

磁変星の斜回転模型

小平 桂 一*

1. はじめに

磁場の中に原子を置くと、原子自身の磁性が外部の磁場と作用しあって新しいエネルギー状態に移る。それに応じて、この原子によるスペクトル線に偏光や波長の変化が生じる(ゼーマン効果)ので、変化量を測定して天体の磁場を知ることができる。太陽の磁場は1908年にヘールによって発見され、一般恒星のものは1947年にパプコックによって見つけられた。私達の地球表面での磁場は1 Gauss以下である。太陽の黒点では3000 Gauss程の磁場が測定されているが、太陽全面に平均すると10 Gauss程度に過ぎない。恒星のうちには何千 Gaussという強い平均磁場を持っているものがあることが観測から知られている。しかもその磁場が時々刻々と変わるので「磁変星」と呼びならわされている。約100コほど見つかっている磁変星の大部分は、いわゆるA型特異星に集中している。その一部を第1表にかかげた。A型特異星はそのスペクトル中の水素線や連続光の色から割り出されるスペクトル型のわりには、カルシウムのK線が弱過ぎる一方、他の金属吸収線は一般に強く、グループによって水銀、マンガン、珪素、クロム、ストロンチウム、稀土類元素などの特殊な吸収線が異常に強いため、

従来の方法では一義的に分類できない。変化する強い磁場を示すA型特異星では、その吸収線スペクトルの様相も時間的に変化する。典型的な明るい磁変星 α^2 CVn に例をとると、そのスペクトルの特異性はすでに1897年にモーレイによって発見され、1906年にはルーデンドルフが時間的な変化を観測している。変化は周期的で(ペロポルスキー 1913年)、連続光も0.05等級ほどの周期変化を示すことが知られた(グトニック・ブレイジャー 1914年)。正確な周期は1932年にファルンスウォースによって5.46939日と算定された。1952年に至ってパプコック等により磁場が測定され、磁場の变化周期がスペクトル変化の周期と同一であることが判かった。これ等以外にも多くの観測がなされ、特異性の発見以来70年以上も観測事実が積み上げられてきた。それにもかかわらず、どうして強い磁場やスペクトルの特異性があるのか、またそれがどうして時間的に変化するのかという磁変星の起源と物理の問題は、まだほとんど解けていない。

2. 変化の機構

磁変星の時間的な変化の機構については、大ざっぱに分けて四種類の仮説が出されている。

(A) 電磁流体振動: 星に変化する磁場が発見されて間もない1949年に、シュバルツシルトは非圧縮、完全電導の磁気を帯びた星の模型を計算した。その結果、中心磁場が約 10^6 Gauss、表面で 10^4 Gaussの双極ある

* 東京天文台
K. Kodaira: The Oblique Rotator Model of the Magnetic Variable Star.

第1表 顕著な磁変星の例

星	赤経 赤緯 (1950)		等級	スペクトル型	磁場(キロ Gauss)		周期(日)
	最小	最大					
HD 10783	01-43-04	+08-18	6.6	A2p	-1.2	+2.2	不規則
21 Per	02-54-15	+31-44	5.2	A0p	-1.3	+1.4	不規則
HD 32633	05-02-51	+33-51	6.9	B9p	-5.9	+2.2	不規則
53 Cam	07-57-27	+60-28	6.0	A2p	-5.4	+3.8	8.0
HD 71866	08-27-52	+40-24	6.7	A0p	-1.7	+2.0	6.8
α^2 CVn	12-53-42	+38-35	2.9	A0p	-1.4	+1.6	5.469
HD 125248	14-15-52	+08-29	5.7	A0p	-1.9	+2.1	9.29
HD 133029	14-58-56	+47-28	6.2	A0p	+1.2	+3.3	不規則
β CrB	15-25-46	+29-17	3.7	F0p	-1.0	+1.0	不規則
HD 153882	16-59-16	+15-01	6.2	A4p	-1.2	+1.5	6.01
HD 215441	22-42-06	+55-19	8.8	A0p	+12	+34	不規則

