

輝線星研究の最近の動向

4. 輝線 B 型星 (Be)

小 暮 智 一

〈〒614-8322 京都府八幡市橋本狩尾 1-10〉

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



輝線 B 型星 (Be) はバルマー輝線を示す B 型星で、明るい星が多く、スペクトル線に多様な変動を示すので古くから多くの観測が蓄積されている。Be 星は一般に高速度自転星で、輝線は赤道面に沿う円盤で形成される。最近では高分解の分光観測によって円盤の形成と消滅の過程やリングの存在などが明らかになってきた。また、光赤外干渉計の観測によって円盤や輝線形成域のリアルサイズの測定が可能となり、高解像度撮像分光時代の開幕を迎えている。星表面磁場の検出と測定も進み、多様な磁氣的円盤モデルが提唱されている。単独星としての Be 星の主系列初期から終期、ポスト主系列にかけての進化についても観測的考察が続いている。これらについて概観してみたい。

1. Be 現象とその変動

光度階級 V-III に属する B 型輝線星を古典的 Be 星と呼び、水素バルマー線 $H\alpha$, $H\beta$, $H\gamma$, ... や 1 回電離金属線などの輝線で特徴づけられる。古典的とは超巨星や前主系列星と区別するためであるが、Be 星の長い観測の歴史も含意されている。ここでは単に Be 星と呼ぶことにする。

Be 星のバルマー輝線は通常、自転で広がった光球吸収線の上に乗っており、輪郭はシングルピーク、ダブルピークを示すものが多いが、輝線の中心部にダブルピークより狭くて深い吸収線をもつ星がある。このタイプは Be ガス殻星 (Be shell star) と呼ばれ、通常の Be 星と区別してここでは Be-s と表そう。Be 星はときには輝線を失って通常の B 型星に移ることもあり、その逆もある。また、ときにはガス殻吸収線が現れて Be-s 星に移ることもある。このような移行は位相変化と呼ばれ、それに伴って円盤状星周囲の構造も変化する。こうした変動から Be 星という代わりに Be 現象と呼ぶこともある。

(1) 位相変化

位相変化の最もよい例はおうし座のプレオネ (28 Tau, B8Ve-s) である。この星は 1888 年に Be 星として発見され、1903 年までバルマー輝線が記録されているが、1905 年に正常の B 型星になり、1938 年に輝線とともにガス殻吸収線を示して Be-s 星となった。ガス殻活動は 1945-46 年に最盛期になり、1954 年に吸収線が消失して Be 星となっている。Be から再び Be-s に移行したのは 1972 年である。この変化は岡山天体物理観測所でも追跡された。ガス殻期は 1989 年頃まで続き、Be 星に戻ったが、これまでの観測ではガス殻期は 34 年程度の間隔で繰り返し、十数年間活動が続いている。したがって、今回は 2006-7 年にガス殻期に入ると予想されていたが、予想より早く 2005 年に Be-s に移行した。今回は西はりま天文台を中心に岡山天体物理観測所、美星天文台などで測光、分光観測が行われ、Tanaka ら¹⁾は Ca II 吸収線の成長、U バンドの減光、バルマー輝線の強度増加など、移行時のスペクトル変化は 1972 年時とよく似ていることを示した。ガス殻期は光

学的に厚い円盤が光球前面に形成されることで説明されるが、今回の位相変化で特に注目されるのは円盤ではなくリング状構造が観測されたことであろう（後述）。

88 Her は位相変化としては少し変わっている。この星はプレオネに似たスペクトルを示し、H α 輝線は常にガス殻吸収線を伴っているが、Fe IIの吸収線に位相変化を示すことが Hirata²⁾によって指摘された。ガス殻期は U, B バンドの光度減少、ガス殻吸収線の強度増加などで始まりプレオネに似た振舞いを示す。Granada and Cidale³⁾ は 1981-1992 年に紫外衛星 IUE で得られた高分散スペクトルの Fe II 吸収線を解析し、視線速度変化から連星軌道周期として 86.7 日を確認したが、同時に吸収線強度の変動に約 1,560 日の周期性を検出した。Fe II 吸収線を形成する領域は H α 線形成域より内側にあつて、膨張速度も小さいことから、彼らは準静力学的大気モデルを適用して、Fe II 円盤の半径とその厚みを推定した。その結果、ガス殻期には Fe II 円盤は小さく、また、偏光もその形が扁平であることを示すが、正常の B 型星期に戻ると円盤の半径は大きくなり、球対称に近づいてくる。この位相変化は水素バルマー線に見られる変化に類似している。

