

星の自転

福田 一郎*

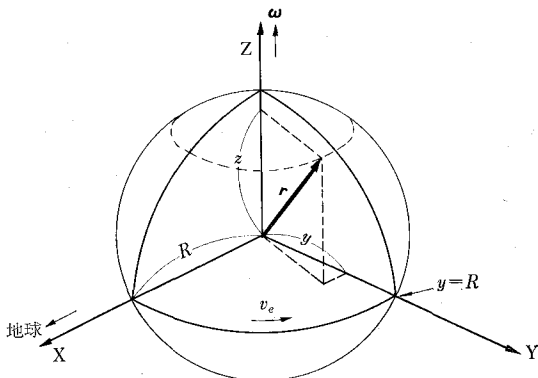
1. はじめに

地球が約一日で自転していることはだれでも知っている。天文学者とは天気予報を出したりロケットをとばしたりしている人種だと信じて疑わない人を除けば、太陽や月や惑星、そして恐らくは殆んど全ての天体が自転しているであろうことは、さほど不思議なことでもない。点像にしか見えない恒星の自転は、観測者と相対運動をしている物体の光は波長がずれてみえるという、所謂ドップラーの原理を使って求めることができる。恒星に自転があることは、昔は食連星の吸収線が食分に応じてずれてみえることから求められていたが、今では単独の星でも使えるシャイン-ストルーベの方法が一般的となっている。この方法の概略と、今日までに自転の観測から得られた幾つかの点をまとめてみよう。

2. 自転の測定法

回転している星の表面は、地球に近づいている部分と遠ざかっている部分を含んでいて、それぞれ紫および赤の方にずれた光を出す。ずれの大きさは連続的に変化し、結果としては回転速度に応じたひろがりを持つ吸収線が観測される。

いま、簡単のため星の自転軸は視線方向と直角に交わっていると考えて第1図のような座標系をとる。ここで地球は x 軸方向にあり、角速度ベクトル ω の向きは z 軸に一致しているものとする。星の表面上の任意の点 r (x, y, z) の速度ベクトルは



第1図 回転星の模型図

$$v = \omega \times r \tag{1}$$

で与えられる。ドップラー効果をひきおこすのは v の視線成分 v_x であり、これに対応したドップラーのずれは考えている吸収線の波長を λ として

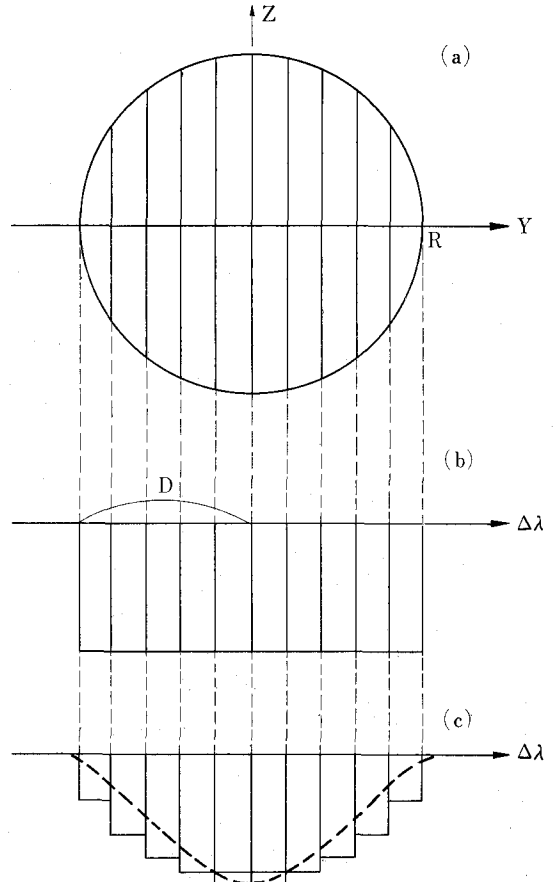
$$\Delta\lambda = -\frac{v_x \lambda}{c} \tag{2}$$