いは四重極性の振動磁場を作ること成功した。この模型では表面の流速が観測にかかっているのとはほぼ等しい約 10 km/s で、振動周期も約 9 日となった。しかし、カウリング (1952年) やスイート (1954年) によって、このような模型ではいくつもの星で見られる磁場の方向の反転を予言できないこと、また実際の星では磁力よりも重力が振動を左右し、それを考慮に入れた振動模型では周期が数時間となって短かすぎることが指摘された。この模型の当面の問題は、より長周期の解を探すことにあるが、星の自転や公転との相互作用も考慮されている。

(B) 太陽周期活動からの類推: 始めにふれたように、太陽も一種の磁変星である。その周期は磁場の反転を考えに入れると 23 年という長いものであるが、太陽に較べて磁場も強く、自転速度も早いいわゆる磁変星では、ずっと短周期の活動が見られてもおかしくない。このような模型はワレン (1949年)、パーカー (1955年)、バブコック (1960年) 等によって論じられてきたが、太陽自身の周期活動の物理がまだ解けていないため、まだ定性的な推算しかなされていない。周期活動の根源が磁場と運動場との相互作用や電磁流体波の伝播にあるとすると、磁場の強さと周期の間に何らかの相関が見つかりそうだが、今のところ知られていない。

(C) 斜回転模型: 星の表面に磁場の分布を固定し、星の自転によって見かけ上の周期変化を惹き起こす模型で、1950年にステップスによって提案され、主としてドイツ (1958年) によって具体化された。ただし、自転軸の方向から見たのでは、観測される積分量に変化が生じないので、磁変星の模型としては斜めから眺めなければならず、「斜回転模型」と呼ばれている。この模型はいかなれば物理あとまわしの模型であって、まず全ての観測事実を適当な表面分布で再現することに重きがおかれている。何よりの強味は、数日という変化周期を自転周期で単純におきかえられ、表面分布を決める自由度が大きいことである。

(D) 熱力学模型: 1965年にレイボピッツとスタインニッツが発案したもので、見かけの星の面上の明るさの分布が熱力学的作用によって変化する模型である。観測にかかる積分量は、星表面上の明るい部分をより強く反映するので、元素や磁場に適当な分布を与えれば周縁暗化の周期的変化によっても観測を説明できるであろうとされている。しかし、定量的な考察では要求される明暗の変化が大きすぎ、また、熱力学的機構が不明なので、発想としては面白いが具体性に欠けている。

模型の (A) と (B) では星本体に相対的に磁場や元素の分布が変わる、(C) と (D) では変わらない。星を構成するプラズマの電導度は高いので、観測されている程度の時間

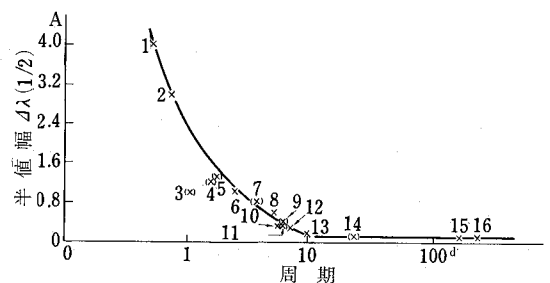
尺度では物質と磁場はいわゆる凍着状態にあり、磁場の変化とスペクトル変化は密接に関係している。そこで、模型選択の重要な手懸りの一つは観測から知られる原子や磁場の運動にある。

