

馭者座イプシロン星

竹内 峯 (柳町自然研究所)

目 次

1 馴者座イプシロン星のなぞ	2
2 特徴のある変光	3
3 変光の原因は何か	5
3.1 半透明の巨大な星 ?	5
3.2 巨大な円盤 ?	6
4 二つの星の性質	7
4.1 質量	7
4.2 距離	7
5 F 星の性質	8
5.1 明るさ	8
5.2 F 星は脈動変光星だった	10
5.3 星の進化	11
6 円盤を観測する	11
6.1 赤外線での観測	11
6.2 紫外線での観測	12
6.3 円盤の回転速度	12
7 円盤の構造	13
7.1 連星に見られる円盤の性質	13
7.2 I 星の周囲の円盤の特徴	13
7.3 F 星の照射の円盤への影響	14
8 結論	15

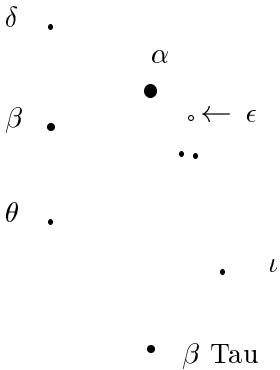


図 1: 駄者（ぎょしや）座 アルファ (α) 星カペラにベータ (β) 星, シータ (θ) 星, 牡牛座のベータ (β Tau) 星, イオタ (ι) 星で五角形になっている。秋から冬にかけて見やすい星座である。イプシロン (ϵ) 星は矢印で示してある。

1 駄者座イプシロン星のなぞ

目に見える星には、すべて名前が付けられている。1928 年に世界の天文学者の間で取り決めが成立し、全天を 88 の星座に区分することになった。星の研究を進める上では、星の名前をはつきりさせておくことが必要だからであった。星座としては、古代のギリシャやローマで用いられてきた星座が採用された。ひとつひとつの星の名前としては、千九百年ほど以前にアレキサンドリアの天文学者トレマイオスが書き残した星の名前と、その後ヨーロッパの天文学者が付けた名前が用いられている。

そういう経過があるので、それぞれの星座の肉眼で見える星には、アルファ、ベータ、ガンマといったギリシャ語のアルファベットや、60 番星、61 番星などというように、番号が付けられている。これから取り上げる駄者座イプシロン星は、駄者（ぎょしや）座にある 2.9 等の星である。

星の明るさを等級で表すことはよく知られている。一番明るい星シリウスはマイナス 1.5 等で、暗くなるほど数が大きくなる。駄者座でもっとも明るい星は、アルファ星で、0.1 等であり、この星はカペラという名で知られている。かなり目につく星である。私にとっては、焼け野原でほとんど街路灯もなく、家の明かりも見えなかった戦災直後の仙台で、学校から帰宅する際に、ちょうど家の方角に見えていたのが、忘れられない。

次がベータ星で 2.1 等、さらに 2.7 等のシータ星と、2.9 等のイオタ星があり、南隣の牡牛座のベータ星とで五角形になっている。かなり大きな五角形であるが、いったん目に入ると、すぐに見つけられるようになる（図 1 参照）。

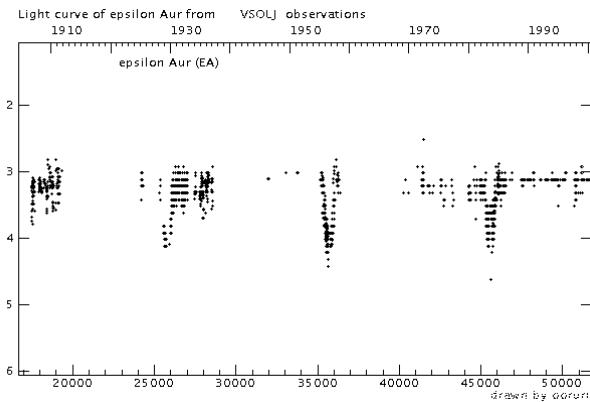


図 2: 駄者座イプシロン星の明るさの変動. 90 年間の駄者座イプシロン星の明るさの変動を示す. 27 年ごとに暗くなっているようすが分かる. この結果は日本変光星観測者連盟 (VSOLJ) で発表しているものである.