で与えられる。(1)式の右边を(2)へ代入すると、ベクトルの公式 $v_x = \omega_y r_z - \omega_z r_y = -\omega y$ を使って

$$\Delta\lambda = \frac{\lambda}{c} \omega y \tag{3}$$

となる。

通常、星の自転速度とは赤道上で速さ v_e のことをさし、この速さの星が起こす最大のドップラーのずれは(3)で y のところに星の半径 R を代入し、 $\omega R = v_e$ を使って



第2図 自転による吸収線のひろがり方

* 京都大学理学部

I. Fukuda: Rotation of the stars.

$$D = \frac{\lambda}{c} v_e \quad (3)'$$

と書ける。これをドップラー幅ということがある。(3)式は星の任意の点がおこすドップラーのずれは、その点の y 座標および自転速度 ω (即ち v_e) に比例することを示している。自転による吸収線のひろがり方を調べるために、星を正面 (x 方向) からみた第2図(a)において表面を自転軸に平行な短冊に分ける。自転のないときの吸収線の形は簡単のため矩形であるとしておく。 $\Delta\lambda$ は y に比例するから、自転によって各短冊から生じる吸収線の第2図(b)のように並ぶであろう。ところで吸収線の強さは、その線ができる領域の明るさに比例する。もし星の表面が一樣な明るさで輝いているならば吸収線の強さは短冊の面積に比例することになり、観測されるひろがり第2図(c)のようになる。実際の星では周辺減光で両端の光が弱められ、又、短冊から生じる吸収線の形は一般に丸味を帯びたV字形をしているため、点線で示したような形でひろがる。もし自転軸が視線に対して i という傾きをもっているならば、観測された自転速度は、 v_e に $\sin i$ をかけた値である。つまりわれわれが求め得る自転速度は $v_e \sin i$ という値に他ならない。

こうして $v_e \sin i$ を求めるには、自転がない場合の吸収線の形を知る必要がある。星の吸収線は種々の原因が重なりあってもともと僅かながらひろがっており、分光器を通ることによって更にひろがったりしてなかなか厄介である。そこで測るべき星を似たものどうしのグループに分け、各グループで一番線が細い星の、分光器を通した吸収線の形を基にしてひろげてゆくやり方がよく使われる。スロットバックはこの方法で数百個の星の自転を測った。彼の観測は一貫した観測器械によってO型からG型に亘る広いスペクトル型領域を含んでいるので、他の多くの観測者によって自転の標準星として使われている。

一方、吸収線の半値幅と自転速度は、速度ゼロの近くを除くとほぼ比例することが知られている。比例定数を標準星の観測から決めてやると、いちいち吸収線の形を調べなくてすむ。スロットバック以後は、この方法もしばしば使われている。

自転が小さくなると今まで目立たなかった、星の吸収線自体のひろがりや、分光器の影響が現われてきて正確な測定が難しくなる。第二の方法も、比例関係から著しくずれてきて使えなくなる。このような場合には、吸収線の細さを、もっと高精度で値がわかっている星のそれと目で直接見比べることによって見当をつける方法がとられる。観測可能な自転の最小限界は、分光器の分散度の数値 ($\text{\AA}/\text{mm}$) をそのままキロメートルに置きかえた程度である。たとえば $10 \text{\AA}/\text{mm}$ で観測した場合、

$v_e \sin i = 10 \text{ km/sec}$ 位が限度となる。

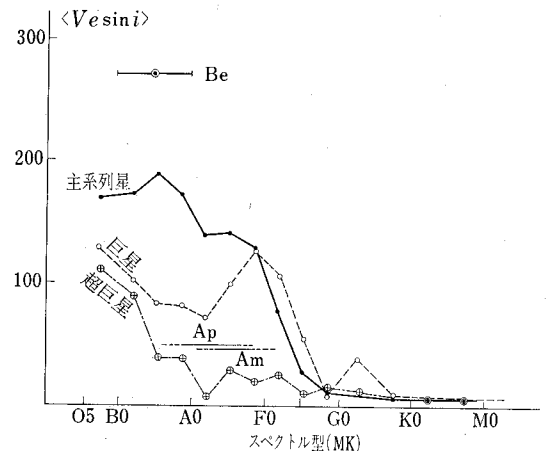
自転の決定に用いられる吸収線は (イ) 自転が速い星でも薄れてしまわないような十分強い線であること、(ロ) 他の吸収線との混線が少ないこと、(ハ) シュタルク効果のような余計なひろがりを見せないこと、などの条件から、スペクトル型によって大体相場がきまっている。O, B型では He 4471, 4026, B, A型では Mg 4481, F型以降では鉄イオンによる吸収線が使われることが多い。中でもマグネシウムの線はB型からF型まで強く現われるので多くの観測者に歓迎されている。

