

Be 型輝線星の変光現象 (II)

平 田 龍 幸*

前号では Be 星 (B 型輝線星) の長期変光現象——連続光の変化——の観測事実を紹介した。変光現象は紫外域から赤外域迄みられ、偏光度の変化も検出されている。最もデータの多い (それでも断片的なものが多い) UBVR 三色測光データの統計から、色・等級図 (B-V, V) での変化は、みかけの自転速度 $V \sin i$ と中心星の分光型と関係していることがわかった。即ち、 $V \sin i$ の小さいほど (自転軸に近い方向からみるほど)、また、中心星の温度が高いほど (早期 Be 星ほど)、B-V の色が赤くなる時に明るくなる度合いが大きい。晚期 Be 星 (B5-B9) では $V \sin i$ の値の大きい (赤道方向からみている) 場合は、B-V の色が赤くなる時に逆に暗くなる。そして 13 色測光データ ($0.33 \mu\text{m} \sim 1.1 \mu\text{m}$) では上述の傾向の波長依存性が実によくわかり、長波長側に延長して同一の傾向を確認した。赤外域 ($\lambda \geq 1 \mu\text{m}$) の変光データは少ないが、普通の B 型星に比べて一般に赤外超過を示す Be 星が多い。偏光現象も Be 星の一般的特徴であって、偏光度は大きいもので 2% 程度である。またその波長依存性は $\lambda = 0.36 \mu\text{m}$ を境に長波長側で大きくなり、可視域では長波長ほど、再び小さくなる。偏光は Be 星の赤道円盤中の電子散乱によるが、上述の波長依存性はその他に水素原子による光の吸収・放出過程に関係していることを示唆し、変光現象と偏光現象は総合的に考える必要がある。以下ではまず素過程を検討し、つづいて簡単なモデルによる解釈を試みる。

4. 水素原子による連続光の放出・吸収

前号で述べたように赤道円盤の温度は中心星の温度より低く、1 万度前後である。この程度の温度では放射の吸収・放出は、化学組成の 9 割を占める水素原子により支配される。そこで、まず、水素原子による連続光の放出・吸収を簡単に復習しておこう。図 10 は水素原子のエネルギー準位図表である。電子が図のとびとびのエネルギー準位 ($n=1 \sim \infty$) に滞在するとき、電子は陽子につかまっている、即ち、中性水素であり、連続エネルギー準位 (∞ の線より上) にいるとき、この電子を自由電子といい、水素は電離状態にある。連続エネルギー準位から、とびとびの準位へ電子が移ることを再結合といい、余分のエネルギーを光として放出する。逆過程として、光を吸収して、電子が連続エネルギー準位に移るのが電

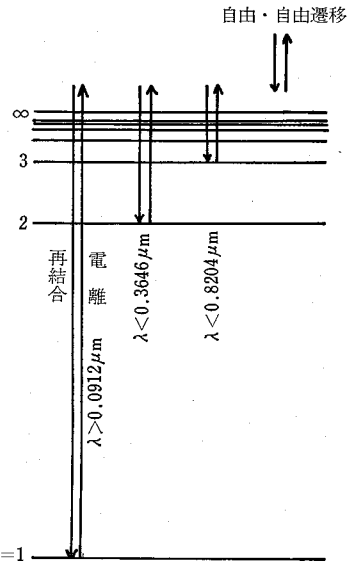


図 10 水素原子のエネルギー準位図表と極限波長

離である。また、自由電子がイオン、原子の近くを通過して、その運動エネルギーの一部を光として放出するのを自由-自由遷移にともなう光の放出という。また、逆に光を吸収して、運動エネルギーが増加する場合もある。図で基底状態 ($n=1$) と連続エネルギー準位間の光の放出・吸収は波長 $\lambda \leq 0.0912 \mu\text{m}$ で起るが、この波長域では実は星間物質中の中性水素が基底準位にあり、ほとんどの光を吸収してしまい観測できない。従って、我々の得る観測的情報は $\lambda \geq 0.0912 \mu\text{m}$ であって、図の $n \geq 2$ に対応する再結合・電離及び自由・自由遷移にともなう光の放出・吸収過程である。 $n=2, 3, 4$ からの電離・再結合の極限波長は、各々 $0.3646, 0.8204, 1.458 \mu\text{m}$ であって、バルマー端、パッシェン端、ブラケット端と呼ばれる。また、 $0.0912 \sim 0.3646 \mu\text{m}$, $0.3646 \sim 0.8204 \mu\text{m}$, ……を各々、バルマー連続光、パッシェン連続光、……と呼ぶ。