この五角形の中でもっとも明るいアルファ星の近くに、三個の星があり、そのひとつがこれから取り上げるイプシロン星で、変光星である。この星の不思議な振る舞いについて、まず紹介する。

2 特徴のある変光

駄者座イプシロン星は明るさが変わる。このことについて 1821 年に最初の記録がある。この星の明るさは、ふだんは 2.9 等であるが、27.1 年 (9892 日) に一度約 0.9 等ほど暗くなり、3.8 等になる。暗くなりはじめてから一段落つくまで、半年くらいかかり、それから、あまり明るさの変わらない時期が一年以上続き、それから、またもとの明るさに戻る。この星の変光について川畑周作の詳しい紹介があるので、そちらを一読されることをお勧めする (1)。

二つの星が 27.1 年の周期でお互いに、相手のまわりを廻っているとすると、このような明るさの変化は、暗い方の星が隠されても、明るさが変わらないのであるから、暗い方の星が明るい方の星に比べて、極めて暗いということである。

あまり明るさの変わらない時期が長く続くのは、ふつうに考えれば、片方の星が他方の星を完全に隠してしまい、一方の星の光だけが来ている状態と考えられる。そこで、これを皆既食の時期と呼ぶ。暗くなる期間、皆既食の期間、明るくなる期間が、何日くらい続くかを表 1 に示した。この表は 1985 年のポール・シュミットケ (Paul C. Schmidtke) のまとめによっている (2)。

表 1: 駄者座イプシロン星の変光の各段階の継続期間

時期：1982 年 - 1984 年

減光する期間	137 日
皆既食の期間	446 日
増光する期間	64 日
食の期間の合計	674 日

時期：1955 年 - 1957 年

減光する期間	135 日
皆既食の期間	394 日
増光する期間	141 日
食の期間の合計	670 日

時期：それ以前の平均

減光する期間	182 日
皆既食の期間	330 日
増光する期間	203 日
食の期間の合計	725 日

この表を見ると、かなり長い期間、食が続き、しかも、食の期間が一定でないことが分かる。食の期間が長いのは、食を起こす天体が大きいことを示し、食の期間が一定でないのは、食を起こす天体の形が対照的な形でないことを示している。

さらに、この星の変光の特徴は、食の内外をつうじて、星の色に変化が見られないことである。ふつうに考えれば、片方の星が隠されたときには、隠した方の星だけが見えるので、色は隠した方の星の色になり、食以外の時期は、両方の星が見えているので、色は両方の星の中間になるはずである。

であるから、食の内外をつうじて色が変わらないということは、双方の星が同じ色だということになる。星の場合、色は星の表面の温度によるので、この場合、いずれの星も、表面の温度は同じということになる。

食を起こす大きな暗い星は、当然、隠される小さな明るい星に比べて、単位表面積あたりの光の放射は少ないはずである。それなのに、同じ色、すなわち同じ温度というのは、物理学の法則に矛盾する。この星は、何か特別な構造をしているということになった。

この星のなぞを解くために、さまざまな仮説が立てられ、観測が繰り返された。その結果であるが、これまでのところ対立する二つの説が残っているように見える。

表 2: 予測される馭者座イプシロン星の食（ステンセルらによる）

2009年8月6日	食開始
2009年12月21日	皆既食の始まり
2010年5月	食中心時の増光開始？
2010年8月1日	食の中心
2010年秋	食中心時の増光終了
2011年3月12日	皆既食の終了
2011年5月11日	食終了

この星の食が、2009年9月から始まり、2011年5月まで続く。久しぶりの食なので、アメリカ変光星観測者協会 (American Association of Variable Star Observers = AAVSO) では、今年の初めにホームページに紹介の記事を掲げた。米国のデンバー大学のロバート・ステンセル (Robert E. Stencel) などもキャンペーンの呼びかけを行っている。彼らの推算した食のようすを表 2 に示す。この星の食のことを思い出す時期になってきたようである。

3 変光の原因は何か

3.1 半透明の巨大な星？

馭者座イプシロン星の食を起こす星が巨大で暗いこと、色が食の前後で変わらないことを説明する解答として、ヘラルト・カイパー (Gerald P. Kuiper) と、オットー・スツルーベ (Otto Struve), ベングト・ストレムグレン (Bengt Strömgren) の三人は、1937年に連名で論文を発表した(3)。彼らの提案は、食を起こす暗い天体が、巨大で半透明であるとすればよいということであった。

長期間にわたる食を説明するためには、暗い方の天体は大きくなければならない。もし、それが、半ば光を遮り、半ば光を通すような構造になっていれば、食のないときも、食の期間も、見えるのは、明るい方の黄色の星のみである。彼らは明るい黄色の星を、星のスペクトルの分類から**F 星**と呼び、想定された半透明と考えられる星の方を、赤外線 (Infrared) を主に出しているはずだというので、**I 星**と呼んだ。この呼び名は、その後の他の研究者にも用いられた。

この説は、論文を書いた人たちの所属がヤーキス天文台だったので、**ヤーキス・モデル**と呼ばれた。川畑周作の 1995 年の著作には、彼らの研

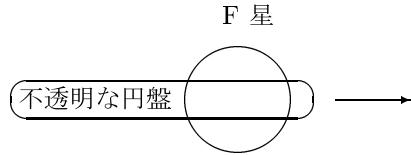


図 3: 黄書叔（スーシュー・ファン）の説 駄者座イプシロン星の食は、巨大な円盤が星の前を通過することによって起こるのではないかというのが、黄書叔の説である。

究が詳しく紹介されている(4).

