

大熊座 W 型近接連星

山 崎 篤 磨*

1. はじめに

食変光星は、その光度曲線の形によって、従来、アルゴル型、琴座 β 型、大熊座 W 型の 3 つに分類されてきた。これは、星が互いの引力と自転によって球状から歪んでくることや、相手の星からの光によって照らされること等の近接効果によって、光度曲線が単独星を 2 つ食させた単純な場合からずれてくることに対応している。

以前に星図星表めぐりで紹介された「変光星総合カタログ」には、アルゴル型が最も多く 2746 個、琴座 β 型が 491 個、大熊座 W 型が 405 個記載されている。大熊座 W 型星は、周期が約 1 日より短く両極小がほぼ同程度の深さであるのが特徴で (図 6 の光度曲線を参照)、昔から、2 星の質量が倍ほど違うのに表面温度がほぼ同じであって、伴星 (質量の軽い方) が同質量の主系列星と比較して異常に (5 倍前後も) 明るいことや (年齢はたかだか数億年程度の若い星と思われている)、頻繁に周期変動を起すこと等で注目されてきた。余談であるが、近年の観測によって、アルゴルも琴座 β 星もそれぞれの型の代表星とはどうも言えなくなってきている (北村正利著「星の物理」) なかで、大熊座 W 星のみはその型の良き代表星であり得ている。

食連星の約 1 割を占める大熊座 W 型星は——ジャプレーヤクラフトに言わせれば、変光星中で最もありふれていて、2 千星に 1 つがこの種の星だそうである——最も明るいのが 4 等星で (ϵ CrA), 13 等台の星が最も多く発見されている。実視連星の片方である頻度も結構高く (20 % 以上)、特に ADS 9537 は両方が大熊座 W 型星という珍しい例である。

TX Cnc がプレセペに、RZ Com がコマ星団に属している様に、散開星団の一員であるものも多く、大熊座 W 型星の年齢が数億年程度の若い星と推定される根拠になっている。(但し、M 67 にある AH Cnc のみは 100 億年と老令である)

観測より求められた質量は、主星 (質量の重い方) が $0.6-1.7 M_{\odot}$ 、伴星 (質量の軽い方) は $0.25-1.1 M_{\odot}$ で、平均的には $1.2 M_{\odot}$ (主星) + $0.65 M_{\odot}$ (伴星) であり、平均の質量比は 0.55 である。

光度曲線でみると、極小は最大 1 等級も暗くなるもの (OO Aql) もあるが、完全に 2 つの極小が同じ深さのものはない。突如明るくなるフレアーも観測されており、W UMa で増光が 1.5 等 (継続時間 7 分)、U Peg で 0.3 等 (同 30 分、吉畑正秋氏の観測) があり有名である。光度曲線が頻繁に変化する報告も多いところから、大熊座 W 型星は割に不安定な星らしい (VW Cep は 2 年周期で 2 つの極大の高さが交互に替っている; 他に SW Lac, AK Her 等)。

スペクトル型は約 100 個について知られていて、大部分は A から G にあり、特に 4 分の 1 が F 8 と G 0 と分類されている。スペクトル中に輝線が現われることもあり、CaII の HK 線で時々見られる。ストールベによれば、輝線は主星に附随しているという。亦、ストールベは 2 星より出る吸収線が位相によらず常に短波長側が強く、2 星の公転の前面には後に比べて倍ほど厚く連星系を取巻くガスが分布しているのではないかと述べているが、ピンネンダイクは観測そのものに否定的である。

最近になって、この星を、2 星が実際にくっついてエネルギーが主星から伴星へと流れているという接触連星として、その奇妙さを説明するモデルがいろいろな人から提唱されるに及んで、この大熊座 W 型星の理解はかなり進んだように思える。以下、大熊座 W 型連星を、主星と伴星の表面のどちらが熱いかということで 2 つのタイプがあることについて述べ、その線に添って観測と理論の進展について述べてみたい。