3. 観測事実

ここでは磁変星についての主な観測事実を挙げ、最も定量的に組み上げられ得る斜回転模型を中心にその解釈を述べてみよう。

(1) 周期性: 最初のバブコックの分類 (1958年) では、磁変星は周期的なもの、準周期的なもの、不規則的なものに分けられた。全く不規則なものは黒点のような活発な現象を仲介して太陽類似の模型とか、不安定な熱力学模型で説明される可能性はあるが、安定な電磁流体振動模型や斜回転模型では説明できない。しかし、当初不規則型と思われた磁変星のうち、いくつかは再観測あるいは再整約の結果周期型であることが判明した (β CrB, HD 10783, シュタイニツ 1964年; 78 Vir, プレストン 1969年)。現在、星の磁場の測定はウィルソンおよびパロマー山天文台、リック天文台、ストロムロ山天文台などで行なわれているが、まだ連続的な観測資料に乏しく、実は規則的であるにもかかわらず不規則だとされている磁変星も少なくないと考えられている。一方、規則的とされている磁変星の周期性は相当に良い。例えば α^2 CVn では 5.46939 日という予告周期が 3,000 周期にわたって守られていて、毎周期の磁場や吸収線強度の変化は観測精度の範囲内で一致している。最近のパルサーの場合と同じく、この事実は強く斜回転模型を支持する。

(2) 周期・吸収線幅関係: 1956年にドイツはスペクトル変化の周期と吸収線の幅の間に相関関係のあるのに気付いた (第1図)。吸収線の幅は原子の熱運動や恒星大気内の運動の他に、星の自転によっても広げられる。計算してみると熱運動による分は非常に小さいことが判



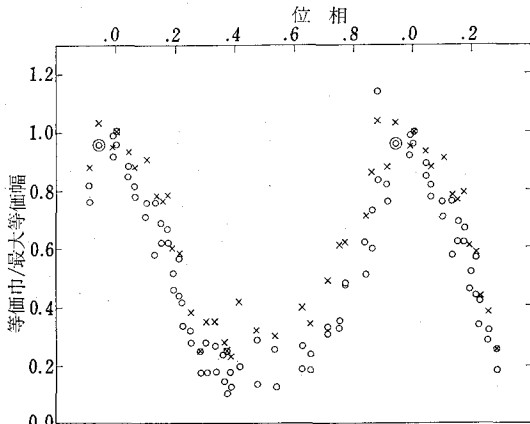
1: HD 124224, 2: 56 Ari, 3: 21 Com, 4: γ Ser, 5: ι Cas, 6: HD 34452, 7: HD 224801, 8: ϵ UMa, 9: HD 153882, 10: α^2 CVn, 11: HD 98088, 12: HD 71866, 13: HD 125248, 14: 73 Dra, 15: HD 221568, 16: HD 188041, 2

第1図 変化周期と吸収線幅の関係

る。大気内の運動とすると、非常に短周期な星ではその速度が約 300 km/s にもなってしまい大きすぎる。そこで第1図は自転速度と周期の関係を示すものと解釈され、斜回転模型を妥当とする根拠の一つになっている。この図の関係から与えられるA型特異星の半径は太陽半径の約3倍である。星を自転軸に近い方向から眺めれば、ドップラー効果に利く速度成分が小さくなるので、周期のわりに線の幅は狭くなるはずである。観測される星の

数が増えれば、第1図上の分布から統計的に斜回転模型を検討することもできるだろう。

(3) 吸収線強度変化: スペクトル変化が目立つことは、元素によって線吸収の強くなる時期の異なることである。第2図にはバービッジ夫妻(1955年)等にしたがって α^2 CVnにつき稀土類元素の線の変化を示した。他の元素もこれと同じ位相で変化するもの、反対の位相で変化するもの、それにほとんど変化を示さないものの三種に大別される。吸収線の強さに変化が起こるには恒星大気温度や圧力が変わる(タイ 1940年)、乱流速度が変わる(コンチ・ドイツ 1967年)などの物理的要因が考えられるが、1回および2回電離のユーロピウムの吸収線や1回電離と中性の鉄の吸収線が電離状態に依らず同じ型の変化を示すこと、また、似た電子状態の元素でも違った変化の型を示すことなどは、この考えを否定する。乱流と似た作用をするものにゼーマン効果による線の広がりがあるが、線の強くなり方とゼーマン効果の大きさとの間に相関関係は認められない(バービッジ 1955年)。大気の物理要素以外に吸収線の強さを左右できるのは原子の数そのものである。稀土類の吸収線の強い時期には、少なくとも観測者に向いている星の表面上での稀土類原子の数の割合が普段より増えていると考えなければならない。今までのところ、数日という短周期で特定