ヤキス・モデルは極めて興味深いものであったが、問題は、そのような巨大な半透明の天体は、どのような物質でできており、どのような力のバランスで形を保っているかということだった。

気体でできていれば、温度が低くて希薄であれば、形を保つだけの圧力が出ないので、小さな固体粒子（塵）が、中心の小さな星の重力に引かれて、そのまわりを回転し続けているというように考えられるが、そのような説は当時は唱えられなかった。星の周囲に固体粒子があるということを、当時は考えにくかったのであろう。

紫外線が弱いことを考慮して、食を起こしているのは固体粒子ではないかという説があったが(5)，一般向けの天文の本には、主にヤキス・モデルが紹介されていた。

3.2 巨大な円盤？

ヤキス・モデルに代わる説を提起したのは黄書叔（Su-Shu Huang）で、食を起こすのは、星ではなくて、巨大な円盤だと考えればよいという論文を 1965 年に発表した(6)。円盤は二つの星の公転面に沿って広がっているであろうから、食の期間の長いことは円盤の直径が大きいと考えればよく、食中に色が変わらないのは、円盤が薄いので、黄色い星全体を隠していないと考えればよい。

明るさがほぼ一定の時期が続くのを、一方の星が完全に隠されたのではないとするのは、ヤキス・モデルと共通であるが、半透明と考えないで、薄い円盤なので、星を隠しきらないとしたところが異なっている。（図 3 参照。）

円盤説は説得力があり、その後議論は円盤の存在を前提として進められるようになった。ズデニエク・コパル（Zdeněk Kopal）は 1971 年に円盤

は惑星をつくりつつある状態にあるという考えを発表し(7), アルステア・キャメロン (Alastair G. W. Cameron) は同年, 円盤の中心にはブラックホールがあるのではないかという説を発表した(8). このように, 食を起こす天体が円盤状であるという立場からでも, いろいろな説が唱えられる. これは, 天体研究の特徴のひとつで, 何しろ対象が遠方にあるので, なかなか本当の姿が分からず, いろいろなことを考える余地が出てくるのである. 円盤説についても川畠周作が詳しい紹介をしている(9).

4 二つの星の性質

4.1 質量

馭者座イプシロン星のような食が起きている星の分光観測をすると, 星がわれわれから見て, 前後にどのような動きをしているかを知ることができる. ケネス・ライト (Kenneth O. Wright) はこうした観測に基づいて, 馭者座イプシロン星の場合, 光の見える F 星は, 半径 13.2 天文単位の円運動をしているとした(10). ここで, 天文単位とは地球が太陽を廻る軌道の半径で, 約 1 億 5 千万キロメートルである. 連星の議論をするときには, この距離が単位として用いられることが多い.

ところで, F 星のこのような動きで生じる遠心力に釣り合うような引力を作り出すためには, F 星の質量 (m_1) と I 星の質量 (m_2) との間に, 次のような関係がなければならない.

$$\frac{m_2^3}{(m_1 + m_2)^2} = 3.12 \quad (1)$$

ここで, 右辺の 3.12 という値はスティーヴン・モリス (Stephen C. Morris) が求めたもので, 単位は太陽の質量である(11). この関係のあたりまでは, 前回の食の際に, まず間違いのないものとして受け入れられていた.

F 星の質量 m_1 が小さければ, I 星の質量も小さいという関係であるが, I 星の質量は太陽の 3.12 倍より大きくなければならないという制限がある. 双方とも質量が大きいと考えることは許される. (1) 式を満足する質量の組み合わせを, 表 3 に示した.