まず、上述の過程により赤道円盤の放射するエネルギー分布を簡単な仮定の下に計算し、中心星の放射するエネルギー分布と比較しよう。赤道円盤は等温・等密度、体積 V で光学的に薄い (吸収がない) とする。単位体積あたりの電子数、陽子数を N_e, N_p とすると、円盤全体から観測者にむかう光量は $V N_e N_p j_\nu$ とかける (j_ν は単位振動数あたりの放出係数で、再結合と自由・自由遷

* 京大理 Ryuko Hirata: Light Variation of Be Stars (II)

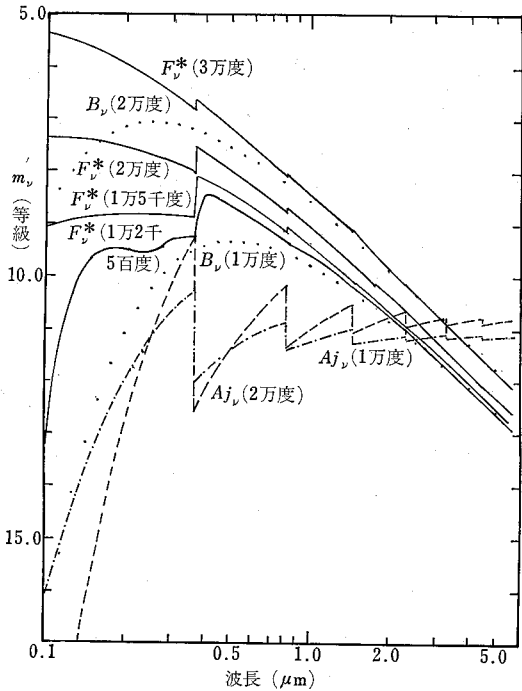


図 11 中心星のエネルギー分布 (実線) と光学的にうすい電離気体 (破線), 厚い気体 (点線) の発するエネルギー分布

移の和)。一方、中心星の単位表面積から、観測者にむかう放射量を F_v^* とすると、星全体からは $\pi R_*^2 F_v^*$ が観測者にむかう (R_* は恒星半径)。そこで円盤からの寄与を恒星表面単位面積あたりに換算すると、 $A \cdot j_v$ ($A = VN_e N_p / \pi R_*^2$) と書ける。図 11 にはいくつかの温度に対して、 F_v^* と $A \cdot j_v$ を等級表示で示してある。 A の値は 10^{36} とした。 $A \cdot j_v$ の不連続は再結合過程により起り、自由・自由遷移による光の放出は赤外域で効く。例えば、星の有効温度を3万度、円盤の温度を2万度とすると $A=10^{36}$ の時 $4 \mu\text{m}$ より長波長では円盤の放射量が勝っている。 $0.5 \mu\text{m}$ では円盤の方が4等級暗い(星の光に対して2.5%)。円盤の体積、密度が増えると A が増加し、その分円盤の寄与が大きくなる。従って、赤道円盤が光学的に薄い場合で、赤外超過と可視域での寄与を期待するならば、少くとも A は 10^{36} 程度でなければならないことがわかる。また、円盤があらゆる波長で光学的に厚い場合は黒体放射 B_v となるが、円盤の観測者方向への射影面積が恒星のそれと同じとして、2万度、1万度に対して点線で示した。この場合は、円盤の寄与は長波長側で星と同程度となり、円盤の射影面積の方が大きい場合はやはり赤外超過となる。丁度、少し温度の低い伴星をもつ連星系を全体として見ているようなものである。円盤からの連続光は増光に寄与するととも

