

こと座ベータ星B型主星の化学特異星的特性

—表層が失われた恒星—

加藤 賢一 *

概要

食変光星こと座 β 星の主星はスペクトルがB型とされているが、通常のB型星に比較してスペクトル中に見られる水素線が極端に弱く、ヘリウムや窒素、ネオン、珪素、硫黄などの線は強いという特性を示しており、一種の特異星に分類されるべき恒星である。ここではオートプロバンス天文台の分光器 ELODIE で取得された高分散スペクトルを解析し、その結果を同様の有効温度を持った恒星と比較することにより、こと座 β 星主星は外層水素がはがれ、内部がむき出しになった恒星の特性を示していることを指摘する。

1. はじめに

こと座ベータ星は1等星ベガの近くにある3等星で、こと座の骨格を成す星としてよく目立っている。1874年にグッドリック Goodricke が変光星と記載して (Hoffleit & Warren 1991) から典型的な変光星として観測されてきた。12.94日周期で0.86等(約50%)の減光を示し、主極小の間に約30%減光する副極小が挟まれている(図1)。こうした変光曲線等の解析から連星系を成しているため変光していると考えられるようになってきた。いわゆる食変光星である。分光連星であろうと最初に言及したのはハーバード大学のピカリングで、フレミングとモーリーという2人の女性観測者が撮影した分光乾板を調査した結果である。1891年のことだった (Pickering 1891)。

変光曲線に平坦なところがないことから、両星は極めて接近しており、地球からは2つが分離して並んだ状態としては見えないことを示唆している。また、主星と伴星からの光が混じっているはずのスペクトルに伴星のスペクトル線が見えないことなどから、巨星である主星からガスが流れ出て小さな伴星を取り巻く巨大なガス円盤(降着円盤)となっているのではないかと考えられるようになってきた(図2)。伴星本体は降着円盤にさえぎられ、外部に光が届かないと見られる。

このように2星を分離して観測することはできなかったが、最近、米国ウィルソン山天文台の CHARA 干渉計

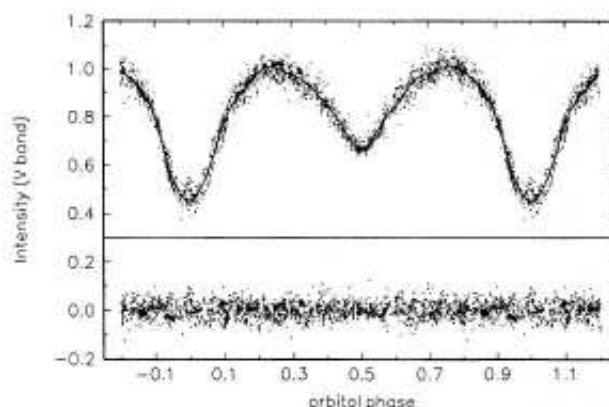


図1. V-バンド変光曲線 (Harmanec et al. 1996)

(Center of High Angular Resolution Astronomy、口径1m望遠鏡6台から成る光学・赤外干渉計)が両星を分離し、公転している様子を描き出すことに初めて成功した(図3、Zhao et al. 2008)。主星はいわゆるロッシュローブを満たしていると思われてきたが、図3に現れた球状から変形した主星の姿はそれを示していると解釈されている。また、この解析から公転軌道を描き出すことにも成功した(図4、直接的な位置観測からは初めて)。

降着円盤には極方向へのジェット状のガス流が付随していることが多いが、こと座ベータ星にも Harmanec et al. (1996) や Hoffman et al. (1998) らによってそれが

*大阪市立科学館、中之島科学研究所
kato@sci-museum.jp

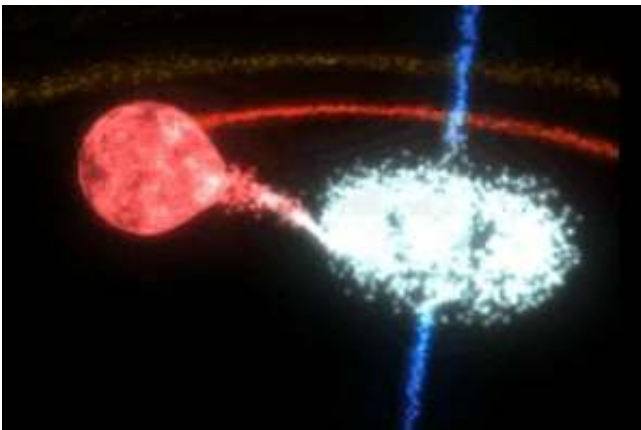


図2. こと座ベータ星系の想像図。Artist's conception courtesy of Dave McCarty, [Coca-Cola Space Science Center](http://www.cocacola.com/space-science-center). [View Dave's cool animation!](http://www.grammarai.org/jhoffman/) (<http://www.grammarai.org/jhoffman/> Jennifer L. Hoffman のページから)

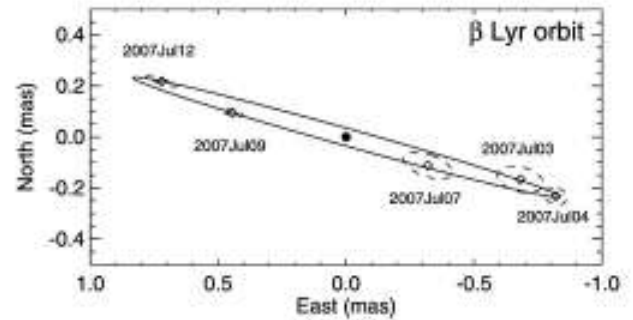


図4. CHARA 干渉計の観測から求められたこと座ベータ星の公転軌道。中心の●が主星、○は図3の各イメージの位相に対応する。軌道の上側が地球に向かって手前側 (Zhao et al. 2007)