3. いろいろな星の自転

現在までに自転速度が求められた星は約4千個ある。前にも述べたように観測されたのは $v_e \sin i$ という量である。傾き角 i は、回転星の大気中で、温度や重力の分布が均一でないことを利用して原理的には求められないこともないが、実際にはなかなか面倒で、今のところはやはり $v_e \sin i$ の形でしか決められないと考えて話しをすすめてゆくことにする。まず自転軸の傾きに対する考察から始める。

(3.1) 自転軸の傾き

軸の傾きがもし天空の一方向に偏っているとしたら、それはどの方向だろうか? この問題は星の回転の起源とからんでくる。太陽系の多くの惑星は太陽系の回転と同じ方向に自転している。恒星において、自転の角運動量が銀河系の回転から与えられたものであれば、大多数の星は銀河面に垂直な自転軸をもつと考えられる。そうすると天の川方向に見える星は、そうでないものに比べて系統的に速い自転速度が観測される。そこでストルーベなど何人かの人が銀緯と自転速度の関係を調べたところ、答はすべて否定的であった。つまり自転の角運動量は、銀河内のもっと局所的な運動によって与えられたの



第3図 スペクトル型による自転のちがい

かもしれない。そのようなわけで、今日のところ、余り積極的にではないにせよ、自転軸がランダムに分布していると仮定する場合が多い。この仮定が成立するならば、ある十分なサンプルを含む星のグループの平均自転速度 $\langle v_e \rangle$ と観測値の平均 $\langle v_e \sin i \rangle$ との間に

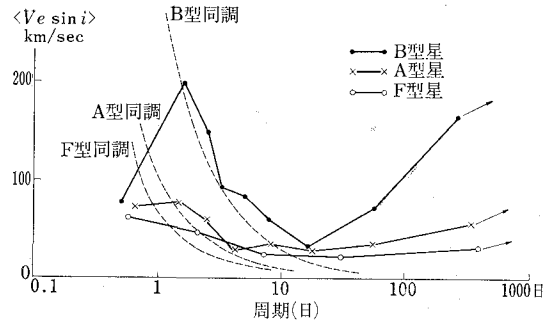
$$\langle v_e \rangle = \frac{4}{\pi} \langle v_e \sin i \rangle \quad (4)$$

という関係がなりたち、平均値では i が消去できる。

(3.2) スペクトル型と光度階級

星の明るさや温度に対して自転がどのように分布しているかをみるためには MK 分類によるスペクトル型と自転の関係を調べるとよい。第3図はこれを光度階級別に求めたもので、主系列星、巨星、超巨星はそれぞれ光度階級 V, III, Ia-Ib に対応している。何れも高温星(左の方)が低温星にくらべて自転が速く、その変化のしかたは光度階級によってちがうことがわかる。とくに主系列と巨星を比べてみると O 型から A 型までは主系列の方が速く、F 型以降では逆に巨星の方が速い点が注目される。この関係は現在の巨星が、主系列のどの位置から進化してきたかを知るうえで興味深いものである。O, B 型超巨星で $v_e \sin i$ が大きいのは大気乱流の影響であるといわれている。恒星大気中に大規模な乱流があると、自転と同様なドップラーのひろがりを示すため、本当の自転速度より大きい値が観測されるのである。