4.2 距離

この星のなぞを解くためには, 何としても, この星の距離の見当をつけなければならない. 星の距離を三角測量で測る際には, 地球が太陽を廻る公転軌道を基線として利用するのであるが, この星に場合には, F 星がこの系の重心のまわりを廻る運動 (半径 13.3 天文単位) を測ればよいので,

表 3: F 星と I 星の質量の関係

F 星の質量 (m_1)	I 星の質量 (m_2)
0	3.12
0.53	4
1.33	5
15.5	13.9

太陽の質量を単位として示している。

いくらか容易になる。以前にカイ・ストラン (Kai Aa. Strand) がこの軌道半径を測り、距離は 733 パーセク乃至 1320 パーセクで、もっとも確かな距離としては 940 パーセクであろうとした (12)。パーセクは天文学で用いられる距離の単位のひとつで、1 パーセクが 3.26 光年に相当する。したがって、ストランの求めた距離は、3 千光年に相当する。

その後、ピエト・ファンデカンプ (Piet van de Kamp) がこの軌道半径を測り直し、距離は 580 ± 30 パーセクであるとした (13)。ファンデカンプの求めた距離は、1 千 9 百光年に相当する。

ファンデカンプの求めた距離と、以前のストランが求めた距離の 62 パーセントに過ぎない。この違いは、馭者座イプシロン星を考える際に軽く見ることはできないが、前回の食の際には、どちらの距離を用いるかで、研究者の間で意見の違いがあった。

その後、ヴルフ・ハインツ (Wulff D. Heintz) たちは、過去のデータを再検討し、距離は 600 パーセク前後で間違いないとした (14)。さらに、ヒッパルコス衛星の観測結果からは、距離が 578 パーセクという値が得られており、今回の食の観測にあたっては、この値を用いる研究者が増えると思われる。

5 F 星の性質

5.1 明るさ

馭者座イプシロン星の見かけの明るさは、食外の時期では黄色の光で 2.94 等である。この明るさに、距離の補正を行い、われわれが 10 パーセクの距離まで近づいて見たとき想定される明るさを示したのが、表 4 の 1 行目に掲げられた等級である。この星は天の川にあるので、星間物質が多くあると思われる。そこでもともとの光の 54 パーセントが途中で散乱されるとすると、0.84 等暗くなる。この分を補正したのが、表 4 のその次の行の等級である。

表 4: F 星の距離と明るさとの関係

距離 580 パーセクの場合

距離の影響を補正	マイナス 5.88 等
星間物質の吸収補正	マイナス 6.72 等

距離 940 パーセクの場合

距離の影響を補正	マイナス 6.93 等
星間物質の吸収補正	マイナス 7.77 等

ここで注意したいのは、星間物質の影響で星が暗くなる場合、色も赤い方へずれ、 B 等級と V 等級の差 ($B - V$) が大きくなる。駄者座イプシロン星のスペクトルはF0型とされてきたが、その場合の標準的な色は、 $(B - V)$ で 0.33 等である。しかし観測される $(B - V)$ はそれより大きい値となる。スペクトル型と色の観測を注意深く行うことは、この星の明るさが星間物質でいかほどの影響を受けているを知る上で役立つ。

太陽を 10 パーセク 離れたところから見ると、4.83 等に見えるので、太陽との差は、距離が 580 パーセクの場合にはマイナス 11.55 等、距離が 940 パーセクの場合にはマイナス 12.60 等となる。さらに、F 星に比べて太陽の光が赤い方で強いことを考慮に入れると、太陽との差はそれぞれ マイナス 11.4、マイナス 12.5 等となり、ストランの求めた距離ならば、太陽の 10 万倍の光を放射しており、ファンデカンプの求めた距離ならば、太陽の 3 万 6 千倍の光を放射しているということになる。

1991 年に発表されたショーン・キャロル (Sean M. Carroll) たちの論文では、距離は 1000 パーセクで、絶対光度はマイナス 8.0 等としている (15)。天体の研究では、距離の問題が一番大事なのだが、新しい結果であっても、すべての研究者が直ちに信頼するわけではないことが分かる。

十数年前までは、三角測量で距離がきちんと測ることのできるのは百光年先までであった。ファンデカンプの求めた距離は約二千光年であったから、いろいろな考えが出るのは当然であろう。

ところで、明るさの大小は、質量に制限を与える。星から放射される光が強くなると、星の表面から物質が光で押し出されるようになるので、星の質量が大きくななければ、物質を引き留めることができない。このような星の光度の上限をエディントンの限界と呼んでいる。

このことを考えると、絶対等級がマイナス 6.7 等の場合には、その星の質量は太陽の 1.3 倍より大きくなければならないし、絶対等級がマイナス 7.8 等の星は、質量は太陽の 3.3 倍より大きくななければならない。キャロル