発見されている。

こと座ベータ星はこと座ベータ型変光星の代表として長い研究史があり、膨大な研究結果が残されている。それを紹介するのが本稿の目的ではないので、ここではレビュー論文として Sahade (1980) と Harmanec et al. (1996) だけを挙げておく。なお、先駆的な研究として Kuiper (1941、連星系の力学構造を詳細に) や Struve と共同研究者の仕事(たとえば、Struve 1941; Struve & Zeberg 1961a, 1961b など) が良く知られている。

本稿では主星の可視光スペクトル中に見られる金属線に注目し、その強度解析を行い、化学特異星 (chemically peculiar star) としての特徴を示し、特異な元素の起源について論じる。表1にこと座ベータ星の基本データを掲げておく。

2. 複雑な多重星系

眼視的に1点と認められる星状の天体としてこと座ベータ星と命名されたはずだが、その星を一意に特定することは、実は、簡単ではない。それは多重星系を成しているからである。Abt et al. (1962) はその論文のアブストラクトを次のような書き出しで始めている。

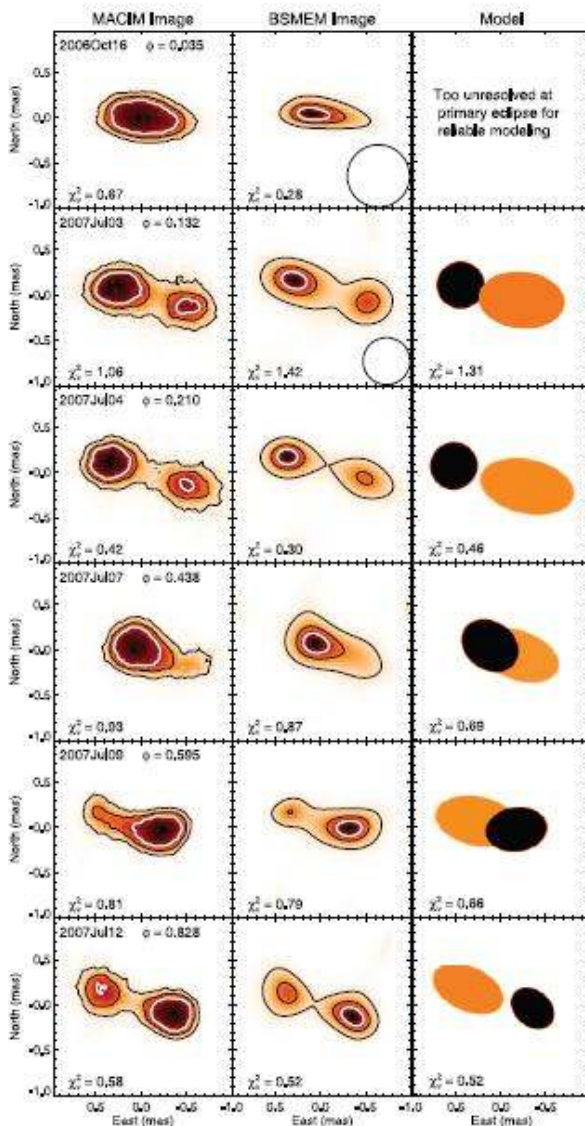


図3. CHARA 干渉計によって分離されたこと座ベータの主星と伴星。左と中央は MACIM、BSMEM と呼ばれる2種類の観測データ解析法によって再生されたイメージ。右はモデル化したイメージ。上から下に向かって位相が異なり、位相 $\phi = 0$ が主極小に対応する。上から2つの中央の図の右下に円でビームサイズが描かれている(解像力はそれぞれ 0.69 mas、0.52 mas)。下の4枚のビームサイズは2つ目に同じ (Zhao et al. 2007)

表1. こと座ベータ星 β Lyr の基本データ

事項	データ *)
星名、表記	シュリアク HR 7106, HD 174638
赤経(2000年)	18h 50m 4.8s
赤緯(2000年)	+ 33°21'46"
等級 V	3.45
色 B-V	0.00
色 U-B	-0.56
スペクトル型	B8Ipe
年周視差 (")	-0.002
視線速度 (km/s)	-19
伴星との等級差	5.2
伴星との離隔	45.7

*)データは Hoffleit & Warren (1991) から

Beta Lyrae is a member of the visual multiple system ADS 11745 and has five companions which range in magnitude from 7.2 to 15.2.

つまり、こと座ベータ星は多重星系 ADS 11745 の中の一構成員で、5つの伴星があると Abt et al. (1962) は言い、その構成メンバーを表2(彼らの表1)のように記している。

この星系の幾何学的な配置を図示すると次の図5となる(彼らの図2)。少なくとも伴星 B は A と重力的なつながりがあり、連星系ではないかと思われる。運動上から見ると、C、E と F についてはメンバーかも知れないが、D については何とも言えない、と言う。なお、星 B (HD 174664) は周期 4.348 日の分光連星であることがブラスケットらによって 1921 年に明らかにされている。測光観測の結果を加味すると、最終的に、B と F とは物理的な繋がりがああるメンバーで、C、D、E はメンバーではないだろうというのが Abt et al. (1962) の結論である。なお、その後、Abt & Levy (1976) によって B は連星ではないこと、E と F は Am 星であることが示された。

3. 光度、距離、距離指数

β Lyr の絶対等級や距離については連星系への考察に基づき、Kuiper (1941) が検討を加え、-7 という絶対等級 M_V を与えたことがあったが、Abt らは -3.8 等にこれを改定し、Abt & Levy (1976) は距離指数を 7.4 等、距離を 300pc、絶対等級 M_V を -4.2 等とした。