位相変化のうち B \leftrightarrow Be 星間の変化は円盤の消失、形成で説明される。しかし、Be または B から Be-s への移行についてはどうであろうか。

Rivinius ら⁴⁾ は明るい Be-s 星のエシェル分光観測を行い、23 個の「慣習的な」Be-s 星と位相変化を示した 3 個の Be-s 星を区別している。前者は位相変化を示さない星と見なされるが、この中には EW Lac, o And のように過去に位相変化を示した星も含まれている。また、88 Her も「慣習的な」Be-shell 星に含まれているが Fe II 線で位相変化を示している。Rivinius らは Be-s 星とはほとんどが高速自転星を赤道面近くから見ている星であると見なしており、位相変化は赤道面を回る円盤サイズの幾何学的変化で説明できると推測してい

るが、どのような変化なのかは述べていない。しかし、筆者の見解によればバルマー線にガス殻吸収線が形成されるのは H α 線に対する円盤の光学的厚さ $\tau(\text{H}\alpha)$ が 100 以上、ときには 4,000 を超えるなど、十分大きい場合であり、一方、通常の Be 星は $\tau(\text{H}\alpha)$ が 100 以下と小さい場合である。 $\tau(\text{H}\alpha)$ の値はバルマー系列ガス殻吸収線の中心の深さが系列番号とともに減少することから得られる。強いガス殻吸収線ほど光学的に厚く、バルマー高準位まで吸収線が現れるからである。したがって、位相変化は円盤が光学的に厚くなったかどうかで判定される。Be-s 星は必ずしも赤道面から見ている場合とは限らず、中間の傾斜角であっても光学的に厚い円盤状星周囲が垂直方向に広がるか、あるいは歳差などによって円盤が赤道面から傾斜しているかといった場合に位相変化が生じうる。

(2) 円盤とリングの形成と消滅

Be 星の赤道周辺にどのようにして円盤が形成されるのか。単独星起源説と連星起源説の論争が長く続いているが、今日では両者の可能性が広く認められている。連星説では先に進化した星がローシュローブを満たし、流れ出した降着流によって B 型伴星の周りに円盤が形成される。一方、単独星説では何らかのトリガーによって赤道帯から低速度の電離ガスが流出して円盤を形成する。最近では単独星説に立って円盤とリングの形成と消滅を説明しようとする考察が多い。

Rivinius⁵⁾ は星表面から高速自転が主因とされる「アウトバースト」によってガス塊が放出され円盤を形成すると述べている。円盤の形成は断続的に行われ、アウトバーストが終わると円盤内部に空隙が生じリングへと移っていく。そのままリングが散逸すると通常の B 型星期に戻る。Carcioli ら⁶⁾ も α Eri (Achernar, B3Ve) に対し、この考えを引き継いでいる。この星は第 2 節で述べるように干渉計観測では自転軸方向に伸びる広がった恒星風を示しているが、Be 星現象として

赤道方向に回転円盤の存在することも知られている。CarcioliらはBバンドの偏光観測によって円盤に短期（数分から数時間）と長期（数週間から数カ月）の変動を認めた。その結果をH α 輝線輪郭の変動と合わせて円盤のモデル計算を行い、短期変動は星の表面からガス塊の個別的放出により、長期変動はガス放出の積算による円盤の形成、成長に起因すると推定している。ガスの放出が停止すると円盤の内側に空隙が生じリングとなる。やがてリングも散逸してB星に戻る。Meillandら⁷⁾もモデル計算によって円盤からリングへの移行を考察しているが、やはり、ある時点でのアウトバーストの終息によって、リングの生成と消滅が生じると考えている。

これらのリング形成のシナリオはモデル考察にとどまっている。リングの形成を観測的に実証したのはプレオネについての田中ら¹⁾の仕事である。この観測で古いリングと新たに形成されたリングが同時に検出され、リングの交代が位相変化と同時期に現れている。二つのリングは赤道面に対し異なった傾きを示すが、この傾きはHirata⁸⁾によって円盤の歳差運動によることが偏光観測から推定されている。

蛇足ながら円盤とリングの二重構造について筆者には1967年頃の思い出がある。その頃、ムードン天文台に滞在していて、ポールオンBe星数個の分光観測とモデル計算を行っていた。H β 輝線輪郭から円盤サイズの推定などを行ったが、その