2. 2 つのタイプ

食連星に於て主極小とは、UBV 等のある波長域で見て 2 星のうち表面輝度が大きい方が隠される場合で、副極小はその逆の場合である。そこで、主極小が掩蔽というのは、半径の小さな星の方が表面輝度が大きい (表面温度が高い) ということになり、主極小が通過というのは、半径の大きな星の方が表面輝度が大きい (表面温度が高い) ということになる。大熊座 W 型星の光度曲線のみてみると、主極小が掩蔽、通過どちらの場合も観測されている。

次に、食連星のスペクトルを撮り、視線速度曲線を描いてみると、主極小に於て (イ) 質量の大きな方の星が手前にある場合と (ロ) 質量の小さな方の星が手前に来ている場合が考えられる。表面輝度が大きいのは、(イ)

* 東京大学教養学部

A. Yamasaki: Close binaries of the W Ursae Majoris type

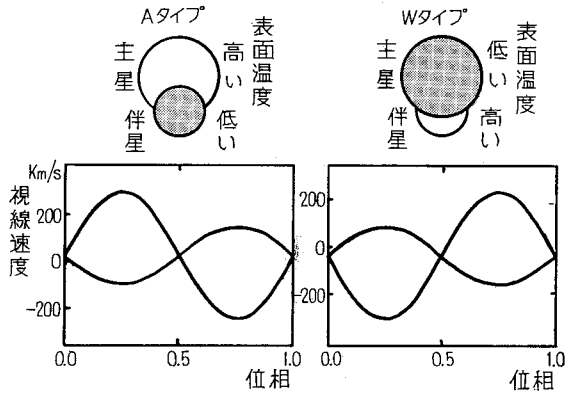


図1 大熊座W型星の2つのタイプ。
 上の図は主極小に於ける2星の関係。
 下の図は視線速度曲線。振幅の小さい方が主星で、振幅の大きい方が伴星のものである。

は質量の小さな方で、(ロ)は質量の大きな方である。アルゴル型や琴座β型は殆ど(ロ)の場合で、大熊座W型は(イ)(ロ)どちらの場合も観測されている。ピンネンダイク(1970)は大熊W座型について、(イ)をWタイプ、(ロ)をAタイプと名付けた(図1)。

測光と分光とでこのように掩蔽・通過、A・Wとそれぞれ2つの場合があって、大熊座W型星がそのどれとも関係しているのは一見大変複雑のようであるが、観測された光度曲線を解析し、視線速度曲線と組合せると、殆どの場合質量の大きい星は半径も大きいという事が言えて話は簡単になる。つまり、Aタイプは主極小が通過であり、Wタイプは主極小が掩蔽となる。こうして、光度曲線と視線速度曲線の両方がなくても、どちらか一方からAとWのタイプを推定することができる。

大熊座W型星405個のうち——「総合カタログ」では別の型になっているが他の研究者は大熊座W型と分類しているものまで含めると424個——AとWのタイプが観測及びその解析によりはっきりと決められるものは計33個ある。内訳はAタイプが16個、Wタイプが17個で、これより大熊座W型星は2つのタイプがほぼ同数存在しているのではないかと推測される。

なお、Aタイプの伴星は表面輝度が小さいうえ半径も小さいため、主星よりずっと暗くて見え難い(伴星の光度は主星の約4分の1。Wタイプでは約2分の1)。そのため、伴星の視線速度曲線が得られているのは僅か4星にすぎない(Wタイプは14星)。

3. 周期と周期-色関係

食連星の公転周期は、一般に精度良く求めることが出来るものである。大熊座W型星の周期の分布については、既にエゲン(1961)が調べているが、今、434個全

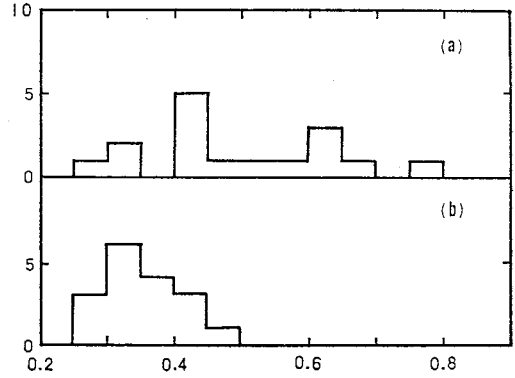


図2 周期分布
 (a) Aタイプ
 (b) Wタイプ

部について周期の分布をとってみると、その94%が0.25—0.9日の範囲内にあり、0.35日の周期を持つものが最も多い。(因に、太陽を2つ接触させると周期が0.35日になる。)周期が0.25日より短いものは殆ど見当らない。逆に、周期が1日より長いものは大熊座W型星でない疑いが濃い。