Dovias & Plavec (1985) は β Lyr B の特性を精細に検討し、 β Lyr 星系の距離指数を 7.8 等、距離を

表2. こと座ベータ星系

メンバー	名称	等級	A からの角距離 (")
A	β Lyr	3.0	---
B	β^2 Lyr, HD 174664	6.7	46
C		13.0	46
D		14.3	64
E	BD +33°3222	9.2	67
F	BD +33°3225	9.0	86

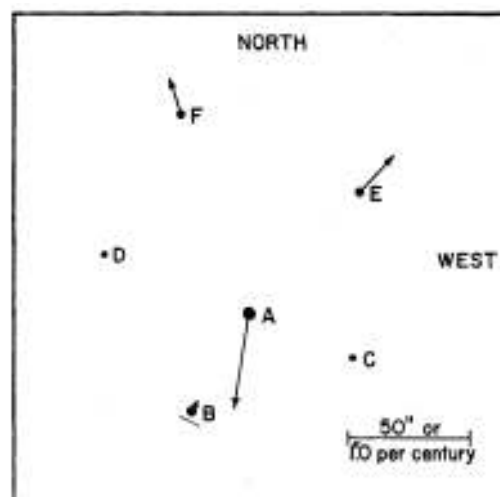


図5. 星系 ADS 11745 と β Lyr の位置関係と運動。Abt et al. (1962) から転載 (Fig.2)。A の矢印は固有運動(1世紀間)の大きさで、他の矢印は A に対する相対的運動(1世紀間)の大きさを表す

345pc から 400pc (もっともらしいのは 370pc)、絶対等級 M_V (平均) を -4.1 等とした。このデータから主星のスペクトル型を推定すると B8.5 か B9 で、光度階級は II-Ib になると言う。また、色指数の超過 $E(B-V)$ は 0.04 等である。なお、 β Lyr B の有効温度は 14,250K で、 $\log g = 4.0$ という値を得ている。

4. ELODIE スペクトル

こと座ベータ星のスペクトルはこれまで大量に取得されているが、公開されているものは少ない。今回はフランス・オートプロバンス天文台が公開している分光器 ELODIE によるスペクトル8本を使用することにした。観測者は Mayor である。彼は 1995 年、Queloz と共に世界で最初に太陽系外惑星を 51 Peg に惑星を発見している。その時に用いた分光器がこの ELODIE であった。

表3にそのデータを示した。観測日、時刻、位相、SN比である。位相 E は Ak et al. (2007) が示した極小と

表3. ELODIE アーカイブから提供されたこと座ベータ星のスペクトル。位相順に並べた

No	UT1	UT2	位相 E	SN 比
1	19990728	23:54:06	0.32	106
2	20010617	0:09:50	0.49	164
3	20010617	0:15:32	0.49	204
4	20020629	20:43:52	0.77	234
5	19980901	19:21:22	0.80	114
6	19980901	19:25:36	0.80	168
7	20010906	21:22:35	0.89	250
8	19990831	21:11:13	0.94	144

なる時刻を求める経験式

$$T_{\min. I} = \text{HJD } 2\,408\,247.968 \\ + 12.913779 \cdot E + 3.87265 \times 10^{-6} \cdot E^2.$$

を用いて算出した。

表3のスペクトルのうちの4種を図6に例示した。ヘリウム線や水素線は主星および伴星の両者に起源があると思われるが、これらは軌道運動にしたがって大きな変動を見せている。一方、Si II のような金属線は主星に由来すると考えられており、大きな輪郭の変化はない。

こと座ベータ星のスペクトルの特徴を示すため、同様のスペクトル型を持った恒星と比較対照することにし、Bright Star Catalogue (Hoffleit & Warren 1991) から対象を絞り、スペクトルデータが利用できる HR1029、HR2454、HR8902 の3星を抽出した。そして、これに Struve らが対象としていたデネブ(α Cyg)を加えることにした。表4にこれらの恒星の特性を、表5に使用した ELODIE スペクトルについてまとめておいた。表4で

表4. 比較星の特性

星名	HD	スペクトル型	有効温度 log g	文献
HR 1029	21071	B7V	13,500 K 3.7	1
HR 2454	47756	B8IIISi	12,400 K ---	2
HR 8902	220575	B8III	12,293 K 3.70	3
Deneb	197345	A2Ia	9,500 K 1.5	4

1 : Lefever et al. (2010)

2 : Glagolevskij (1994)

3 : Cenarro, et al. (2007)

4 : Sadakane, Takeda & Okyudo (1993)

表5. 比較星の ELODIE スペクトル

星名	観測日時	SN
HR 1029	2003-11-06 T22:33:21	310.9
HR 2454	2003-01-15 T23:42:53	181.7
HR 8902	2001-11-24 T18:16:11	145.8
Deneb	2004-08-23 T22:52:39	336.8

HD と記したのは HD カタログの番号、log g は表面重力加速度を cgs 単位系で表した値である。文献は有効温度および表面重力加速度の出所である。

図7にこれらの比較星とこと座ベータ星のスペクトルを並べておいた。こと座ベータ星では水素線が弱いこと、ヘリウム線が卓越していること、これらの線輪郭は非対称で、恒星大気起源とは考えられないことなどが即座に推察される。また、Si 線が強いことが見て取れるが、これは比較的高温の化学特異星に見られる特徴である。

5. β Lyr B 型主星の金属線解析

本解析では位相が大きく異なる2本のスペクトルについて金属線の強度を測定し、元素の定量化を試みた。その2本とは、表3中の3番目、7番目のデータで、位相が 0.49 と 0.89 のものである。位相 0.49 では主星の光成分が最も大きく出ており、0.89 では伴星とその円盤成分が濃く出ている位相に相当する。