うちの1星、11 Cam (B3e)が円盤とリングの二重構造を示すことを見いだした⁹⁾。この星はシングルピークのH β 線に「ワインボトル型」と呼ばれる肩を持った輪郭を示している。リングであることは光球に接する高速回転部分に対応する輝線輪郭翼部の欠けることから判定される。また、リングは星から離れて遠ざかるにつれて輝線幅、輝線強度はともに減少し、バルマー逓減率H α /H β の増大することからリングの相対的サイズが推測される。リングの存在を観測的に指摘したのはこれが初めてであったと思う。しかし、ワインボトル輪郭は円盤中の電子散乱でも起こりうるといった反論が多く、リングに対する理解は得られなかった。筆者もリングについてそれ以上追跡しなかったため、議論は発展しなかった。リング構造が広く知られ、注目されるようになったのは2000年以降である。

(3) Be星の自転速度

Be星円盤やリングの形成については連星系相互作用、非動径振動など種々の機構が検討されているが、基本にあるのはやはり高速自転であろう。Be星はすべて赤道上で重力と遠心力の釣り合う臨界自転速度で自転するのではないかという仮説も出されているので、この点を検討するためCranmer¹⁰⁾はYudin¹¹⁾のデータベースから取り出した462個の古典的Be星について自転速度の統計的見直しを行った。自転速度 $V \sin i$ をHeI $\lambda 4471 \text{ \AA}$ の吸収線輪郭から導く際に星の周縁

表1 Be星の自転速度の統計 (Cranmer¹⁰⁾の資料による)*1

分光型	O7-B1.5	B1.5-B2.5	B2.5-B3.5	B3.5-B6	B6-AO
有効温度 (kK)	36-24	24-21	21-19	19-13	13-10
$\langle V \sin i / V_{\text{crit}} \rangle$	0.41	0.43	0.47	0.53	0.59
$V_{\text{min}} / V_{\text{crit}}$	0.42	0.34	0.51	0.72	0.91
$V_{\text{max}} / V_{\text{crit}}$	0.79	0.80	0.91	0.75	0.91
主系列の臨界速度 (括弧内は対応する分光型)*2					
$V_{\text{crit}} \text{ (km s}^{-1}\text{)}$	550 (B0)	480 (B2)	470 (B3)	430 (B5)	390 (B8)

*1 自転速度比は小数点以下2桁で丸めてある。

*2 V_{crit} は大気モデルから計算されるが、表の値はCranmer¹⁰⁾の図から読み取ったものである。

減光と新しく重力減光（赤道付近では重力が小さくなるため表面輝度が減少する）を考慮している。その結果の一部を表 1 に示そう。自転速度は臨界速度 V_{crit} に対する比として表してある。 V を統計的に推定した赤道自転速度とすると、 V_{min} と V_{max} は各分光型の最小値と最大値を示す。

表 1 は Be 星の自転速度の傾向について、i) 自転速度比 $\langle V \sin i / V_{\text{crit}} \rangle$ は早期型から晩期型へしだいに増大し、 V/V_{crit} はおよそ 90% に達するが、臨界速度には達しない、ii) 早期型ほど速度比が小さく円盤の形成には何らかの“アウトバースト”機構が必要である、などを示している。Cranmer らの導いたこれらの特性はこれまでの統計的考察を支持するものとなっている。

2. 輝線形成域の光赤外干渉計観測

Be 星の輝線形成域の構造の解明にとって光赤外干渉計観測は開幕の時代を迎えている。光干渉技術は 1990 年代になって大きく進展したが、それを如実に示したのは 1997 年、Quirrenbach ら¹²⁾ の Mt. Wilson の Mark III 干渉計（最長基線 31 m, 角分解能 4.3 ミリ秒角 = mas）を用いた明るい Be 星の観測であろう。6 個の星について円盤の扁平度を測定し、長軸と短軸の軸比が自転速度 $V \sin i$ と良い関係にあり、赤道方向に広がる円盤の存在をリアルに示した。

2000 年以降になると大型望遠鏡に光赤外干渉装置が装備されるようになり、Be 星の観測にも VLTI (Very Large Telescope Interferometer,