たちのように絶対等級がマイナス 8 等と考えれば、その星の質量は太陽の 4 倍より大きくなければならない。

5.2 F 星は脈動変光星だった

F 星が周期約 100 日で振幅が約 0.2 等の半規則的な変光をしており、それが星の脈動であるということ分かったのは、ここ 40 年ほど前のことである。最初にこのことの気付いたのはキエルト・ギルデンケルネ (Kjeld Gyldenkerne) である (16)。

最近の観測の結果では脈動の周期は 66 日くらいかという報告もあり (17)，周期が急激に短くなっているのではないかという意見もある。振幅は V 等級で 0.1 等前後になっている。スペクトル型と周期、変光の不規則性を考え合わせると、ノート No. 9 で触れた D 型半規則変光星 (SRD) という分類に入りそうである。

この変光は、色の変化と対応していて、青いときに明るいという性質を示すので、星の膨張収縮に起因すると考えてよいであろう。そうであれば、次のような周期密度関係が存在する。

$$\text{周期} \times \sqrt{\text{星の平均密度}} = \text{特性周期} \quad (2)$$

ここで特性周期と記したのは、星の膨張収縮の理論から導かれる値で、周期の単位を日、星の平均密度を太陽のそれとの比で表せば、0.035 から 0.06 程度の範囲に収まる。

この星はケフェイド不安定帯にあり、星の表面のすぐ内側に強い対流がないとしてよいであろうから、特性周期として 0.04 あるいは 0.035 程度の値が想定される。しかし、変光が典型的ケフェイドに比べて不規則であり、表面重力が小さいことを示しているので、ノート No. 6 で計算例を示した牡牛座 RV 型に似た膨張収縮をしているとした方が、より適切と思われる。であるとすると、特性周期はより長くなり、ノート No. 6 で示した例では 0.068 となっているので、この値を用いて質量を推定した結果が表 5 である。周期は 100 日であるとして計算してある。周期 66 日に対応する質量は、この表の値の 2.3 倍となる。

星の半径の推定には、明るさの見積もりと、表面温度の見積もりの両者が関係している。この表の値は、明るさが太陽の 3 万 6 千倍としたもので、上の欄の半径はマクドナルド天文台を利用した観測チームが求めた値で、下の欄は岡山天体物理観測所を利用したチームの得た値である。スペクトル観測や色の観測によって、この星の半径の見積もりが変われば、この表に掲げた結果も変わってくる。

しかし、いずれにせよ太陽の 15 倍というような質量を考えると、膨張収縮の周期は 40 日くらいに短くなり、それより長い周期での変光を説明す

表 5: 脈動論から推定される F 星の質量

F 星の半径	質量
124	0.88
136	1.16

半径, 質量は太陽の何倍であるかを示す.

るのが難しく, F 星のこの変光を星の膨張収縮と考えると, この星の質量はそれほど大きいとは考えられない(19).

5.3 星の進化

星は, その内部の状態に伴い, 明るさや表面温度が次第に変化する. こうしたゆっくりした変化を, 星の進化と呼ぶ. 星の進化の理論からは, F 星は, 主系列にあった大質量の星が進化して次第に表面温度が下がり, ちょうど黄色に見える段階にあるとも考えられる. この場合, F 星の質量は太陽の十数倍以上であろう.

これとは別に, F 星は, 質量が太陽の 8 倍から 12 倍の範囲にあった星が, 進化して赤い星となり, 物質を放出し, やがて表面温度が上昇して黄色の光を出す段階になったとも考えることができる. この場合, 星の質量が小さいので表面の重力は小さく, スペクトルは超巨星の特徴を示す.

F 星の質量が大きいとすると, 表 3 にあるように, 相手の星の質量もかなり大きいということになる. すると, F 星と同程度の明るさで見えるはずで, それをどう説明するかが問題となる.

F 星の質量が小さいと考えると, 相手の星の質量は, 表 3 を見て分かるように, 太陽の 4 倍から 6 倍程度ということになる. このような星は, F 星と同時にできた質量の小さい星が, F 星の放出した物質を受け取って質量が増えたもので, 表面温度は 1 万 5 千度くらいであり, 絶対光度はマイナス 1 等くらいで, F 星に比べて百分の一以下の光しか出していないと考えられ, 観測と矛盾が起きない.