測定された位相 0.49 のスペクトル中の金属線の等価幅を2つの先行研究の値と比較した結果を図8に掲げた。筆者の値は系統的に Balachandran et al. (1986) と Dimitrov(1987a) の値より大きい。観測時の位相はそれぞれ 0.4-0.6、0.38 で、こと座ベータ星のそれとほとんど同じであるが、このように異なる結果が得られた要因については不明である。

元素量を求めるためには大気モデルのパラメータを決めておかねばならないが、ここでは有効温度 T_{eff} と表面重力加速度 log g を Balachandran et al. (1986) から採用し、

$$T_{\text{eff}} = 13,300 \text{ K}, \\ \log g = 2.5,$$

とした。

スペクトル合成法により理論的線輪郭を観測値に合わせることにより、見かけの自転速度 $v \sin i$ (i は視線方向と自転方向とがなす角) を求めると、

$$v \sin i = 40 \pm 5 \text{ km/s}$$

となる。これは Balachandran et al. (1986) が求めた 65 \pm 6 km/s より明らかに小さく、ここで採用した ELODIE

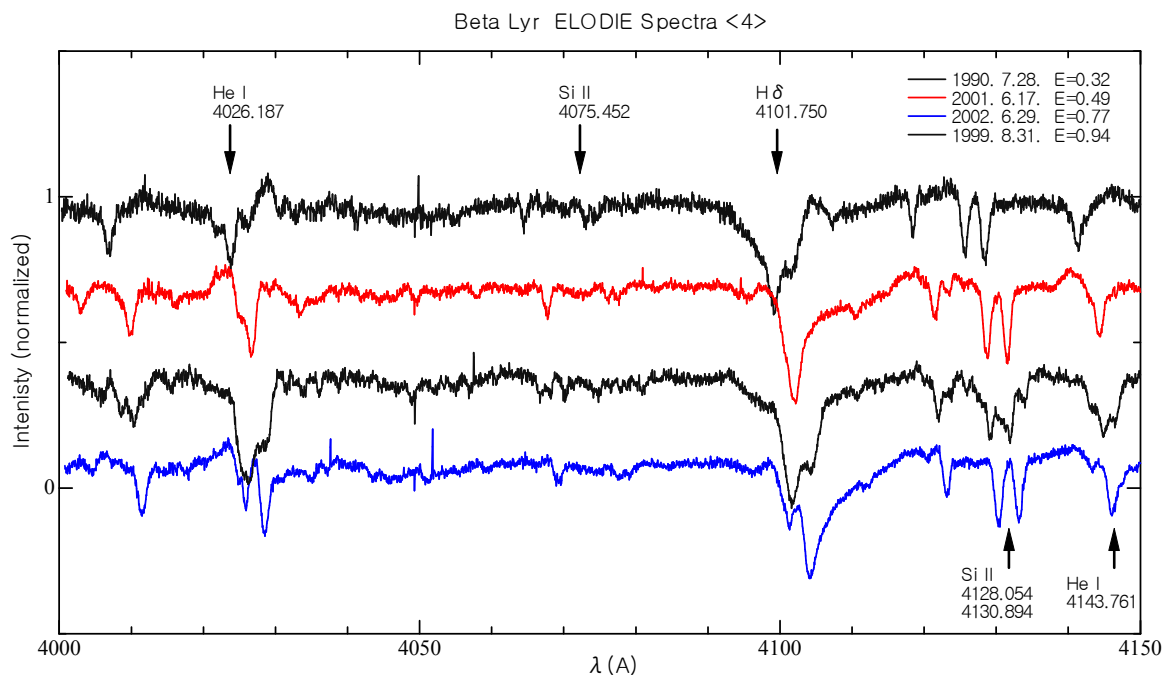


図6. 位相の異なるスペクトル。ヘリウム線、水素 H δ 線の輪郭が大きく変化している。一方、主星に由来すると思われる金属線(たとえば、Si II)には大きな変化は見られない。視線速度等の補正は行っていない