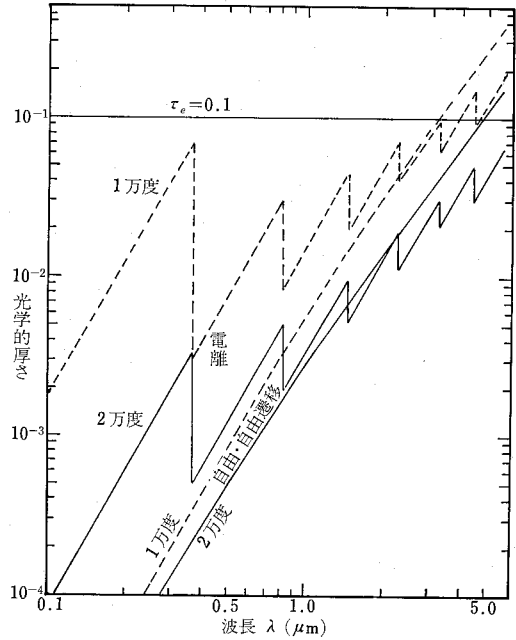


図 12 熱力学的平衡状態にある水素気体の光学的厚さの一例。電子数密度 $3 \times 10^{11} \text{ cm}^{-3}$, 長さ $7.2 \times$ 太陽半径。

増光自身が偏光度を小さくするセンスで働らく。

次に吸収過程をみておこう。図 12 は円盤気体が局所熱力学的平衡(この場合、電離・励起がサハ・ボルツマン方程式に従う)にあるとした時の一例である。代表的電子数密度として $N_e = 3 \times 10^{11} \text{ cm}^{-3}$ をとり、電子散乱に対する光学的厚さ τ_e (N_e に比例) を 0.1 にしたときの電離、自由・自由遷移に対する光学的厚さを別々に示した。この $\tau_e = 0.1$ は偏平な円盤を赤道方向からみたときに、偏光度が観測値 ($\sim 2\%$) 程度になることが期待される値で、電子密度が上記 3×10^{11} の場合には円盤半径は 7.2 太陽半径となり、中心星半径程度に対応している。図から、赤外域では自由・自由遷移に対する光学的厚さが電子散乱のそれをうまわることがわかる。又、電離に対応する光学的厚さは円盤温度が低い程大きくなるが、これは温度の低下にともない中性水素が増加することによる。電離に対応する光学的厚さは各単位の電子滞在数に比例するが、この量は、光学的にうすい場合は中心星からの放射による電離と再結合の均衡で基本的には決まる。円盤中の一点にやってくる星の光は $1/r^2$ に比例して (r は星の半径を1としたときの星中心からの距離) うすまっているので、その分、電離光子は減り、一方再結合回数は密度 N_e と温度 T_e のみで決まる。即ち、上述の均衡状態では、各準位の滞在数は局所熱力学的平衡状態にくらべて r^2 倍程度増加することになる。従って、図 12 で示すよりは電離にともなう光学的厚さは実際には大き

く、波長によっては(例えばバルマー端),電子散乱のそれを越えることが期待される。かくして,吸収過程は減光の原因となるとともに,電子散乱による偏光光子をも吸収して,偏光度の波長依存性を作り出すもう一つの要因となるわけである。

5. 簡単なモデルによるシミュレーション

前節の考察から, Be 星の赤道円盤は光学的厚さが中途半端(ゼロでもなく無限大でもない)で,電子散乱,電離・再結合,自由・自由遷移の寄与が波長によって異なることが予想される。そこで,簡単なモデル(模型)を作って,そのようすを調べ,Be 星の変光の際のエネルギー分布の変化と偏光度の波長依存性を紫外域-赤外域にわたって説明できるかを検討してみた。モデルは赤道円盤を等質(密度,温度その他の物理量一定)な恒星の自転軸及び赤道面に対称な円柱とし,その成長を以下のように与えた。円柱中の気体は水素のみからなり,ほとんど電離していると考え,その電子数密度を N , 円柱の外径,高さを,恒星半径を単位として,各々, R, H とする(内径は恒星赤道に固定)。一組の標準値 (N_s, R_s, H_s) をもつものを標準モデルと呼ぶことにする。密度 N が増えると,これに応じて, R, H が増加すると考えよう。その増え方は,以下の簡単な考察から