次に、タイプが分っている33個について、タイプ別に周期分布をとってみたのが図2である。これを見ると、Aタイプは周期が0.25—0.8日でほぼ一様に分布しているのに対し、Wタイプは0.25—0.5日の狭い範囲に集まっていて、0.5日より長いものが見つかっていな

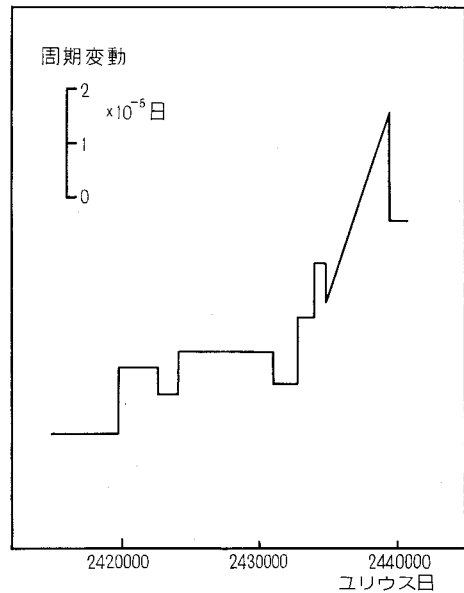


図3 SW Lacの周期変動

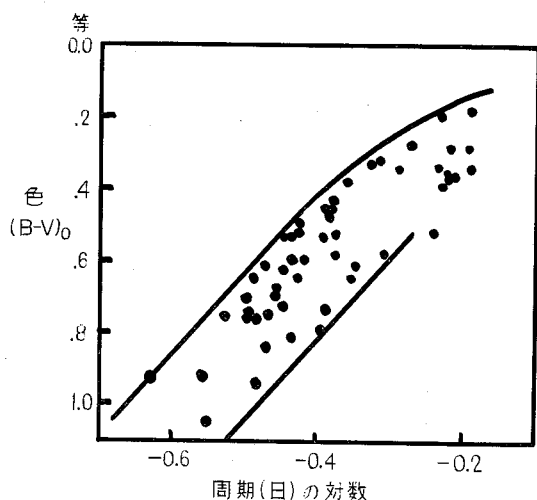


図4 周期-色関係
(エゲン 1967)

いことが分る。このことは、AとWの理論的なモデルを考える際に非常に重要であることを強調しておきたい。

大熊座W型星は、殆ど全てが複雑な周期変動をすることが昔から知られている。その一例として図3にSW Lacの周期変動の様子が示されている。長期に亘って良く観測されているもの23星について調べてみると、平均的に言って、凡そ15000—20000公転に1回(周期を0.35日とすると15—20年に1回)の割合で(5—10)×10⁻⁶日程度の周期変動を起し、周期は増えたり減ったりするが(周期変動を2星間の質量の移動とすれば、その質量は10⁻⁵M_⊙程度)、どちらかといえば周期は長い間には増加していくように見える。その割合は1年に1.5×10⁻⁷日くらいで、これから周期の増加する時間尺度として2×10⁶年が推定される。

エゲン(1961, 1967)は、大熊座W型星の周期と色(B-V)₀の間に関係があるのを見出した(図4)。このやや幅広い帯がよく知られている周期-色関係である。周期が長いほど星の色が青いというこの関係は、2星が接触しているというモデルでごく自然に理解されて、その後の接触モデルの計算の良き指針となった。

エゲンはAとWのタイプ分けをしていないが、タイプ別に分けてみると、Aタイプは周期とスペクトル型(色に対応する)の間に、エゲンの関係に相当する関係が見られるが(周期0.5日を境にして短周期側と長周期側に各々一本ずつ)、Wタイプは周期とスペクトル型の間にはっきりとした関係は見られず、周期0.25—0.5日、スペクトル型F8—K0の狭い範囲に集中していることが分る(図5に以上の関係を模式的に示してある)。