ESO), NPOI (Navy Prototype Optical Interferometer, US Naval Observatory), CHARA Array (Center for High Angular Resolution Astronomy, Mt. Wilson Observatory) などが取り組むようになった。干渉計観測法と Be, B[e] への応用は Slee ら¹³⁾によってまとめられている。最近、Be 星の観測に用いられた主な例を表 2 にまとめよう。

VLTI による干渉計観測は赤外域で行われている。Chesneau ら (2005)¹⁴⁾ は α Ara (B2Ve), δ Cen (B2IVe) に対して N バンド (10 μm 帯) で観測し、両星の円盤サイズの上限として 4 mas を得ている。これは α Ara の場合およそ星半径の 14 倍に対応し Be 星としては意外に小さい値であった。これらの星はバルマー線に周期的変動を示すところから Chesneau らは両星とも近接連星で円盤は伴星によって外縁が切り取られたものではないかと推測している。

Kervella ら¹⁵⁾は近赤外 H, K バンドで α Eri (Achernar, B3Ve) の観測を行い、この星は扁平な光球（赤道半径 2.13 mas, 極半径 1.51 mas）をもち、極方向に伸びた赤外放射域（赤道方向 2.7 mas, 極方向 17.6 mas）をもつことを示した（1 mas は 0.044 AU に対応）。彼らはこの広がった赤外域を恒星風とみなし、電離ガスのフリーフリー放射のモデルから恒星風の電子温度は 20,000 K, 平均の電子密度は $2-3 \times 10^{10} \text{ cm}^{-3}$ 程度と推定した。この観測は高速自転星の高緯度帯から発達した恒星風が流れ出す様子を描き出している。

Meilland ら¹⁶⁾は強いバルマー輝線と赤外超過を

表 2 Be 星の干渉計観測の主な例.

干渉計	観測者	年(文献)	観測装置	観測波長域	観測星
VLTI	Chesneau, et al. ¹⁴⁾	2005	MIDI	N-band	α Ara
	Chesneau and Rivinius ¹⁴⁾	2005	MIDI	N-band	α Ara, δ Cen
	Kervella, et al. ¹⁵⁾	2006	VINCI	H, K bands	α Eri
	Meilland, et al. ¹⁶⁾	2006	AMBER	K-band	κ CMa
NPOI	Tycner, et al. ¹⁷⁾	2005		H α	η Tau, β CMi + 5 Be
	Tycner, et al. ¹⁷⁾	2006		H α	γ Cas, ϕ Per
CHARA	Gies, et al. ¹⁸⁾	2007		K'-band	γ Cas, ϕ Per, ζ Tau, κ Dra

示す Be 星 κ CMa (B2 IVe) を VLTI の K バンド (Br γ と周辺の連続光) における干渉計観測 (角分解能 6 mas) を行った。放射域は軸比 2 程度の扁平な形状を示し、放射域のサイズは連続光より Br γ 線のほうが大きい。長軸に近い方向で軸半径は連続光で < 3.6 mas (0.82 AU), Br γ で 3.7–5.5 mas (0.85–1.26 AU) の範囲にある。短軸方向はおよそその半分である。赤外放射を恒星風起源とすると、この星も α Eri と同じように星の極方向に流れ出した恒星風という可能性が高い。注目されるのは連続光では長軸に非対称が見られことで、長軸の一方の側が他方より明るくなっており、局所的に密度の高い領域の存在を示している。Meilland らはこの非対称の原因として輝線輪郭のダブルピークの強度比変動 (V/R 変動) から予想されている一本腕振動の構造が見えているのではないかと検討した。しかし、変動周期には星によって長期から短期まで多様性があり、この星の V/R 変動の周期も特定されていない。そのため一本腕構造を観測しているのかどうかについてはまだ結論は出ていない。

NPOI によって Be 星の観測を行っているのは Tycner ら¹⁷⁾である。NPOI は最長 300 m の基線をもつ Y 字型の大型干渉計であるが、Be 星は内部の三角形配置 (最長 37.5 m, 64.4 m) で観測された。波長域は H α 線および隣接する連続光である。表 2 の 4 星について輝線域は楕円型ガウス分布と仮定し、長軸角 θ_{mj} (mas), 軸比 $r=b/a$, 長軸長 D_{mj} (10^9 m) などを導いた。また、分光観測から H α 輝線光度 $L_{H\alpha}$ を推定し、Quirrenbach ら¹²⁾のデータと合わせて ($\log L_{H\alpha}$ - $\log D_{mj}$) 図上にプロットすると、大きい円盤ほど輝線強度が大きいというきれいな直線的関係が見られる。Tycner らはこの関係から円盤は H α 線に対して光学的に厚く放射域の有効表面積に比例すると結論している。また、この観測によると D_{mj} は早期型星ほど大きくなる傾向を示すが、自転速度 $V \sin i$ には依存しない。これらはこれまでの分光観測から得ら