第2図 α^2 CVn 稀土類元素吸収線の変化: 最強時の位相を零にとってある

宇宙の謎を聞く 電波望遠鏡

マイクロ波帯よりミリ波帯まで
東京天文台の御指導を仰ぎつゝ、
この道十余年……

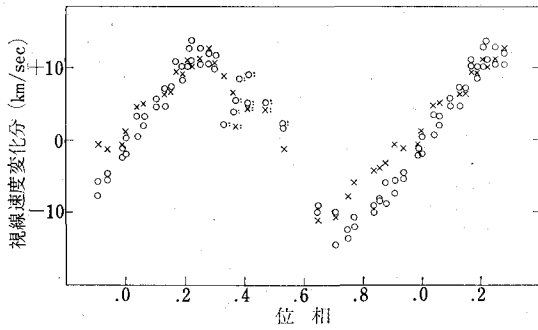
性能の一例

- 周波数 7000±100MHz
- パラボラ直径 1.5 m
- ビーム幅 1.8度
- 雑音指数 11.2
- 中間周波 70 MHz
- 標準雑音レベル 300°K



島田理化学工業株式会社

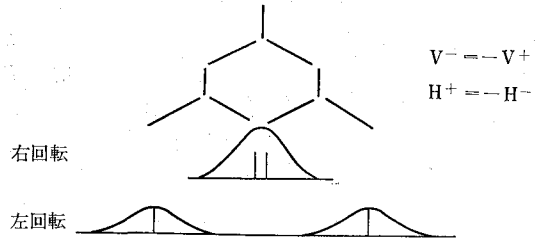
本社 東京都調布市柴崎町415 TEL 042483-2111



第3図 α^2 CVn の稀土類元素吸収線の視線速度変化: 第2図と比較されたい

領域中の特定原子の数を数倍に増やしたり元にもどしたりする機構は知られていない。そこで、始めからあった分布の「むら」が自転につれて移動すると解釈されている。

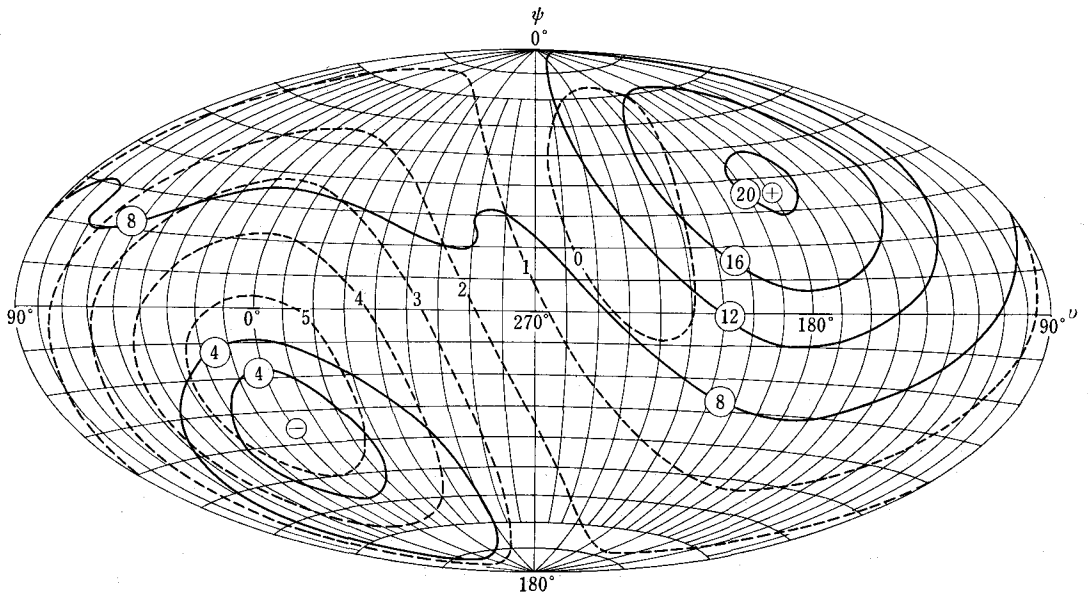
(4) 視線速度: 上のような吸収線変化を自転で説明できる重要な鍵は視線速度曲線にある。例えば稀土類の線が最も強くなるのは、稀土類元素を豊富に含む斑紋が観測者の真正面に來る時である。斑紋が一方の縁から現われて中心線をよぎり他方の縁に沈んで行くにつれ、その運動による視線速度の平均からのズレは観測者に近づく向きから、零となり、さらに遠去っていく向きになるはずである。 α^2 CVn 等の顕著な磁変星ではこの様子ははっきりと観測されている (ストゥルーベ・スイングス 1943年, 第3図)。吸収線が最も弱くなる位相ではその