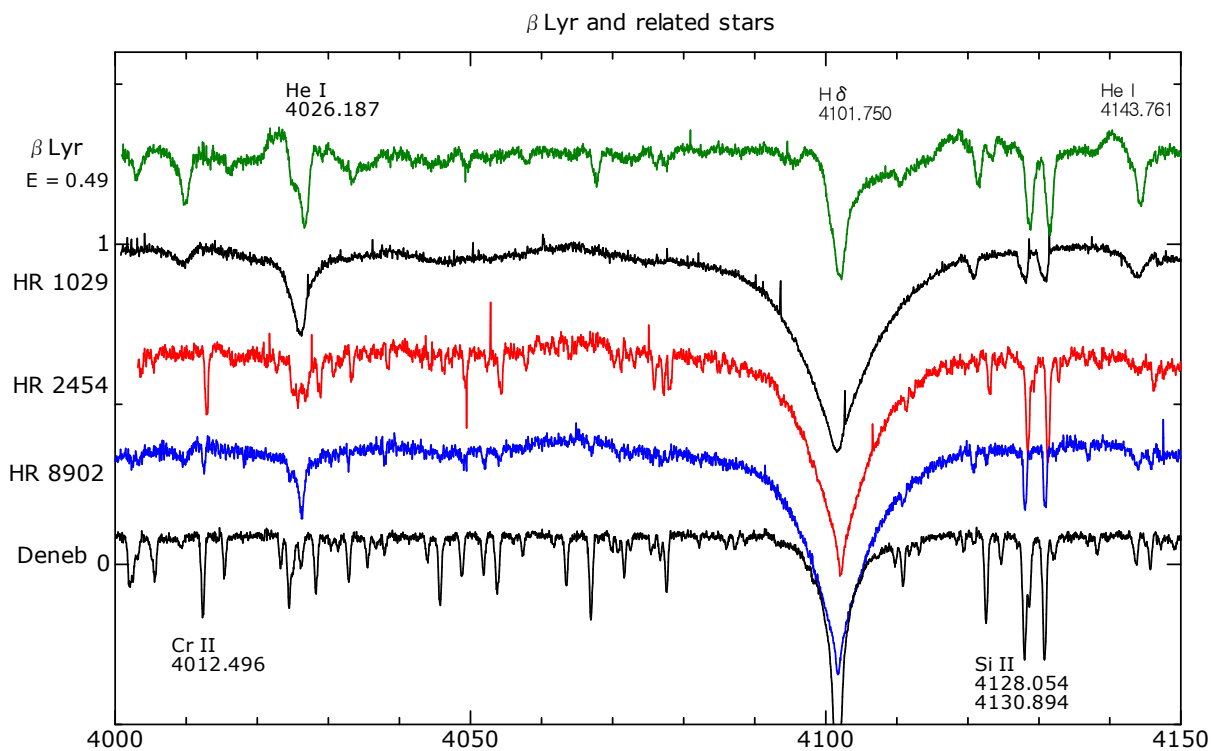


図7. β Lyr と比較のため抽出された恒星の ELODIE スペクトル・サンプル

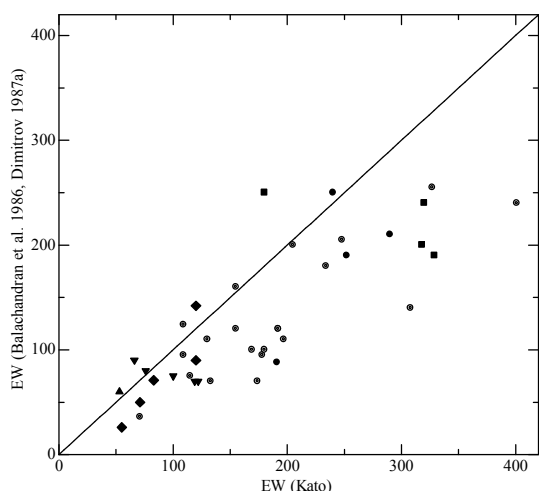


図8. 等価幅の比較。横軸が筆者の値、縦軸は Balachandran et al. (1986)と Dimitrov(1987a) の値

スペクトルの方が彼らのスペクトルより質が高いことによる。なお、Bohm-Vitense (1954) は 40-50km/s という値を求めており、ここでの値と一致している。

次に表6にマイクロ乱流速度 micro-turbulent velocity の値を示した。元素により相当大きな違いが見られる。Balachandran et al. (1986) は Fe II 線から 10km/s と求めており、ここでの結果と一致している。元素量の計算においては表6に従うこととし、表にない他の元素については 10km/s を採用した。図9に Si 量と Fe 量を等価幅に対しプロットした結果を示した。それぞれマイクロ乱流速度への依存度が異なることが分かる。

表6. β Lyr B 型主星のマイクロ乱流速度(km/s)

元素	位相 E=0.49	位相 E=0.89
Ne I	20	> 20
Si II	< 5	< 5
S II	10	> 20
Fe II	10	10

以上の大気パラメータを採用し、プログラム WIDTH9 (Kurucz 1993) を用いて元素量の計算を行った。結果は表 7 のとおりである。ここで、元素量は水素の量を 12.00(対数表示)とした時の相対表示である。ただし、こと座 β 星では水素が欠乏していると考えられており、この表示法にはやや問題があるが、ここでは通常の記法に従って上のようにした。また、括弧の中は元素量を求めるのに使用したスペクトル線の数である。

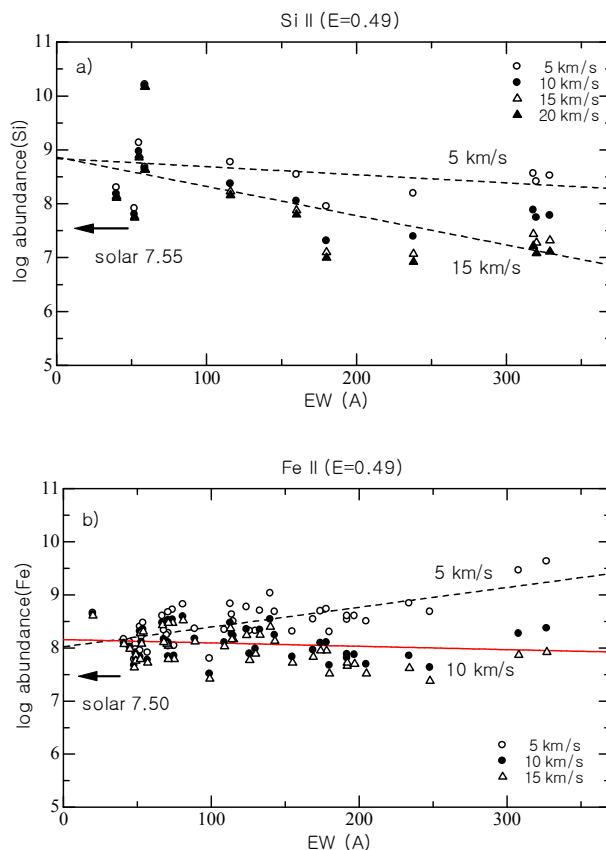


図9. ミクロ乱流速度をパラメータとして等価幅に対する元素量(水素量を 12 とする)を表示。SiII と FeII ではマイクロ乱流速度の大きさが異なる

表7. 2つの位相における元素量

$\log \epsilon (H) = 12.00$ のスケールで表示

	位相 E=0.49	位相 E=0.89	solar
He I	11.75 (4)	12.71 (4)	10.99
N II	9.06 (3)	8.87 (3)	7.97
Ne I	8.61 (6)	8.69(8)	8.08
Mg II	8.11 (5)	8.09 (4)	7.58
Al II	6.55 (3)	6.67 (3)	6.47
Si II	8.09 (12)	8.36 (15)	7.55
Si III	7.94 (2)	8.02 (2)	7.55
S II	7.37 (14)	7.43 (19)	7.33
Ti II	6.47 (3)	6.37 (4)	5.02
Cr II	6.55 (3)	6.47 (8)	5.67
Fe II	8.17 (45)	8.05 (50)	7.50