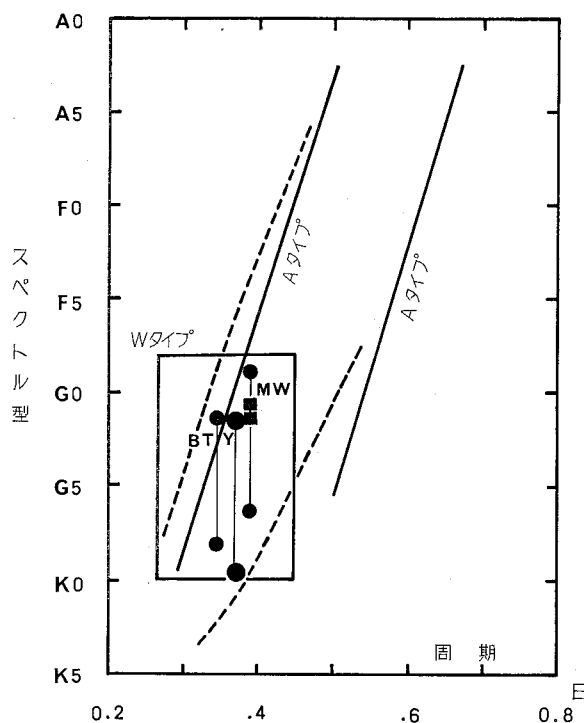


図5 周期-スペクトル型関係

2本の実線はAタイプについてのもの。
大きな四角はWタイプの見つかる領域。
2本の点線で囲まれる帯がエゲンの関係に対応。
理論モデルは2星のいろいろな質量の組合せについて求められているが、例として1.2M_⊙+0.6M_⊙を示した。2星は●■で表わされている。
(●は上が主星, ■は下が主星)
MW モス-ウェラン(1973)
BT ビアマン-トーマス(1972)
Y 筆者(1975)

4. 光度曲線の解析

連星系についての沢山の情報を含む光度曲線の解析は、歴史的には先ず一様な明るさを持つ球状の星を解析することから始まり、次にはお互いの星の照らし合いや球からの形状のずれを微量量として扱う方法へと発展した。これは、アルゴル型の様にあまり歪んでいない光度曲線を持つ食連星の解析に有効であるため今も愛用されているが、ひどく歪んだ光度曲線を持つ琴座β型や大熊座W型の様に、もはや一様球状星からのずれを微量量として扱えない一群の近接連星に適用すると、もうまい具合にはいかなかった。

そこで、歪んだものは無理に球状星に引直すのではなく、歪んだそのままに取り扱おうということが最近考え出された(光度曲線生成法)。これは、近年の大型電子計算機の発達があって初めて可能であった。非線形のもとは非線形なりに、もとの方程式をそのまま数値計算で

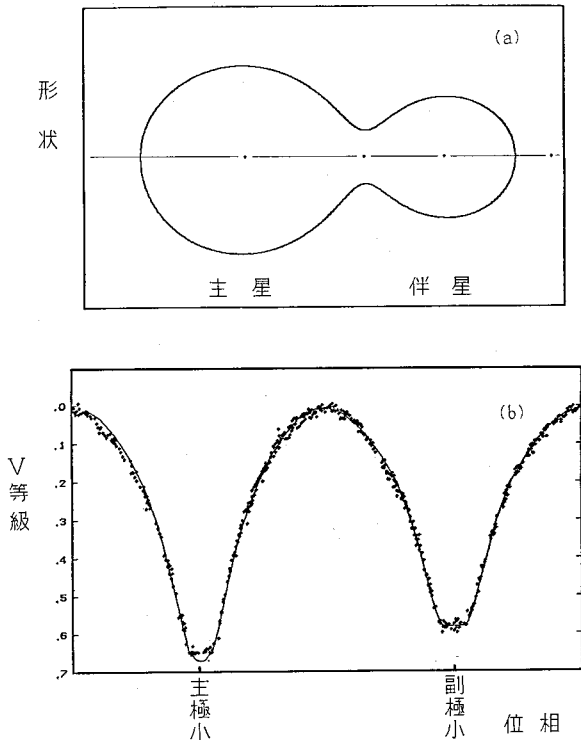


図 6 RZ Tau の光度曲線解析

(a) 形状。上半分は公転軸を含む面。下半分は赤道を含む面。

(b) 光度曲線。観測は点で、計算された理論曲線は実線で表わされている。(モクナキ 1971)