第4図 クロスオーバー効果の解釈: ゼーマン効果による線の開離がドップラー効果による波長移動と重なって右回転円偏光の吸収線は左回転円偏光のものより鋭くなる例

逆の変化が期待されるが、現象の性質上まだはっきりと観測できていない。このような速度曲線と強度曲線の対応は各元素について言え、強度変化の著しい元素程度速度曲線の振幅が大きい。視線速度曲線の平均からのずれ分を積分してみると、一周の間に動く距離が星の直径の程度に達する元素のあることがわかる。これ等の事実はいずれも斜回転模型に有利である。

(5) クロスオーバー効果: 磁場の向きの反転(クロスオーバー)が観測される磁変星で、丁度反転の起こる時期に、右回りあるいは左回りの円偏光で撮ったスペクトルの一方が他方に較べて鋭い線を示す事実が観測されている。この効果は1956年にバブコックによってゼーマン効果とドップラー効果の相乗作用として説明された (第4図)。逆向きの磁極に相当する二つの斑紋の一方が縁に沈み、他方が他の縁から現われてくる瞬間にクロスオ



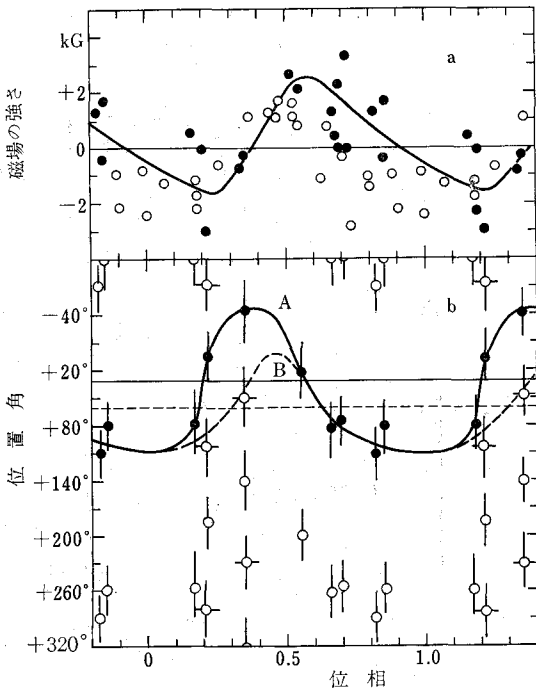
第5図 α^2 CVn 斜回転模型の表面分布図: 実線は等磁線を、破線は稀土類元素吸収線の等強度線を示し、観測者はこの回転軸に対して約 50° 傾いた方向から見ている

ーバー効果が見られるとして、斜回転模型で容易に説明できる。磁場の向きの反転しない場合にも、似たスペクトル変化が観測されているが、適当な磁場の分布をもつ斜回転模型で説明できそうである。

4. 斜回転模型の検討

前節にあげた主だった観測事実は定性的に斜回転模型を示唆している。そこで、この模型を定量的に組上げて予言を行ない、観測に照し合わせて試す段取りになるが、最近採用されている方法には次のようなものがある。