$$\frac{R}{R_s} = \frac{H}{H_s} = \sqrt{\frac{N}{N_s}}$$

の関係を仮定する。実際の Be 星赤道円盤は,等密度ではなく,動径方向の流れの速度を v とすると赤道面で連続方程式 $nvr^2 = n_0v_0$ をみたく。ここで n は円盤の恒星中心からの距離 r (恒星表面で 1) の密度 n で右辺は恒星表面での値。速度 v は円盤中で一定で,かつ,円盤の成長によってもかわらないとする。従って $nr^2 = n_0$ 。今, n がある値 n_0 より大きい場所のみが連続光の散乱・放出・吸収に関与すると考えれば, $n_0 = n_0/R^2 = n_s/R_s^2$ (n_s は標準モデルでの $r=1$ での密度)。モデルでは等密度を仮定するので, $R/R_s = \sqrt{N/N_s}$ を得る。又,高さ H は,円盤中の場所 r において,回転軸方向の恒星の重力成分と圧力が釣りあうと考えれば,自転軸方向のひろがり $r \cdot T_e/M$ (M : 恒星質量) に比例する。従って,円盤の温度を一定とすると $H/H_s = R/R_s$ を得る。

標準値 (N_s, R_s, H_s) は過去の分光,偏光データの解析結果等を総合的に検討し, $N_s = 10^{11}$, $R_s = 3.0$, $H_s = 0.6$ ととった。そして,中心星の温度,半径を表2の4

表2 中心星の有効温度・半径

	B0	B2.5	B5	B7.5
有効温度 (°K)	30,000	20,000	15,000	12,500
半径 (太陽=1)	7.6	4.6	3.7	3.3

表3 円盤モデル系列

モデル番号	電子数密度 (cm ⁻³)	円盤外径 (恒星半径=1)	円盤高さ (恒星半径=1)	$A = \frac{VN_e N_p}{\pi R_*^2}$ ¹⁾	τ_e ¹⁾
1	1×10^{11}	3.0	0.60	1.5×10^{34}	0.021
2	2×10^{11}	4.2	0.85	1.9×10^{35}	0.043
3	3×10^{11}	5.2	1.04	7.8×10^{35}	0.064
4	4×10^{11}	6.0	1.20	2.2×10^{36}	0.085
5	5×10^{11}	6.7	1.30	4.7×10^{36}	0.106

¹⁾ B2.5の分光型に対する値。 τ_e は1恒星半径当りの電子散乱に対する光学的厚さ。

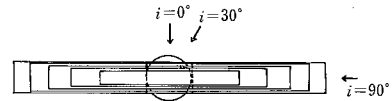


図13 採用したモデル系列の形

つの分光型に対して与え,表3に示す5つの円盤モデル(電子密度 $N=1 \times 10^{11} \sim 5 \times 10^{11}$) に対して計算を行なった。モデルの形を図13に示す。表3には前節で述べた A の値と1恒星半径あたりの電子散乱に対する光学的厚さを B2.5 の分光型に対して示してある。円盤温度は中心星の有効温度の2/3を仮定した。計算にあたっての最後の問題は吸収に関する水素原子の各準位の電子滞在数である。第二準位の滞在数の局所熱力学的平衡値からのずれを b_2 倍とすると,前節で述べたように,バルマー連続光 ($n=2$) に対して光学的にうすい場合は $b_2 \approx 1/W(r)$ ($W(r)$ は希釈因子,恒星からの放射が円盤中の恒星中心からの距離 r において,うすめられる割合, $W(r) \approx 1/4r^2$) であり,光学的に厚くなると, $b_2=1$ (局所熱力学的平衡) に近づく。そこで,バルマー端 ($\lambda=0.3646 \mu\text{m}$) での光学的厚さを τ とすると吸収量 $\sigma\tau$ を重みとして,円盤平均半径 $0.5 \cdot (1+R)$ の点での値で代表させた。 τ 自身が b_2 を含むので逐次近似で求めることになる。第3準位以上では,高準位では準位間の衝突遷移が効き, $b_n=1$ に近づくことを考慮して,指数的に1に近づく内そうで近似することにした。後述するようにこの非局所熱力学的平衡の問題は厄介なだけでなく,結果に大きな影響を及ぼす。このようにして,与えられた,または仮定された物理量に対して,中心星からの放射の散乱・吸収,また円盤での連続光の生成,その吸収を,円盤全体で積分することによりエネルギー分布を求めた。但し,電子散乱は圧倒的に多い中心星からの放射に対してのみ行ない,中心星は点光源,円盤の高さは小さいという仮定の下に一回散乱及びその吸収のみを考慮した。従って,電子散乱による偏光度の大きさ及び波長依存性は観測量程度のもので再現できるかどうかの目安程度と考えるべきである。