扱おうという思想と同じことである。

ルーシィが 1968 年に基本的なアイデアを出して以来、モクナキ、ウィルソン、ヒル、ハッチングス、ベルチエ等により世界各地でプログラムが作られ、歪んだ光度曲線を持つ食連星の解析が行われ始めている。筆者も遅ればせながらこの方法の開発を始めたところである。

大熊座 W 型星については、精度の良い光度曲線が得られている 20 星ほどについて解析が行われており、その結果を紹介してみる (図 6 はその一例である)。大熊座 W 型星が接触連星であることは、光度曲線生成法によって確かめられたと言って良い。特にロッシュモデルによる接触連星モデルは観測を大変うまく説明するようである。

A と W のタイプ別で言えば、A タイプは接触モデルがうまく適用されて解析し易く、結果としては、接触している度合いが強く深い共通の対流外層を持っていることが示されている。主星・伴星間の温度差は小さく、主星が 50—100 度ほど高温であるにすぎないという結果が報告されている。他方、W タイプは、A タイプに較べると解析が難しく、それは接触の度合いが小さく浅い共通対流外層しか持たないためと理解されている。両星間の温度

差はやや大きく 200—300 度ほど伴星が高いようである。

大熊座 W 型星は、両方共大体同じような表面輝度を持っているため、お互いの照らし合いによる影響は小さく無視できる (表面温度の上昇は 7% 以下)。亦、一般に星の表面で重力が、自転や連星系をつくっているため等により、一様でなくなる時は、表面輝度もそれに応じて一様ではなくなってくるが (重力減光)、大熊座 W 型星のように表面が対流層となっている場合については、ルーシィ (1967) や尾崎 (1970) によって理論的に調べられたが、大熊座 W 型星の光度曲線解析でもそれが裏付けられている。

不思議なことには、観測された光度曲線に合わせるため、2 星の質量比として視線速度曲線より求めた観測値を用いるとあまりうまくいかず、そこで質量比もパラメータとして観測された光度曲線を一番良く表わすように求めてみると、それは観測値と較べて約 25% も小さい質量比となってしまふ。どうしてこうなるかは今のところ分っていない。表面輝度で見た星の表面中心と力学的にみた表面中心の不一致のためなのか。或はポッパー (1967) の言うように、視線速度を出す際に低分散の分光観測 ($>20 \text{ \AA mm}^{-1}$) をすると、真の値より系統的に大きな値を与えてしまうためなのだろうか。(高分散の分光観測で観測値をチェックする必要があるだろう。)

5. 大熊座 W 型星のモデル

長い間、この分野の研究者を悩まして来た大熊座 W 型星の問題は、最近になって、この種の星は 2 星が丁度南京豆のように接触して共通の外層を持ち、伴星は主星からエネルギーを貰って光っているという共通対流表層説 (ルーシィ 1968) によって解明の基礎が与えられた。そしてこの説はその後の多くの人の研究によって基本的には支持されている。

平均的な大熊座 W 型星の主星がもし主系列星であるなら、その表面は輻射層であるかもしくは対流が起っているとしてもそれはあまり強いものではない。実際には主星は、内部でつくり出したエネルギーの一部を伴星に与えることにより、伴星との間に等ポテンシャルの表面 (光球) を形成出来るようその半径を小さくしなければならない。その結果、主星の表面にかなり強く深い対流層が現われてくることになる。他方伴星とはいえば、自分がつくり出すエネルギーよりも遙かに多い (5 倍前後) エネルギーを主星より貰って輝くため、半径は膨張して丁度表面 (光球) が主星のそれと同じポテンシャルの値をとるまでになる。こうしてほぼ同じ表面温度を持ち、南京豆のように 2 星が接触した連星が出来上るといわけである。対流は非常に有効にエネルギーを運ぶため、ルーシィは両星の対流は実質的に同じエントロピーを持