いまひとつ際立った特色は主系列星で F 型後半から G 型以降にかけてかなり急に自転が遅くなっていることである。これは星の誕生の際に角運動量の甚だ不公平な配分が行なわれたということよりも、生れて後に何らかの原因で角運動量が失なわれたためらしい。これには大まかにいって4つの原因が考えられる。即ち (イ) 粘性によって周囲の星間物質に角運動量が奪われた。(ロ) 放射の流出によって星の内部の角運動量が食われた。(ハ) 星の光でまわりの星間ガスが電離し、星のもつ磁場との相互作用を通じて角運動量が移行した。(ニ) 星からの物質放出によって角運動量が持ち去られた。という4つのメカニズムである。大雑把な計算をしてみると、はじめの2つは、星の年齢に比べて遙かに長い時間をかけないと、自転の減速にはあまり影響しないことがわかった。最近では星の磁力線に沿って物質が放出されるというシャツマンの考えが多くの人びとの支持を得ている。この説のミソは星を離れた物質が磁力線に引張られて、かなり遠方まで回転運動を強制されているので、比較的少量の物質でも沢山の角運動量を持ち出すことができる点にある。進化の初期における磁氣的活動が、星の大気下層にある対流層に起因した彩層の活動に関係していると考えれば、F5 型以降の主系列星で自転がほとんど消えてしまうのに都合が良い。星が主系列に達して後も、自



第4図 連星の自転速度

転が遅くなっていることはウィルソンやクラフトらによって観測的に確かめられている。

(3.3) 特異星の自転

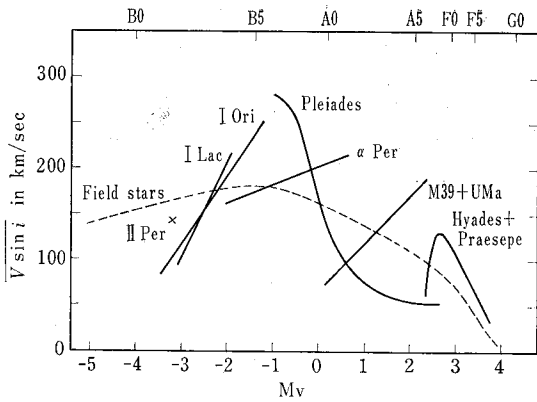
特異星には沢山の種類があって分類が困難であるが、一つのグループに十分なサンプルを含むものは少ない。自転に関連してよく論じられるのは次の3つである。

(a) 輝線をもつ高温星

主に B 型星でバルマー線の輝線が現われる一群があって俗に Be 星とよばれている。輝線の原因をつきつめてゆくと、特異星の仲間を含めることは濡れ衣的な感じがしないでもない。同じ B 型で、リゲル (オリオン座 β 星) のような超巨星にも輝線がみられるが全然別の種類に属する。むしろ主系列に近く、殻星 (shell star) もこの仲間、何れも幅広い吸収線をもっている。第3図からわかるとうり、Be 星は自転の速い B 型より更に速く、全ての星の中で最も速いグループを形成する。中には赤道での、自転により生じる遠心力が星の重力に匹敵する位のものもある。このような星でふとした出来心からガスがとび出し、それが星を環状にとり巻いて輝線を作っているのではないかとされている。正常な B 型星が時に Be 星や殻星のスペクトルを示したりするし、また Be 星は輝線の他にはとくにふつうの星と変った点はみられないので特異性の責任は主に自転が速いことにあるといっても良いかもしれない。

(b) A 型特異星

磁場が観測された星の中で最大多数を占める A 型特異星は B 型後半から A 型に現われ、Mn, Si, Sr, Cr および稀土類元素 (カラーテレビのブラウン管にぬってある) の非常に強い吸収線をもつ。吸収線のみえ方は星によってまちまちで、強さもしばしば変化する。第3図で Ap と書いてあるのがこのグループで、図からわかるように自転速度は非常に小さい。特異元素との関係を調べてみると Mn 星は最も遅く、Si 星は速いといった程度の傾向はみられるが、数が少なくははっきりしない。前の Be 星に比べると Ap はまさに生粋の特異星といってもよく、大気組成そのものが普通の星とかなり違っているら



第5図 星団とアンシェーションの自転
(H. A. Abt, Ap. J. 136, 381, 1962)