れた標準的なモデルを支持するものであるが、円盤の実半径での相関関係が得られたのは印象的である。

Gies ら¹⁸⁾は CHARA アレーを用い、4 個の Be 星 (表 2) に対して円盤サイズの測定を行っている。このアレーは 6 個の 1 m 望遠鏡を 34–350 m の基線に配置した Y 字型干渉計である。4 個の Be 星はどれも微光の伴星をもつ連星系で、そのうち ϕ Per の伴星は高温準矮星であることが知られている。他の 3 星についても ϕ Per との類似性から伴星は高温準矮星であると見なしているが、伴星の影響は小さい。観測波長域は近赤外 K' バンド連続光で、どの星に対しても円盤状星周囲を検出した。Gies らは円盤を等温のケプラー回転体と仮定して円盤内の密度動径分布、傾斜角、長軸の位置角などを導いた。こうして得られた円盤の長半径は 1.7–2.3 mas 程度で、Quirrenbach ら¹²⁾, Tycner ら¹⁷⁾の推定した H α 線域のサイズ 2.6–4.5 mas に比較すると明らかに小さい。この結果を Gies らは Tycner らと同様に円盤が H α 線に対しては光学的に厚く、半径とともに中性水素の相対量が増加するのに対し、K' バンドの連続光は円盤内部の密度の高い領域からのフリーフリー放射で説明できるとしている。

今後の干渉計観測に対しては観測星数の増加、とくに時間変動の観測が期待される。

3. Be 星磁場

B 型では化学特異星 (Bp) のなかに強い磁場をもつ星のあることが古くから知られているが、古典的 Be 星に直接磁場が測定されるようになったのは 2000 年代に入ってからである。検出されたのは 100 G 程度より弱い磁場であるが、強磁場をもつ Bp 星の中には H α 輝線を示す高速自転星もある。このため、Be 星と星周囲の磁場モデルには弱い磁場と強い磁場の二つの立場があり、議論は続いている。

(1) 磁場の検出と測定

Be 星の表面磁場は通常、円偏光（ストークス I, V パラメータ）の変動の観測から測定される¹⁹⁾。2000 年以降最近までに磁場の検出された Be 星は 3 個、 ω Ori (80 ± 40 G), β Cep (95 ± 8 G), 16 Peg (-156 ± 31 G) であった。Hubrig ら²⁰⁾は VLT の分光偏光装置 (FORS 1) で 15 Be 星のサーベイを行い、3 星に 100 G 程度の磁場を検出、他の 3 星に CaII H, K 線の偏光成分から磁場存在の可能性を推測した。また、Yudin ら²¹⁾は VLT の同じ装置で 5 個の Be 星に対し検出を試みたが 100 G を超える磁場は見いだされなかった。

一方、強い磁場の検出されたのは典型的な Bp (ヘリウム星) として知られる σ Ori E (B2Vpe) である。Townsend ら²²⁾は、この星が磁極 10 kG 程度の自転軸と傾いた双極磁場をもち、自転周期 1.19 日と同期して変動することを示し、斜め回転星と推定した。この星は高速自転星でもあり、自転速度は臨界速度の 0.5 倍に達している。また、H α 輝線も存在し、その変動の一部は自転に同期している。通常の B 型ヘリウム星は 1 kG 級の変動磁場をもつが、これらは自転速度が低く輝線も示さない。 σ Ori E とは対照的である。

古典的 Be 星についてはまだ強い磁場が検出された例がないので、表面磁場は存在するにしても 100 G 位ではないかという推測が一般的である。それに対し強い磁場はヘリウム星のような化学的特異星との関連が示唆されている。

(2) 磁場と恒星風モデル

Be 星の恒星風と円盤について磁場を取り入れた磁気流体力学的モデルは古く 1990 年代から種々提唱されているが、肝心の磁場の強度や構造が知られていないので、磁場の効果はまだ明確ではない。最近のモデルを取り上げて見よう。