つとして、理論的なモデルを求めた。これが共通対流表面層モデルである（主星・伴星共、進化していない若い星として考える）。

この説は基本的には大熊座W型星を説明しているのであろうが、しかしながら少し詳しく観測と比較してみると、まだまだ観測との食違いは大きいといわねばならない。例えば、ルーシヤやその後同様な計算をしたモス-ウェラン（1970）達のモデルは、周期-色図上で観測より求まっているエゲンの関係（図4）より上に来てしまっ、色が青すぎるという欠点があった。吸収係数や表面对流のパラメータを変えたり自転を速めたりしてみても駄目で、結局主星は若い星ではなく少し年老いているのではないかと言われた（ヘーゼルハースト 1970, モス-ウェラン 1970 等）。

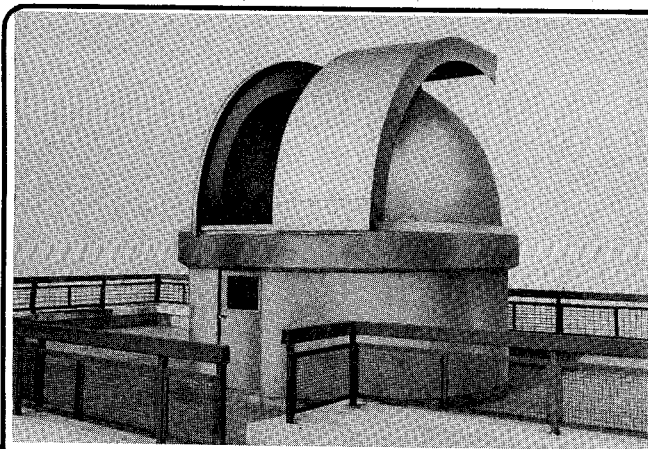
これを救うため、ピアマン-トーマス（1972）は、両星がエントロピーの値が同一の対流層を持っているということを改め、それぞれがエントロピーの値が異なる対流表面層を持つとして、理論モデルをエゲンの周期-色関係と合わせることに成功したが、その副作用として今度は主星と伴星の表面温度差が千度ほどになることがあり（主星の方が高温）、観測のせいぜい 200—300 度と矛盾が生じてきた。

亦、ウェラン（1972）、モス-ウェラン（1973）は伴星

が熱いWタイプの大熊座W型星を得るため、具体的なエネルギーの流し方には一切触れずに、伴星の表面近くで一挙に主星から伴星へエネルギーを流し込み、伴星が熱いモデルを得た（図5の■）。これは非常に魅力的な方法であるが、しかし一体どうやって冷たい主星から熱い伴星へエネルギーを流せるのか物理的裏付けは為されていない。

筆者（1975）も、乱流対流によって南京豆の中央のくびれを通してエネルギーが運ばれるとして、具体的に2星の接触の度合を考慮して大熊座W型星のモデルをつくったが（図5）、主星が伴星よりかなり高温となってしまう観測を十分に説明するに至ってはいない。

このように、大熊座W型星の理論的な解明は未だ完全には為されていない。AタイプとWタイプの2つのタイプの存在の理論的な説明もまだである。今後の発展に待たなければならない。これまでの理論計算は皆、主星・伴星間の質量の移動を伴わない静的モデルであったが、先に大熊座W型星の周期変動について述べた様に、この種の星では周期変動は偶発的なものではなく、大熊座W型の構造と密接に関連する本質的なものと考えられるので、今後理論モデルをつくる際には、この周期変動を十分考慮しなければいけないのではないかと筆者は思っている。



営業品目

- ★天体望遠鏡ならびに双眼鏡
- ★天体写真撮影用品及び部品
- ★望遠鏡各種アクセサリ
- ★観測室ドームの設計・施工



★総合カタログ
ご希望の方は切
手 300 円同封お
申込みください

ASTRO 光学工業株式会社

ASIB
CORP.

〒170 東京都豊島区池袋本町2-38-15 ☎03(985)1321