しい。観測される自転速度が小さいのは軸の傾きが小さいためであるという説と、本当に自転が小さいためであるとする説とが並立している。

(c) 金属線星

A型からF型に相当するあたりに、強い金属線を示す特異星があって Am 星と呼ばれている。一方では Ca と Sc の線が異常に弱く、通常の水素と Ca 線の強さによる分類法は金属線を使った時に比べて早期型を示し、分類がひとすじ縄ではゆかない。水素線の強さや有効温度から推定すると A型から F型あたりになるらしい。Am 星も Ap 星と同様に自転の遅いのが特徴の一つである。(第3図)。

一般に自転の遅い星は金属線(に限らず)がみえ易いものであるが、定量分析の結果から考えても、Am の特異星は単なるみえ易さのためではないらしい。なお、Am 星は殆どが分光連星である。このことも自転の遅さに関係があるのかもしれない。

(3.4) 連星の自転

地球と月にみられる如く、連星には自転と軌道運動との干渉が考えられる。連星の起源はどうか、十分長い年月を経ると潮汐作用を媒介とした角運動量の移行が起り、遂には自転と公転の周期が一致するようになるであろう。星の半径を R 、自転速度を V_{rot} 、連星の公転周期を P_{orb} としたとき、周期の同調が起っているならば、

$$\frac{2\pi R}{V_{rot}} = P_{orb} \quad (5)$$

となる筈である。この観点から P_{orb} と V_{rot} の関係を観測値から求めた結果が第4図に示されている。図は個々の星ではなく、適当な周期の間隔内で平均したものである。同じスペクトル型の中にあるような直径の星が一緒になっているにも拘らず、どのスペクトル型も周期十数日の近くで極小となる傾向がうかがわれる。点線は各スペクトル型において自転と公転とが同調したときの自転速

度を主系列星の半径をもとにして計算した同調曲線であるが、短周期の部分では観測値に沿っているような感じを受ける。しかしこれから直ちに自転と公転の同調を結論するのは早計に過ぎる。地球からの距離や連星の質量にもよるが、短周期連星は一般に近接したものが多く、分光連星になり易い傾向にある。軌道の形その他の条件が同じならば長周期の分光連星は短周期の分光連星よりも公転速度が遅い。従ってこのような連星で自転速度が速い星は、公転による小さなドップラーのずれを、自転のドップラー効果が覆い隠してしまう可能性もある。いいかえると分光連星は長周期になるほど自転の遅い星しか観測されないかもしれないのである。連星間の距離が、地球から分離できる位にまで大きくなれば、もはやドップラー効果に頼ることなく探知できるから、このような心配はないであろう。つまり分光連星から実視連星へ移る境界近くの連星は自転の遅い星しかみつけることができないうわけである。この境界が周期何日あたりに対応するかは星の距離や質量などによって異なるのでもう少し細かい考察をする必要がある。

(3.5) 星団とアンシェーション

星の自転が進化に伴って変るものであれば、スペクトル型に加えて、年齢による分類も必要となってくる。現在主系列星として観測される星の中にもさまざまな年齢の星があり、あるいは一旦主系列を離れたものが再び戻ってきている可能性もある。この点、同じ星団内で比較することは、年齢、化学組成がそんなに違わないので、自転の性質をより一層浮彫にすることができる。ただこうした血統書つきの星はどうしても数が少なくなるといふ不利な点はある。

星団の自転については天文月報第60巻13号の雑報記事と重複するので、ここではいくつかの星団やアンシェーション毎に自転の相違をまとめたアプトの報告を第5図として引用するにとどめる。この図を作るのに用いられた星の自転速度に対しては異論がないでもない(例えば Ap. J. 143, 299頁)。何れにしてもこうした星団の比較は自転速度の進化に伴う変化のみならず自転角運動量の起源に対する一つのヒントを与えるものと思われる。

学会だより

会計係からのお願い——昭和44年度会費を御納入頂く時期になりました。本年度の会費は次の通りです。

特別会員	3,200 円
通常会員	1,000 円

なお事務の都合上、すでに44年度会費をお納め頂いた方にも、振替用紙を同封しましたが、御容赦下さい。