MTD モデル (Magnetically Torqued Disk, 磁氣的トルク円盤)

Cassinelli ら²³⁾によって提唱されたモデルで、恒星風は星の全面から一様に流出し、磁場は双極的

で自転軸と一致すると仮定する。このモデルによると中緯度より低い緯度から流出した恒星風は磁場に沿って赤道面に集まり、円盤を形成する。円盤のケプラー回転に必要な角運動量は磁場によるトルクとして与えられる。円盤を形成するのに必要な表面磁場は分光型と自転速度に依存し、早期型ほど、また自転速度が小さいほど大きな表面磁場を必要とする。自転速度が大きければそれだけ磁場による角運動量の補給が少なく済むわけである。Be 星の場合に必要な表面磁場を表 3 に示そう。必要磁場は星の分光型に依存する。Brown ら²⁴⁾は星表面の自転による重力減光を採り入れて、MTD モデルを改良し、円盤におけるガス密度分布と、輝線強度、線偏光度、赤外線強度などのパラメータ依存性を導いている。その結果、輝線強度が自転速度 $V_{rot}/V_{crit} = 0.5 - 0.6$ 付近で最大になることなどから、Be 星は臨界速度 V_{crit} に近い速度をもつ必要はないとしている。

MRWD モデル (Magnetic Rotator Wind-Disk, 磁氣的回転星風円盤)

Maheswaran²⁵⁾はトロイダル磁場を仮定し、磁気回転星の子午面内の二次元モデルを計算して MRWD モデルと呼んでいる。星の低緯度帯から流出した恒星風は磁力線に沿って赤道面に向かって流れ、赤道面の両側に衝撃波面を作り、その内側に低密度高速回転円盤を形成する。ガスの流出が続くと円盤に対し、重力効果が磁場の効果より大きくなって、円盤は外方に広がりケプラー円盤

表 3 Be 星円盤形成に必要な磁場.

モデル	MTD ²³⁾			MRWD ²⁵⁾
	双極磁場 (G)			トロイダル磁場 (G)
V_{rot}/V_{crit}	0.5	0.7	0.9	0.5
B0	2,200	1,600	1,280	67
B2	335	243	195	13
B5	64	46	37	2.5
B9	27	20	16	1.3

を形成するというシナリオである。このモデルでは磁場は子午線成分に限られるが、最適化された表面磁場の値を B0 星の $V_{\text{rot}}/V_{\text{crit}}=0.5$ の場合について表 3 に示そう。双極磁場による MTD モデルと比較すると 0.04 から 0.07 倍程度の弱い磁場で円盤が形成されている。

RRM モデル (Rigidly Rotating Magnetosphere, 剛体回転磁気圏)

Townsend and Owocki²⁶⁾ は自転軸と任意の傾きをもつ強い双極磁場を想定する。磁場は星からある距離まで剛体回転を保ち、放射圧で放出されたガスを閉じ込める。ガスは重力と遠心力のポテンシャルの極小地帯に集まり、自転軸と磁極軸との間に円盤を形成する。剛体回転を保つには強い磁場が必要なので、彼らはこのモデルをヘリウム星 σ Ori E (B2Vpe) に応用している。この星は自転速度 $\sim 0.5 V_{\text{crit}}$ の高速自転星で、自転周期 1.19 日に同期した磁場の変動を示し、磁場の経度成分として振幅 2 kG の変動が観測されている。ヘリウム星ではあるが H α 輝線が自転に同期して変動し、磁場との関連を示している。RRM モデルは任意の磁極傾斜に適用できるが、この星では磁極傾斜 55° 、自転軸傾斜角 75° を採用すると、光度変化、輝線強度変化などが再現できると説明している。

Bp 星類推モデル

まだモデル計算まで進んでいないが、Smith ら²⁷⁾ は Bp 星との類推から γ Cas (B0.5 IVe) に対し強い磁場を想定している。この星は B, V バンドと X 線強度 (2–30 keV) で長期、中期、短期の種々の変動スケールを示しているが、そのなかで彼らが注目したのは周期 1.21 日の自転と見なされる「のこぎり型」光度曲線である。この変動はヘリウム星 HD 37776 (B2 IV-Vp) に類似している。このヘリウム星は自転周期 1.538 日の「のこぎり型」に近い光度曲線を示し、強い双極磁場 (60 kG) と四重極成分が検出されている。また、H α 輝線も示すので、このような類似性から