6 円盤を観測する

6.1 赤外線での観測

1984 年に, ディーナ・バックマン (Dana E. Backman) たちが赤外線でこの星を観測した結果が発表された(18). 彼らの観測では, 駄者座イプ

シロン星の方向にかなり大きな赤外線を出す天体があるという。距離をどう考えるかが問題であるが、600 パーセクくらいであるとすると、その天体は、長さが 10 天文単位、幅が 1 天文単位で、温度が 5 百度くらいとなる。距離がもっと遠いとすると、この赤外天体の大きさはもっと大きいということになる。

それまで姿の見えなかった食を起こす天体の姿が、ようやく観測にかつてきただけである。もちろんこんな大きな低温の星はないので、星のまわりに気体や固体微粒子が集まってできた大きな円盤であろうと考えられた。

このような円盤を持っている天体として最初に詳しく研究されたのは、さそり座 X-1 で、角度によって円盤の中心部の星が見える場合もあるが、円盤を真横から見ると中心の星は見えない。

星の周囲にこのような円盤ができている場合、円盤をつくる物質は星の周囲を高速で廻っており、その摩擦で温度が上がっていることが多いが、円盤の外縁部は、かなり低温で分子や固体微粒子が多く、内側よりも厚い。赤外線観測の結果は、円盤を真横から見ていると思えば理解できる。

6.2 紫外線での観測

I 星についての手がかりは、紫外線観測の方からも得られてきた。マルゲリータ・ハック (Margherita Hack) たちは、紫外線のスペクトルから、この星のどこかに 1 万 5 千度の部分があり、紫外線はそれが低温の物質で反射されたものが見えているのではないかと考えた (20)。F 星にはこのような温度の高い部分はないので、I 星の方にこのような温度のところがあるということになる。この温度は、質量が太陽の 4 倍から 5 倍の青い星に相当する。低温で赤外線でしか見えないということで I 星という呼び名が生まれたこの天体であるが、実は青い星であって、円盤に隠されて星そのものが見えないというのであれば、I 星という呼び名はふさわしくないが、これまでの経過があるので、以下 I 星と呼ぶこととする。

6.3 円盤の回転速度

宇宙の探究に際して、分光観測はいかなる場合でも重要な手段である。この星の食中には、F 星の光が円盤の一部を通過してくる光を見ることができるので、円盤の表面等の半透明な部分の性質を調べることができる。

齋藤衛 (Mamoru Saito) たち、デヴィッド・ランバート (David L. Lambert) たち、ケネス・ヒンクル (Kenneth H. Hinkle) たちによれば、食の始まる時期にはわれわれから遠ざかっていく気体のスペクトルが観測さ

れ、食の終わる時期にはわれわれに近づく気体のスペクトルが観測されている(22), (23), (24). これらは、円盤が回転していることを示しており、その速さが早ければ円盤の中心にある星の引力が強いということである。そのことから中心にある星の質量を推定すると、太陽の1.5倍から4倍であるという結果が導かれている。齋藤衛と同じチームのメンバーである川畠周作の手による詳しい日本語の解説を読むことができる(25).

ところで、先に引用したキャロルたちの論文では、この結果を受け入れていないが、さてどんなものであろうか。

7 円盤の構造

7.1 連星に見られる円盤の性質

I星の周囲にだけ円盤があり、F星の周囲にはないのであるから、F星から放出された物質がI星の引力に捉えられて円盤ができたと考えてよいであろう。

円盤ができるのは、I星の近くにあった物質がI星の引力に捉えられた場合、I星に向かって螺旋状の運動をしながら引き寄せられていくからである。その螺旋状の運動の速さは、中心にある星の引力の強さによるので、半径が如何ほどのところにあれば、如何ほどの速さであるかは、ケプラーの法則を用いて求めることができる。

円盤はその赤道面に向かってつぶれようとする性質がある。しかし、つぶれていくと気体が圧縮されて圧力が上がり、その反発力である厚さが保たれる。円盤の内側ほど赤道面に向かって縮む力が強いので、円盤は薄くなり、高温高密度となる。逆に円盤の外側では、円盤は厚く低温低密度である。このような関係から、円盤の構造を議論することができる。

7.2 I星の周囲の円盤の特徴

I星の周囲の円盤について、竹内峯(Mine Takeuti)の計算にしたがってひととおり考えてみよう(19)。円盤の内縁部の状態は、星の引力とそこへ落ち込む物質の落下率で左右される。紫外線の観測で示されたように円盤で温度が1万5千度のところがあるとすると、気体の中心星への落下率が1年間に太陽の質量の1万分の1程度でなければならない。

円盤でもっとも厚いのは円盤のもっとも外側の部分である。赤外線観測で得られる温度は、円盤の外縁部のここから外側は透明というところの温度である。また、円盤が星から5天文単位離れたところまで不透明で、その温度が5百度であるためには、気体の落下率は1年間に太陽質量の約

