 40) Mitchell D. L., O'Orien T. J., et al., 2007, MNRAS 374, 1404

Recent Developments in the Studies of Emission-Line Stars

3. O Stars and Central Stars of Planetary Nebulae

Tomokazu KOGURE

1-10 Togano, Hashimoto, Yawata, Kyoto 614-8322, Japan

Abstract: O-type stars are hot massive stars having strong radiatively-driven winds. Recent studies of stellar winds taking into account of the clumpy structure revised the mass-loss rate downward by a factor of several. Stellar magnetic fields have been detected for some O stars, suggesting the fossil origin of neutron star magnetic fields through evolution of O stars as their progenitors. Optical and X ray observations of Of? type stars reveal some enigmatic behaviors in the effects of stellar rotation and magnetic field for their structure of winds. Central stars of planetary nebulae (CSPNe), when classified as [WR], weak emission-line, and no emission-line stars, seem to have different evolutionary paths from post-AGB to white dwarf stars. The formation of asymmetric planetary nebulae is also a subject of debate whether they formed by stellar magnetism or from close binary system. These problems are briefly reviewed.