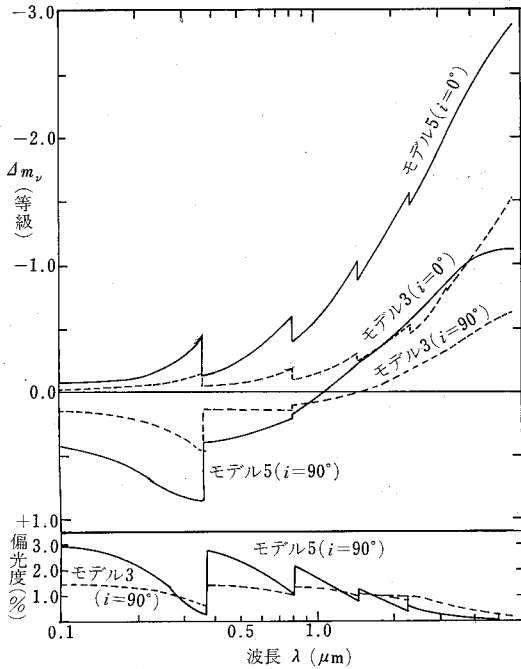


図 14 分光型 B2.5 における、モデル 3, 5 のエネルギー分布と偏光度

表 4 分光型 B2.5 における円盤の光学的厚さ

	$\lambda=0.36 \mu\text{m}$		$\lambda=0.50 \mu\text{m}$	
	τ_z	τ_r	τ_z	τ_r
モデル 1	0.022	0.074	0.014	0.045
モデル 3	0.273	1.10	0.081	0.327
モデル 5	0.653	2.78	0.181	0.771

	$\lambda=4.90 \mu\text{m}$		電子散乱のみ	
	τ_z	τ_r	τ_z	τ_r
モデル 1	0.024	0.079	0.013	0.043
モデル 3	0.237	0.956	0.066	0.268
モデル 5	0.751	3.20	0.142	0.605

図 14 はこのようにして計算された、B2.5 の中心星に対する、モデル 3, 5 を自転軸方向 ($i=0^\circ$) 及び赤道方向 ($i=90^\circ$) からみた場合について、エネルギー分布・偏光度の変化を波長に対して示してある。たて軸は円盤がない場合を基準として、相対的変化を等級スケールで表わしたものである。表 4 は図 14 に対応するモデル系列の光学的厚さ (自転軸方向 τ_z , 赤道方向 τ_r) を代表的波長 ($\lambda=0.36, 0.50, 4.9 \mu\text{m}$) に対して示した。 $\lambda=0.36 \mu\text{m}$ では第 2 準位からの電離に対応する吸収が、又、 $\lambda=4.9 \mu\text{m}$ では自由・自由遷移にともなう吸収が電子散乱より大きいものに対して、 $\lambda=0.50 \mu\text{m}$ では電子散乱の方が効いていることがわかる。モデル 1, 2 では A