以上の結果を太陽値に相対的に表示した結果を図10に掲げた。AlとSを除き、いずれも太陽値より大きな値を示している。特にHe、N、Tiが過剰で、これは他の恒星には余り見られない特徴である。なお、He についてはスペクトル線へ及ぼすシュタルク効果を正しく考慮

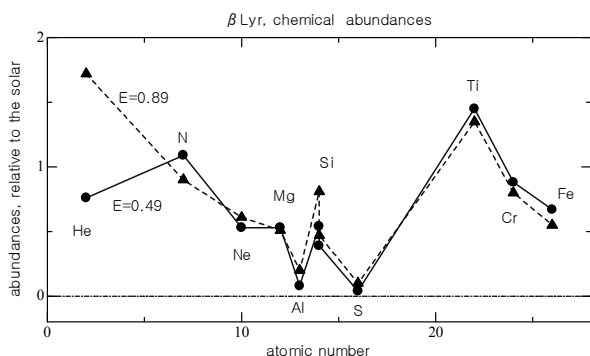


図 10. 2つの位相におけること座 β 星大気中の元素量

していないので、定量的には問題があり、過剰に見積もっている可能性がある。しかし、定性的には過剰であることは間違いなく、水素と同程度か、それ以上の元素量と考えられる。

ヘリウム線は伴星を取り巻く円盤部に主たる起源があるものと考えられており、図6に示したとおり、軌道運動に伴って大きな変動を見せている。その強度変化を元素量の変動と見なして元素量を求めたのが表7および図 10 の結果であるが、実際に元素量の変動してとは考えにくい。この視点から元素量変動を解釈すると、主極小(E=0, 1)近辺では円盤成分が大きく出て、副極小付近では主星成分が大きく出ると推察することができる。図 10 のヘリウム量は確かにこの描像に合致している(ヘリウム量の変動を解釈するのに公転を考えたというのが順序であるからこの結論は当然のこと)。そこで、この解釈に従って見ると、Si はヘリウム同様に円盤起源の可能性も捨て切れない。しかし、他の諸元素には明瞭な傾向を認めることは難しい。また、Nは主星起源を示唆しているが(Balachandran et al. 1986)、データ数が少ないので断定することは難しい。

ここで先行研究の結果と比較してみたい。元素の定量的研究で最初のもの Hack & Job (1965) が成長曲線法により求めた研究のようである。これは現代的な定量結果と直接比較するのは適当ではないので、それ以後の大気モデルを使った手法と比較してみたい。その結果が表8と図 11 である。なお、Leushin et al. (1979) の結果は Balachandran et al. (1986) から引用した。N については筆者と他の研究者との間の差が大きい、測定された線の数が少なく、確定的なことは言い難い。N が過剰であることは間違いのないもの、定量的に議論するためには信頼度を高める必要がある。なお、今回の解析では Ti と Cr についてこれまでにない精度で求めることができた。これらについては、すでに、Dimitrov (1987b)が発表しているが、図 11 から推察さ

れるように彼の研究は定性的なものであり、定量化は本研究が初めてである。

以上により、こと座 β 星主星の金属量(水素に相対的に)は全般的に太陽値の 10 倍前後の大きな割合であることが明らかになった。

表 8. 先行研究との比較

	本研究		文献	文献	文献	文献
	E=0.49	E=0.89	1	2	3	4
He	0.76	1.72	1.19	1.19	1.19	1.01
C	--	--	0.05	0.85	-0.59	--
N	1.09	0.90	0.83	2.03	1.93	1.8
O	--	--	1.23	-0.27	-0.57	--
Ne	0.53	0.61	-0.38	0.45	1.22	1.00
Na	--	--	--	--	--	0.30
Mg	0.53	0.51	--	--	--	0.30
Al	0.08	0.20	--	--	--	0.30
Si	0.52	0.77	--	--	--	0.30
P	--	--	--	--	--	0.30
S	0.04	0.10	--	--	--	0.24
Ca	--	--	--	--	--	0.30
Ti	1.45	1.35	--	--	--	0.30
Cr	0.88	0.80	--	--	--	0.30
Fe	0.67	0.55	0.30	--	1.06	0.47
Ni	--	--	--	--	--	0.30

文献一覧

- 1: Leushin et al. (1979)
- 2: Leushin & Snezhko (1980)
- 3: Balachandran et al. (1986)
- 4: Dimitrov (1987b)

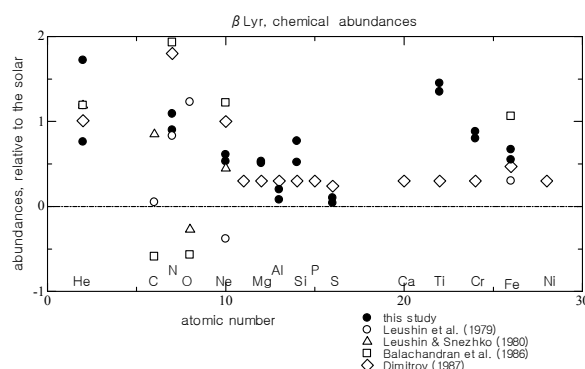


図 11. 先行研究との比較

6. 類似した恒星の金属線解析

以上、記した結果から β Lyr B 型主星が極めて特異な元素量分布を示していることが明らかになったことと

思う。しかし、恒星の世界はバラエティに富んでおり、元素量もその例外ではない。それぞれの恒星によるばらつきが大きいから、それを考慮して β Lyr B 型主星の特異性を考えてみたい。そこで、ここでは β Lyr B 型主星に類似した大気パラメータの恒星について同じ分光で取得されたデータをもとに、できるだけ同じスペクトル線を測定し、同じ手法で解析した結果と比較することで β Lyr B 型主星の特徴を見てみることにする。そのため、表5に紹介した比較星の金属線解析を試みた。