1万分の1倍程度でなければならない。

ところで、円盤の外側で、観測された温度が5百度の気体が厚さ1天文単位で釣り合い状態になっているとすると、そこでの比不透明度はまだ高く、円盤がそこから外側で透明になっているということが説明できない。I星の周囲の円盤がそこで終わりになっているのは、そこから外側にはもう光を遮る気体がないと考えるほかない。このことは、F星からの物質の供給がかなり以前に途絶えていたことを意味しており、現在F星からの物質の放出がなさそうだという考えを支持している。

齋藤紀男の計算によれば、I星の周囲の円盤は2~3年間隔で明るくなるという性質がある(26)。まだ、観測で十分確かめられてはいないが、さらに研究を進める必要があるであろう。

7.3 F星の照射の円盤への影響

これまでの考察では、F星と青い星からの放射が円盤にどのような影響を与えるかを考えていなかった。そこで、それを考えに入れたらどうなるかが、次の課題となる(21)。摩擦熱で厚さを保っている円盤が外部から放射を受けた場合の振る舞いは、よく考えないと間違いを起こしそうな問題である。

ここから外側は不透明であるという円盤の外縁が、F星からの照射を受けてどうなるかを計算してみると、照射により供給された熱により温度が7百度を超える、厚さは2天文単位近くになる。このF星に照らされてできる厚い半月部は光学的には十分不透明であるので、食は主にこの部分によって引き起こされると考えられる。この部分を**不透明な半月部**と呼んでおこう。

この不透明な半月部は、円盤が観測される食を起こすのにふさわしい厚さを持つので、薄い円盤が曲がっているというようなことを、考えなくともよい。

円盤の外縁部でF星に正対していて、F星の照射を正面から受ける部分を考えると、温度は1千5百度よりも高くなりそうである。このような温度になると、星のまわりにある固体微粒子は蒸発して、かなり透明になる。不透明な半月部にできるこの**透明な穴**を通って、F星の光がより多くわれわれの方まで到達することになるであろう。食の中心前後に、F星が明るく見えることや、齋藤衛たちが円盤の中心に近い部分の気体のスペクトルを観測したことも説明できる。

ここで述べたことは、おおまかな見取り図に過ぎないが、円盤が観測されるような食を起こす考える根拠があることを示している。

8 結論

現在では、駄者座イプシロン星は、質量が太陽の4倍から6倍程度の青い星と、質量が太陽の0.5倍から1.5倍程度の黄色い星からなる連星と考えるのが、妥当のように私には思われる。現在でも引用されているキャロルたちの論文では、これと異なった描像が示されているが、距離の見積もりの問題や、齋藤衛たちやランバートたちの観測結果を取り上げておらず、そのあたりが解明される必要がある。

現在黄色いF星は、もともとは青い星より質量の大きい星で、進化して赤い半径の大きい星になり、表面から大量の物質を放出して、現在のような状態になったのであろう。F星から放出された物質の一部が青い星のまわりに捉えられて、円盤状になっているのであろう。

この円盤は、黄色い星に向かった方は、その外縁部が厚くなっている、観測されるような食を引き起こしていると考えられる。また、黄色い星にもっとも近い部分には、穴が開いているか、あるいは厚さが薄くなっているのではないか。それが、食の中心で観測される増光ではないだろうか。

食を起こす気体の円盤は、星の形成時の円盤が残ったものだという考えがある。しかし、円盤に含まれている炭素の同位元素の比率を測定した結果では、それらが、赤い巨星から放出されたものであるという考えを支持している(24)。赤い巨星からの物質の放出は、ゆっくりした流れなので、その一部が相手の星に捉えられることは十分考えられるので、爆発的な物質放出をあえて考える必要はなさそうである。

円盤の中心の星は、実は連星だという論文も発表されている(27)。同じ質量の主系列星を想定したとき、星が1個の場合よりも、星が2個の場合では円盤の構造も異なるので、議論のようすが変わってくる。連星説も興味深いが、連星であるという証拠がもう少しつきりするまで、ようすを見た方がよいようである。

参考文献

- [1] 川畠周作, 1993: Epsilon Aurigae の観測とモデル I. 変光の発見と初期の光度曲線. 京都学園大学経営学部論集, 第2巻 第3号, 67 頁
- [2] Schmidtke, P., 1985: UBV Photometry of the 1982 - 4 Eclipse of Epsilon Aurigae – A Discussion of the Observed Light Curves. In 1982 - 1985 Eclipse of Epsilon Aurigae, NASA Conf. Publ. 2384, ed. R. Stencel (Washington, NASA), p. 67
- [3] Kuiper, G. P., Struve, O., Strömgren, B., 1937: The Interpretation of ϵ Aurigae. *Astrophys. J.*, Vol. 86, p. 570