の値も小さく、光学的厚さも小さいので、円盤をどの方向からみてもその寄与は小さく図 14 には示さなかった。自転軸方向 ($i=0^\circ$) からみると円盤は星を隠さず、円盤による星の光の散乱及び円盤自身の発する連続光が加わるので、どの波長でも増光する。また、視線方向の光学的厚さは大きくないので、基本的には図 11 の円盤が光学的に薄い場合のエネルギー分布に似たものとなる。 $i=0^\circ$ の場合は円盤が軸対称の為、偏光度はゼロとなる。円盤を赤道方向 ($i=90^\circ$) からみると、星は円盤により一部分が隠されて、散乱・吸収を受けるので、結果はいささか複雑となる。バルマー連続光 ($\lambda < 0.3646 \mu\text{m}$) では中心星の光の吸収散乱が大きく、円盤の発する連続光は光学的厚さが大きい為 $i=0^\circ$ にくらべると赤道方向に流れず、結果として減光する。パッシュェン連続光でも減光となるが、その主因は電子散乱である為 (表 4), モデル 3 では減光は波長によらない。モデル 5 になると円盤自身の光が加わり、この為、減光の度合は長波長程小さくなっている。赤外域では図 11 のエネルギー分布からわかるように、中心星の放射は弱く、相対的に円盤からの寄与 (自由・自由遷移) が大きく、常に赤外超過となる。モデル 5 で $5 \mu\text{m}$ あたりで出てくるのは光学的厚さが大きくなり、図 11 のプランク関数に近づく為である。

$i=90^\circ$ の偏光度の大きさと波長依存性は観測されるものによく似ている。各極限波長 ($\lambda(\mu\text{m})=0.3646, 0.8204, \dots$) にむかって、長波長側程、偏光度が小さくなるのは、吸収、放出の大きさがこのセンスで効き、数値結果を検討すると、両過程とも同程度に働いていることがわかる。

次に、色・等級図及び二色図の上での各分光型にお

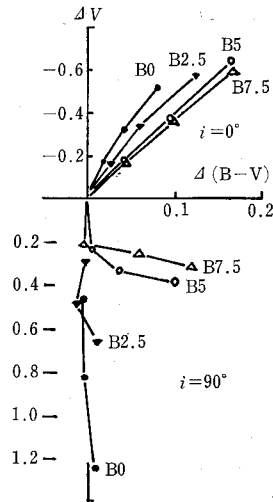


図 15 色・等級図上のモデルのふるまい

るモデル系列のふるまいを観測とくらべてみる。U, B, V における等級変化を、それぞれの中心波長 $\lambda=0.36, 0.42, 0.55 \mu\text{m}$ の計算値で代表させることにする。図 15 には $i=0^\circ, 90^\circ$ に対するふるまいを、円盤のないときにくらべての変化 $\Delta(B-V), \Delta V$ の形で色・等級図上で示す。原点から離れる程成長したモデルに対応し、モデル 3, 4, 5 のみを示した。 $i=0^\circ$ の時は前述の理由により、常に赤くなる ($\Delta(B-V)>0$) とし、明るくなる ($\Delta V<0$)。晩期 Be 星程、図上でねてくるのは、図 11 で示した再結合による連続スペクトルが温度が低い程、長波長側にむかってより大きく増加する為である。一方、 $i=90^\circ$ では $\lambda=0.55 \mu\text{m}$ (V) で減光するが、パッシュェン連続光では電子散乱が主たる原因の為、 $B-V$ は変化せず、円盤が大きくなるにつれて、図上で真下においていく。晩期 Be 星では、光学的に厚くなる為、局所熱力学的平衡からのずれの因子 b_n がかえって小さくなり、円盤起源の連続光が寄与し、減光にともない赤くなっている。即ち、早期 Be 星の散乱過程に対して、晩期 Be 星では放出 (吸収) 過程が重要になってくる。次に $\alpha = \Delta V / \Delta(B-V)$, $\beta = \Delta(U-B) / \Delta(B-V)$ を求め、前号の UBV 統計結果 (図 2) に対応させたのが図 16 である。この為に $i=30^\circ$ ($\sin i=0.5$) の場合も、円盤は中心星を隠さないという仮定の下に計算した。 $30^\circ < i < 90^\circ$ の範囲では円盤による中心星の隠し方は中心星近くでの円盤の形が強く影響するので、計算しなかった。図 16 a は図 2 a の傾向、即ち、1) $i=0^\circ \rightarrow 90^\circ$ につれて α が大きくなる、2) 晩期になる程、 α が大きい (但し $i=0^\circ, 30^\circ$) 事実を説明し、 α の値もほぼ観測量にあう。 $i=90^\circ$ では B0, B2.5 で $B-V$ の変化は殆んどなく、図示していないが、前号で述べた例外的な B0 星 HD 184279 (色変化なく、大きな減光) に対応している。図 16 b は前号の図 2 b に対応する。 α, β の符号が同符号で