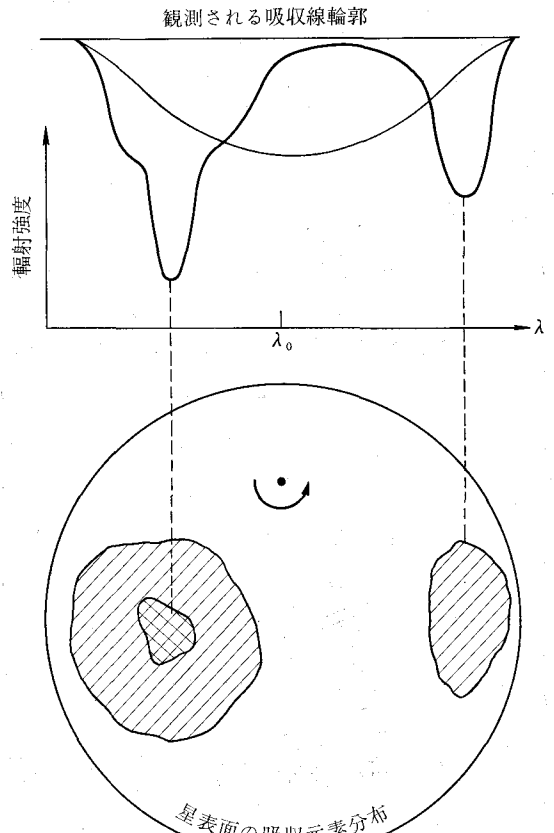
(i) 分布図：各元素の吸収線の強さを星表面上の位置の関数とみなして球面関数で展開し、観測と合わせて係数を定める。ただし、観測されるのは見える半球面上の積分なので、強度曲線と速度曲線の両方を利用して、二次までの級数としてしか決められていない。この過程で回転軸の視線方向に対する傾きが計算に入ってくるが、この角はどの元素分布にも共通なので、その一意性がまず模型の及落を決める目安になる。次に磁場の分布を同様に級数展開し、観測に合うように係数を定める。磁場の強さは様々な元素の吸収線を使って測定できるので異なった分布をもつ元素が同一の磁場の分布へ導くかどうか第二の試験となる。HD 125248 (ドイツ, 1958



第6図 α^2 CVn の磁場の変化: a は視線方向の磁場の強さの変化で白丸はバブコック等、黒丸は岡山での測定。b は視線に直角方向の磁場の位置角の変化で、黒丸をつないだA曲線が斜回転模型の予言に一致する

年) と α^2 CVn (バイパー, 1969年) の例では矛盾は起こらないと結論され、予言と観測との間に見られる小さな食い違いは級数展開の項の制限によるものと説明されている (第5図)。この方法は有効な手段として、現在でも多くの磁変星に適用されつつある (プレストン, アーデルマン)。

(ii) 磁場の方向: 上の記述で磁場の強さと記したのは正確に言うと視線方向成分の磁場の強さで、右回転と左回転の円偏光で撮ったスペクトルの線の相互位置のずれから決められる量である。それに対して、視線に直角な方向の磁場成分の強さは、もう一段階高次の微量としてしか観測にかからないため、太陽を例外として、一般の星の場合には測定されていない。しかしこの接線成分が星表面でどの方向を向いているかは、吸収線を様々な向きの直線偏光で観測して、線の一番強くなる偏光角から決定できる。 α^2 CVn についてはこの種の試験観測が行なわれ、斜回転模型を支持する結果が得られた (小平・海野, 1969年, 第6図)。光電的な観測が可能になれ



第7図 吸収線の輪郭: 星表面上の吸収元素の分布の濃淡 (図下部) により線輪郭はドップラー効果により複雑な様相を呈する。一様分布では細線で示したような単純なものとなる