まず簡単にそれぞれのスペクトルの特徴を記しておく。

HR 1029

自転速度 $v \sin i=50\text{km/s}$ 、マイクロ乱流速度=3 km/s。

線がことごとく非対称で、中心が赤側に寄っている。

HR1029は slowly pulsating B stars (SPB) に分類されており、大気層の高さによって速度場が異なる震動をしているため、線が非対称になると考えられている。線は一般に弱く、幅広い。等価幅の測定は困難で、そのため元素量の計算結果は、Fe の場合、6.5-9.5 ほどに広く分散する。自転速度は 50km/s で、Lefever et al. (2010)の値 22km/s より優位に大きい。

HR 2454

自転速度 $v \sin i=23 \text{ km/s}$ 、マイクロ乱流速度は元素によって異なり、Si では 0 km/s、Ti は不定、Fe = 2 km/s。一意には決め難い。

Si 線の強い特異星に分類されている。磁場は 400G 程度と、弱い(Kudryavtsev et al., 2006)。Niemczura, Morel & Aerts(2009)が初めて元素量解析を行い、Ti が過剰であることを見出した。

金属線は細く、卓越しており、特異星の特徴を備えている。線輪郭がガウス型ではなく、箱型が多い。磁場が強く、ゼーマン効果が効く場合に箱型輪郭が見られることが多いが、磁場は弱いことが分っており、原因は不明。自転速度は 23km/s で、Niemczura, Morel & Aerts(2009)の出した 27km/s とほぼ一致している。

ヘリウム線は弱く、磁気特異星の特徴を備えている。

C は線により理論値からのずれが大きく、最大値(+0.41dex)しか決めることができなかった。線によっては最大値が太陽値の10%程度になる。いずれにしても、CNOは太陽値より小さいという磁気特異星の特徴に沿っている。

Ti II 線が卓越し、その多くは箱型か、分岐したような輪郭を示している。

Fe の元素量は励起ポテンシャルが大きくなると共に大きな値を示しており、Fe の分布が大気下層になると

多くなるという沈殿傾向を示している。本研究誌で報告してきた磁気特異星に見られる元素の層状分布の例と考えられる(加藤他 2009、加藤 2010)。

先に記したようにマイクロ乱流速度が元素によって異なり、一意に決めることができない。これも元素が層状分布している場合に見られる傾向である。

希土類元素が太陽値の100~1000倍ほどあるとするとスペクトル全体の構造を再現できるが(特に4000-4500Å付近の波状構造)、決定的な線が少なく、定量化は困難である。明瞭に認められたのは Nd III 線のみであった。

HR 8902

自転速度 $v \sin i=20 \text{ km/s}$ 、マイクロ乱流速度=2 km/s。

CNO線は明瞭には認めがたいが、CO は太陽値、N は10倍ほど過剰とすると合成スペクトルは観測に合う。また、Sc、Ti、Cr、Mn が過剰で、Fe は太陽値より小、と鉄族元素でばらつくという興味深い傾向を示している。

Deneb

自転速度 $v \sin i=20\text{km/s}$ 、マイクロ乱流速度=10km/s。

余りに有名な超巨星で、Struve などによって β Lyr B 型主星のスペクトル線解析で比較星に採用されていた。しかし、大気パラメータが大きく異なり、現在では適当な比較星とは言い難い。

スペクトル線は卓越しており、ヘリウム比は太陽よりやや低く、金属量はほぼ太陽値で、種族 I と II の中間的特徴を示している。

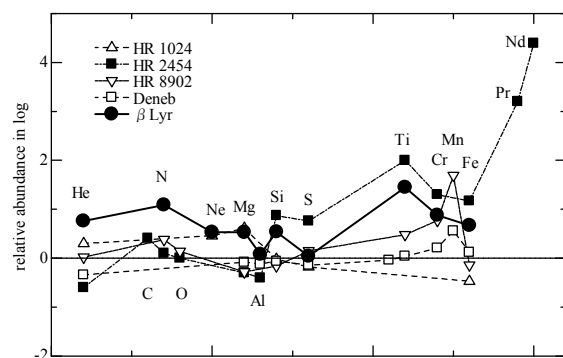


図 12. 比較星との元素量比較

比較星4星の元素量解析結果を表9および図12(太陽に相対的)に示した。重元素について見ると、磁気特異星 HR 2454 と良く似たパターンを示している。一般的には、磁気特異星は軽元素では太陽値より少な

いという傾向があるが、 β Lyr 主星では Al が太陽値であることを除けば、He、N、Ne、Mg、Si、S 共に太陽値より大きく出ている。この点、化学特異星とは異なっている。

7. 議論

以上で示したように β Lyr 主星の元素量分布は極めて特異なものである。しかも、通常の特異星には分類できないパターンを示している。図 12 を見れば分るように、He、N、Ne、Mg などが太陽値の 10 倍程度を示しているが、その値は水素に相対的なものであるから、水素が太陽値の 10% 程度と欠乏していると思えば、これらは太陽値で良いということになる。これを受け入れれば、Ti、Cr、Fe もほぼ太陽値で、むしろ、Al と S が欠乏していると考えることができる。そして、最大の特徴は水素欠乏、それも太陽の 10% しかないということになる。