Smith らは γ Cas についても多重極磁場をもつヘリウム星の可能性があると示唆している。しかし、現在のところ γ Cas に強い磁場は検出されていないので HD 37776 との比較は類推にとどまっている。

4. Be 星の進化

Be 星は回転円盤の形成を中心とする Be 現象で特徴づけられるが、この現象が星の進化とどのように結びついているのか、最近は主として単独星の立場から Be 星進化に対する自転速度と金属量の効果が考察されている。ここでは ZAMS (年齢 0 の主系列星) の時期、ZAMS から主系列終期 (TAMS) に進む時期、およびポスト主系列星期の進化について順次考えてみよう。

(1) ZAMS 期における Be 星の特性と進化

Be 星は「すべての B 型星が何らかのトリガーによってひき起こす」現象なのか、あるいは「ZAMS として誕生したときから特別の資質をもった星の示す」現象なのか、については長い論争が続いている。特別の資質としては自転速度、金属量などが考えられている。自転について Martayan ら²⁸⁾ は銀河系内に散在する 127 個の Be 星について分光観測と回転星の進化モデルに基づいて ZAMS における星の質量と分光型ごとの平均の自転赤道速度 V_{ZAMS} を推定した。両者の相関関係を見ると、 V_{ZAMS} は質量 M/M_\odot の増大とともに増加するが、 V_{ZAMS} の分布には明確な下限が存在し、限界以下の星は Be 星になれない。この結果から彼らは Be 星は ZAMS の自転の初期条件で決まり、すべての B 星が Be になりうるものではないと推測している。

次に金属量との関係について、Martayan ら²⁹⁾ は SMC (NGC 330 の領域)、LMC (NGC 2004 の領域)、銀河系 (MG) における Be 星について VLT 分光観測を行い、自転速度と星の進化パラメータとの相関関係を導いた。星の金属量は銀河系 ($Z/Z_\odot \sim 1$)、LMC ($Z/Z_\odot \sim 0.5$)、SMC (Z/Z_\odot

～0.004) と順に減少していることが知られているので、これらの銀河内の Be 星を比較すると金属量の効果を見ることができる。結果を見ると、B, Be 星の平均自転速度は SMC, LMC, MG の順に小さくなり、金属量が小さい銀河ほど平均速度が大きいことを示している。同時に、金属量が同じ場合、ZAMS における初期自転速度は B 星より Be 星が大きいも示しており、Be 星の進化が初期自転速度と金属量の両者に依存することを示唆している。金属量との関係は WR 星の項(天文月報 1 月号)で見たように、金属量が低いほど質量放出率が低く、原始星からの角運動量がよく保存されて大きい自転速度を示すと考えられる。

(2) 主系列期およびポスト主系列期の Be 星

Be 星は ZAMS (年齢 0) から TAMS (年齢 τ_{MS}) までを主系列星として過ごす。Levenhagen ら³⁰⁾は銀河系内の 118 個の Be 星について He II, He I, H I 吸収線の等価幅から星の基本量 (T_{eff} , $\log g$) を導き、星の相対的年齢 (τ/τ_{MS}) と質量分布の関係を考察した。その結果、Be 星全体としては年齢の古い星 ($\tau/\tau_{MS} > 0.5$) が多く 74% に達する。若い星 ($\tau/\tau_{MS} < 0.5$) においても ZAMS に近い星は少ない。また、TAMS に近い星も少ない。こうした分布から Levenhagen らは、Be 星は主として主系列の後期段階に現れ、円盤の形成は後期段階が最も活発になると推測した。しかし、ZAMS 段階で高速自転によって Be 星になりうると推定された星がなぜ長い潜伏期を経た後の主系列の後期になって Be 星現象をひき起こすのか、その起因については依然として謎が続いている。

ポスト主系列段階では Be 星は急速に姿を消す。Be 現象の主体である円盤が消失するためと推測されているが、Be 現象消失の原因として二つの理由が考えられる。第 1 は星半径の増大または恒星風による角運動量損失に伴う自転速度の減少、第 2 はポスト主系列星における恒星風の発達による円盤の破壊である。Negueruela³¹⁾ は早期型 (O9–B1) で Be 現象消失期にあると推定される光