ば、磁変星の回転を探る有力な手段となるであろう。

(v) 吸収線の形: 斜回転模型で表面上の吸収線強度と磁場の分布が与えられれば、吸収線の輪郭を推算することができる。1966年にベームピテンゼは α^2 CVnの模型について線輪郭の詳しい計算を行ない、強度変化のはなはだしい吸収線ではいちじるしい輪郭の変化が起こることを予言した。星表面の位置によって視線速度が異なるために波長がずれ、元素の集中度に応じてその波長での吸収量に差がつくため線輪郭が乱れるのである(第7図)。磁場の強い場合にはゼーマン効果がそれに重なって作用する。模型からの予言としては線輪郭が最も直接的で情報に豊んでいるが、分解能の良いスペクトルが必要なので長い間注目されず、平均量や積分量に頼る(vi)(vii)の方法だけが用いられてきた。最近 α^2 CVnについては予言の正しいことが半定量的に確かめられた(小平・海野 1969年, パイパー 1969年)が、系統的に解析する方法はまだ確立されていない。

以上の考えはいずれも星の表面という二次元に話を限っているが、(v)の方法では大気中の深さという第三次元を加えないといけない。プレストン(1965年)は測定される磁場の強さと吸収線の強さとの間に相関関係のあることを発見した。その効果の一部は磁場測定の方法のあいまいさにも由来するが、大気の高さによる変化も利用されていると思われる。斑紋によって化学組成と磁場の強さ

が異なるので大気構造も異なってくるはずである。観測されている連続放射の変化(プロビン 1953年, パイパー 1969年)は、他の変化と周期が等しく、上のような考え方を裏付けている。ストローム、ペーターソン等はそれを斑紋により量の変化する重元素の紫外外部域放射の吸収により定量的に説明しようとしている。また従来は球型の模型を考えてきたが、磁場の分布の対称軸が回転軸と一致していない場合には、剛体としての星の慣性軸が回転軸と一致していない可能性も充分ある。最近行なわれた磁変星の光電測光では(ラコス 1964年, ウッド 1964年)、数分から数時間という短かい時間尺度の小規模な光量変化が報告されており、斜回転以外の機構が重なって働いていることも考えられる。こうした関連において、強い磁場は示さないが今までに知られている最大の連続光変化を示すA型特異星 HD 221568(大沢 1965年, 小平 1967年他)の解明が急がれている。この星は0.15等級にも達する光度変化や著しい吸収線変化(特に水素線も)、また160日という長い周期によって特異星の中の特異星というべき存在であるが、斜回転模型で説明できる兆候は今のところない。

5. おわりに

最初に書いたように、非常に有望視されている斜回転模型は物理ぬきの模型である。磁場や元素の分布をまず

西村製の反射望遠鏡

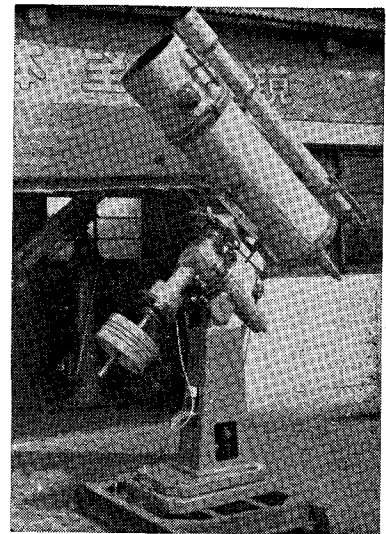
- | | |
|----------|------------------------------------|
| 30cm "A" | カセグレン・ニュートン兼用
10cm 屈折望遠鏡 (f/15) |
| "B" | カセグレン焦点
15cm 屈折望遠鏡 (f/12) |
| 40cm "A" | カセグレン・ニュートン兼用
15cm 屈折望遠鏡 (f/15) |
| "B" | カセグレン焦点
20cm 屈折望遠鏡 (f/12) |