β Lyr 系は近接連星系であり、主星から伴星にガス流があることやアルゴル系の例から推察されるように、 β Lyr 主星は当初は大質量星（太陽の 12 倍程度）だったものが、表層（水素に富む）がはがれ、金属が相対的に多い内部がむき出しになった状態ではないかと考えられる。Balachandran, et al. (1986) はこの立場から CNO の定量結果を 12 太陽質量の恒星の進化と構造計算と照らし合わせ、水素の殻燃焼が起った後、内部の 2 太陽質量辺りの元素量パターンと良く合うことを指摘した。

まとめると、元素量の解析結果は、現在の β Lyr 主星は、かつて大質量だった β Lyr 主星から表層が流出することにより、質量の 80% が失われ、かつての芯の部分が残った状態であることを示している。ただし、現在見られる重金属量の多寡パターンは磁気特異星のそれであり、かつての芯そのものの状態なのか、それとも磁気特異星のように、その後、元素の拡散効果によってできたパターンなのか、なお検討が必要である。

参考文献

Ak, H., Chadima, P., Hamanec, P., et al. 2007, *A&A*, 463, 233.
 Abt, H., Jeffers, H. M., Gibson, J., & Sanadage, A. R. 1962, *ApJ*, 135, 429.
 Abt, H. A., & Levy, S. G. 1976, *AJ*, 81, 659.
 Bahyl, V. 1986, *Bull. Astron. Inst. Czechosl.*, 37, 42.

Balachandran, S., Lambert, D. L., Tomkin, J., & Parthasarathy, M. 1986, *MNRAS* 219, 479.
 Cenarro, A. J. et al. 2007, *MNRAS*, 374, 664.
 Bohm-Vitense, E. 1954, *ApJ*, 120, 271.
 Dimitrov, D. L. 1987a, *Bull. Astron. Inst. Czechosl.*, 38, 46.
 Dimitrov, D. L. 1987b, *Bull. Astron. Inst. Czechosl.*, 38, 240.
 Dobias, J. J., & Plavec, M. J. 1985, *AJ*, 90, 773.
 Glagolevskij, Yu. V. 1994, *Bull. Spec. Astrophys. Obs.*, 38, 152.
 Hack, M., & Job, F. 1965, *Z. Astrophys.*, 62, 203.
 Harmanec, P., Morand, F., Bonnuear, D., et al. 1996, *A&A*, 312, 879.
 Hoffleit, D., & Warren Jr, W. H. 1991, *The Bright Star Catalogue*, 5th Revised Ed. (Preliminary Version), *Astronomical Data Center, NSSDC/ADC*
 Hoffman, J. L., Nordsieck, K. H., & Fox, G. K., 1998, *ApJ*, 115, 1576.
 Kudryavtsev, D. O., Romanyuk, I. I., Elkin, V. G., & Paunzen, E. 2006, *MNRAS*, 372, 1804.
 Kuiper, G. 1941, *ApJ*, 93, 133.
 Kurucz, R. L. 1993, *Kurucz's CD-ROM*, No. 13, *Smithsonian Astrophys. Obs.*, Cambridge, MA.
 Lefever, K., et al. 2010, *A&A*, 515, A74.
 Leushin, V. V., Nevskii, M. Yu., & Snezhko, L. I. 1979, *Bull. Spec. Spec. Astrophys. Obs. – N. Caucasus*, 11, 34.
 Leushin, V. V., & Snezhko, L. I. 1980, *Soviet Astr. J. Lett.*, 6, 94.
 Niemczura, E., Morel, T., Aerts, C. 2009, *A&A*, 506, 213.
 Pickering, E. C. 1891, *Astron. Nachr.*, 128, 39.
 Sadakane, K., Takeda, Y., & Okyudo, M. 1993, *PASJ*, 45, 471.
 Sahade, J. 1980, *Space Sci. Rev.*, 26, 349.
 Struve, O. 1941, *ApJ*, 93, 104.
 Struve, O. & Zebergs, V. 1961a, *ApJ*, 133, 519.
 Struve, O. & Zebergs, V. 1961b, *ApJ*, 134, 161.
 Zhao, ., Gies, ., et al. 2008, *ApJ*, 684, L95.
 加藤賢一、西村昌能、大西高司、定金晃三、2009、*大阪市立科学館研究報告* 19、15。
 加藤賢一、2010、*大阪市立科学館研究報告* 20、3。

表9. 比較星との元素量比較

$\log \varepsilon(\text{H}) = 12.00$ のスケールで表示。β Lyr は位相 E=0.49

Elem	β Lyr	HR 1029	N	HR 2454	N	HR 8092	N	Deneb	N	Sun
T_{eff}	13,300K	13,500K		12,400K		12,293K		9,500K		5,770K
He 1	11.75	11.29	5	<10.39	6	11.01	6	10.65	2	10.99
C 1				<8.96	4					8.55
N I	9.06			<8.07	5	<8.35	2			7.97
O 1				<8.87	5	9.01	2			8.87
Ne 1	8.61	8.54	4							8.08
Mg 2	8.11	8.19	2	7.28	2	7.3	2	7.5	5	7.58
Al 2	6.55			6.07	2			6.35	3	6.47
Si 2	8.09	7.53	6	8.42	11	7.39	5	7.49	5	7.55
S 2	7.37	7.15	4	8.09	7	7.48	5	7.19	4	7.33
Sc 2								3.13	2	3.17
Ti 2	6.47			7.02	19	5.5	7	5.06	15	5.02
Cr 2	6.55			6.97	19	6.44	16	5.88	22	5.67
Mn 2						7.08	5	5.95	4	5.39
Fe 1								7.59	5	7.5
Fe 2	8.17	7.03	16	8.67	91	7.36	36	7.62	64	7.5
Fe 3				8.87	2					7.5
Pr 3				3.91	3					0.71
Nd 3				5.89	2					1.5