度階級 II–Ib の十数個の候補星について分光観測を行った。その結果、自転速度の大きい 2 星に微弱な輝線を検出し、進化の進んだ高輝度 Be 星として位置づけられることを示した。しかし、全体としては高輝度 Be 星の頻度は極めて低い。これはポスト主系列の進化とともに Be 現象が急速に消失することを示唆している。

参考文献

- 1) Tanaka J., Sadakane K., et al., 2007, PASJ 59, L35; 田中謙一ほか, 2007, 天文月報 100, 573
- 2) Hirata R., 1995, PASJ 47, 195
- 3) Granada A., Cidale L. S., 2005, Bol. de la Asociación Argentina de Astr. I. 48, 171; Granada A., Cidale L. S., 2006, RMxAC 26, 172
- 4) Rivinius Th., Stefl S., Baade D., 2006, A&A 459, 137
- 5) Riviniu T., 2005, ASP Conf. Ser. 337, 178
- 6) Carciofi A. C., Magalhaes A. M., et al., 2007, ApJ, 571, L49
- 7) Meilland A., Stee Ph., Zorec J. Kanaan S., 2006, A&A 455, 953
- 8) Hirata R., 2007, ASP Conf. 361, 267
- 9) Kogure T., 1969, A&A 1, 253
- 10) Cranmer S. R., 2005, ApJ 634, 585
- 11) Yudin R. V., 2001, A&A 368, 912
- 12) Quirrenbach A., Bjorkman K. S., et al., 1997, ApJ, 479, 477
- 13) Stee Ph., Meilland A., Berger D., Gies D., 2005, ASP Conf. Ser. 337, 211.
- 14) Chesneau O., Meilland A., Rivinius T., et al., 2005, A&A 435, 275; Chesneau O., Rivinius T., 2005, Pub. Ast. Inst. Czech 93, 36
- 15) Kervella P., Domiciano de Aouza A., 2006, A&A 453, 1059; Kervella P., Dominiciano de Souza A., 2007, A&A 474, L49
- 16) Meilland A., Millour F., et al., 2007, A&A 464, 73
- 17) Tycner Ch., Lester J. B., et al., 2005, ApJ 624, 359; Tycner Ch., Gilbreath G. C., et al., 2006 AJ 131, 2710
- 18) Gies D. R., Bagnuolo W. G., et al., 2007, ApJ 654, 527
- 19) Neiner C., 2007, ASP Conf. Ser. 361, 91
- 20) Hubrig S., Yudin R. V., et al., 2007, AN 328, 475
- 21) Yudin R. V., Hubig S., et al., 2007, ASP Conf. Ser. 361, 536,
- 22) Townsend R. H. D., Owocki S. P., Groote D., 2005, ApJ 630, L81
- 23) Cassinelli J. P., Brown J. C., Maheswaran M., et al., 2002, ApJ 578, 951
- 24) Brown J. C., Telfer D., Li Q., et al., 2004, MNRAS 352, 1061

- 25) Maheswaran M., 2005, ASP Conf. Ser. 337, 259
- 26) Townsend R. H. D., Owocki S. P., 2005, MNRAS 357, 251–264; Townsend R. H. D., Owocki S. P., Grootte D., 2005, ApJ 630, L81
- 27) Smith M. A., Henry G. W., Vishniac E., 2006, ApJ 647, 1375.
- 28) Martayan C., Zorec J., et al., 2005, Proc. Semaine de l'Ap Francaise, 349
- 29) Martayan C., Frémat Y., Hubert A.-M., et al., 2007, A & A 462, 683; Martayan C., Frémat Y., et al., 2006, A & A 452, 273
- 30) Levenhagen R. S., Leister N. V., et al., 2007, ASP Conf. 361, 457
- 31) Neguerela I., 2004, AN 325, 380

Recent Developments in the Studies of Emission-Line Stars

4. B-type Emission-Line Stars (Be)

Tomokazu KOGURE

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

Abstract: Be stars are spectroscopically characterized by emission lines of hydrogen and metals, and their remarkable variations. Be stars are generally rapid rotators surrounded by circumstellar envelopes. Recent spectroscopic observations revealed the disk and ring structure, accompanied with phase changes of Be stars. Interferometric observations opened a new era for the detailed studies of circumstellar envelopes of Be stars. Surface magnetic fields have been measured for some Be stars, mostly around 100 G or less, but some stars show strong fields which are somehow related with chemically peculiar B stars. Evolutionary status of Be stars in and post main-sequence stages is still in debate. These problems are briefly reviewed.