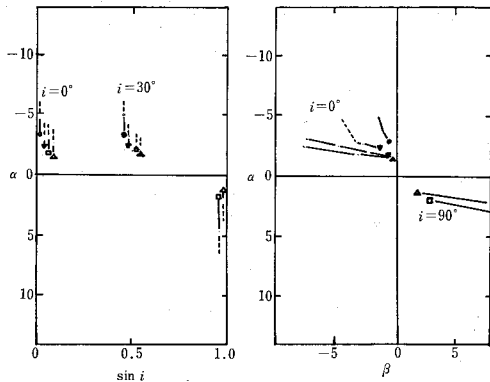


図 16 a) $\alpha = \Delta V / \Delta(B-V)$ と $V \sin i$, b) α と $\beta = \Delta(U-B) / \Delta(B-V)$ の関係

あることは観測結果と一致しているが、第 4 象限 ($\alpha, \beta > 0$) におちる晩期 Be 星の α の値は計算値の方が小さい。これは、非局所熱力学的平衡からのずれ因子 b_n をもう少し大きくして、吸収を効かし、 $\Delta(B-V)$ を小さくすることで救えるが、こうなるかどうかは円盤中の輻射場を解いてみないとわからない。

Be 星の変光・偏光現象を簡単なモデルで説明することを試みたが、結論としては 1) 基本的には円盤の成長・衰退で説明できる。2) 観測データの解釈としては、一般に $B-V$ が大きく (赤く) なる時が、また $B-V$ の変化が小さいときは V で減光するとき (早期 Be 星で $i \approx 90^\circ$) が円盤の成長期にあたる、といえる。モデルで採用した等密度円柱は現実とは著しく異なるであろうし、相似的成長の妥当性も、今後、個々の Be 星で分光・測光・偏光データをつきあわすことにより検討されねばならない。

6. おわりに

Be 星の変光現象の解明の第一歩として簡単なモデルにより説明を試み、どうやら観測事実を説明できそうな感触を得た次第であるが、最後に、現在進行中の Be 星の国際変光観測について述べたい。測光は一般的に対象のエネルギーの変換を調べることになるが、既に述べたように、Be 星の長期変光データは断片的なものが多く、もっと時間的に連続したものが欲しい所である。又、まだ数は多くないが、Be 星でも 1 日程度の周期的又は準周期的変化の見つかっているものがあり、同じ B 型星のケフェウス β 型星セペルセウス座 53 番型星の脈動現象と Be 現象の関係が目ざされている。このような背景から、1980 年、チェコのハルマネック達のグループは Be 星の国際変光観測キャンペーンを提案し、Be 星研究者の支持を得て、参加者も増加の一途をたどっている。提案の骨子は、輝星カタログ (6.5 等より明るい) 中の Be 星を世界中で手分けして、10 年程度モニター観測を実施しようというものである。標準的には UBV 三色測光システムを考え、各 Be 星に対して、比較星等を与え、精度を上げることにしている。種々の都合から、短期的な参加、あるいは多数の Be 星を年数度観測する形の参加も歓迎される。参加希望者にはチェコ側から、Be 星、比較星等のリストが送られる。アジア地域でも筆者の知る限り、中国・韓国・日本のグループが参加している。上記キャンペーンの対象星は明るく、むしろ小さい望遠鏡が適しているのは明らかである。日本国内でも、各大学、アマチュア観測家で、光電測光装置を装備しているところが、増えているが、是非参加を訴えたい。