株式会社 西村製作所

京都市左京区吉田二本松町27

電話 (771) 1570, (691) 9589

カタログ実費90円郵券同封



30 cm 反射望遠鏡

ニュートン・カセグレン兼用

定めてみて、それからその裏にひそむ物理を探し出そうというのである。たとえば α^2 CVn の分布図では稀土類元素が負の磁極の近くに集まっているが、もしも、磁変星の多くの場合と同じ結果が出れば斑紋の謎を解く一つの手懸りとなるであろう。斑紋形成の問題は磁変星の起源に連なる問題である。これほど大世帯の星の特殊なグループでありながら、一般の恒星進化論のなかではまだ定かな地位は与えられていない。起源については、変化の機構を抜きにして、強い磁場と異常な化学組成を説明しようとするいくつかの仮説が出されている。一旦赤色巨星へと進化した後再び主系列の近くに舞いもどったとみなすファウラー等 (1965年) の説、連星系の主星が赤色巨星へと進化したのも質量放出を行ない、もとの伴星が現在の磁変星となったというファン・デン・ホイベル (1967年) の説、また星として誕生する際主系列にたどりつく以前に、星の表面または周囲の特殊条件により異常が生じたとするサールとサージェント (1965年) の説

などがある。前二者は磁場や異常組成の源を高度に進化した星の内部や表面近くに想定しているのに対し、第三説は主系列以前の星の外部に求めている。起源に関する仮説の検討は広範な恒星統計を基本として行なわれ、この稿の範囲を越えるのでまたの機会にゆずる。

1965年にアメリカで開かれた磁変星関係のシンポジウムの締めくくりに、ドイツは次のように言っている。「結局、私達は皮相な現象について皮相な論議をたかかわせただけなのだろうか。私はそうは思わない。もちろん答えられない問題は山と残っているが、それだからとて、あまりに失望してはいけぬ。全ての問が答えられて、万事終われりとしてこの素晴らしく神秘的な特異星の頁を閉ざすより、この方がどれほどましか!」。この稿を書いている最中 (1969年11月18日) に、磁変星の研究に大きな貢献をしたその A. ドイツの訃報に接した。誌上を借りて故人の冥福を祈る。

メキシコ日食観測計画

齊藤 国 治*

1. 食の情況

本年3月7日に、中米を横断しておきる皆既日食については、すでに天文月報 (昭和43年6月号) に、佐藤友三、進士晃両氏による紹介記事が載っている。簡単に情況を説明すると、皆既本影は、中部太平洋上においてはじめて地球と接触し、午前中は洋上を東北方に進み、地方正午皆既すこし前に、メキシコ国南部テワンテペク地峡にさしかかる。そのうち食影は、メキシコ湾に抜けフロリダ半島基部を横切り、アメリカ南東部の諸州をかすめて通り、カナダのノバスコチア半島とニュー・ファウンドランド上を通過する。最後には北大西洋上で日没とともに地球をはなれて、この皆既日食 (食番号 No. 7567) の全経過をおわる。

皆既継続時間の最大は 3^m28^s で、メキシコ標準時で $11^h27^m \sim 30^m$ のころ、上記テワンテペク地峡のあたりでおこり、このときの太陽高度は 63° で、観測上絶好の条件をそなえている。

2. わが国の観測計画

* 東京天文台

K. Saito: Observing Plans of the Japanese Expedition for the 1970 Mexican Eclipse.

日本学術会議の中の天文学研究連絡委員会に付帯して日食分科会というのがある。これが日食観測についての国内研究者の研究連絡機関となっている。1970年3月7日の皆既日食の観測計画は、1966年ペルー日食観測が成功裡におわった直後、はやくも実施計画の検討がはじめられた。まず、1968年9月22日にシベリヤでおこる日食は観測条件が悪いからこれを見送って、1970年日食の観測計画を推進しようと決議されたのである。いくつかの研究機関から実施計画の暫定的発表があったが、途中で自発的取り消しなどもあって、結局以下にのべるところの、日食観測には伝統をもつ3研究機関が残った。すなわち、文部省所管では東京大学東京天文台と京都大学花山天文台、運輸省所管では海上保安庁水路部の3機関である。国から昭和44年度の臨時事業費予算が認められ、出張人員は予算要求通りに、それぞれ4名・3名・2名分の旅費が支給された。

3. 外国の計画

さて、日食観測事業の国際的協力センターは、IAUの日食分科会 (委員長はイタリアの Rigutti) であるが、アメリカの N.S.F. (科学財団) がアメリカ州内の日食には大いに肩入れをしていて、1966年南米日食のときと同様に、今回の日食にも国内国外の研究者のための