- [4] 川畠周作, 1995: Epsilon Aurigae の観測とモデル (II) — ヤーキス・モデルをめぐって—. 京都学園大学経営学部論集, 第4巻 第3号, 45 頁
- [5] Schönberg, E., Jung, B., 1938: Über die Deutung der Lichtkurve von ϵ Aurigae. *Astron. Nachr.*, Vol. 265, p. 221
- [6] Huang, S. S., 1965: An Interpretation of ϵ Aurigae. *Astrophys. J.*, Vol. 141, p. 976
- [7] Kopal, Z., 1971: The Eclipsing System of Epsilon Aurigae and its Possible Relevance to the Formation of a Planetary System. *Astrophys. Space Sci.*, Vol. 10, p. 332
- [8] Cameron, A. G. W., 1971: Evidence for a Collapsar in the Binary System Epsilon Aur. *Nature*, Vol. 229, p. 178
- [9] 川畠周作, 1996: Epsilon Aurigae の観測とモデル (III) — ダスト円盤モデルとその周辺 —. 京都学園大学経営学部論集, 第6巻 第2号, 31 頁
- [10] Wright, K. O., 1970: The Zeta Aurigae Stars. *Vistas Astron.*, Vol. 12, p. 147
- [11] Morris, S. C., 1962: The Spectroscopic Orbit of Epsilon Aurigae. *J. Roy. Astron. Soc. Canada*, Vol. 56, p. 210
- [12] Strand, K. A., 1959: The Astrometric Orbit of Epsilon Aurigae. *Astron. J.*, Vol. 64, p. 346
- [13] van de Kamp, P., 1978: Astrometric Study if the Eclipsing Binary Epsilon Aurigae from Plates Taken with the Sproul 61-cm Refractor. *Astron. J.*, Vol. 83, p. 975
- [14] Heintz, W. D., Cantor, B. A., 1994: An Astrometric Study of Four Binary Stars. *Publ. Astron. Soc. Pacific*, Vol. 106, p. 363
- [15] Carroll, S. M., Guinan, E. F., McCook, G. P., Donahue, R. A., 1991: Interpreting Epsilon Aurigae. *Astrophys. J.*, Vol. 367, p. 278
- [16] Gyldenkerne, K., 1970: The Light and Colour Variation of Epsilon Aurigae. *Vistas Astron.*, Vol. 12, p. 199
- [17] Hopkins, J. L., Stencel, R. E., 2006: Single Channel UBV and JH Band Photometry of Epsilon Aurigae. *Soc. Astron. Sci. 25th Ann. Symp. Telescope Science*, held May 2006, p. 13

- [18] Backman, D. E., Becklin, E. E., Cruikshank, D. P., et al., 1984: Infrared Observations of the Eclipse of Epsilon Aurigae Direct Measurement of the 500 K Secondary at 5, 10, and 20 microns. *Astrophys. J.*, Vol. 284, p. 79
- [19] Takeuti, M., 1986: A Low-mass Model of Epsilon Aurigae. *Astrophys. Space Sci.*, Vol. 120, p. 1
- [20] Hack, M., Selvelli, P. L., 1979: The Ultraviolet Spectrum of the Eclipsing Binary Epsilon Aurigae. *Astron. Astrophys.*, Vol. 75, p. 316
- [21] Takeuti, M., 1986: An Accretion Disc Surrounding a Component of Epsilon Aurigae. *Astrophys. Space Sci.*, Vol. 121, p. 127
- [22] Saito, M., Kawabata, S., Sajio, K., Sato, H., 1987: Epsilon Aurigae - Rotation Curve of the Secondary Disk and Masses of the Components. *Publ. Astron. Soc. Japan*, Vol. 39, p. 135
- [23] Lambert, D. L., Sawyer, S. R., 1986: Epsilon Aurigae in Eclipse. II - Optical Absorption Lines from the Secondary. *Publ. Astron. Soc. Pacific*, Vol. 98, p. 389
- [24] Hinkle, K. H., Simon, T., 1987: Two Micron CO Absorption Lines in the Spectrum of Epsilon Aurigae during Eclipse. *Astrophys. J.*, Vol. 315, p. 296
- [25] 川畑周作, 1998: Epsilon Aurigae の観測とモデル (IV) — 低質量モデルと今後の課題 —. 京都学園大学経営学部論集, 第7巻 第3号, 25 頁
- [26] Saito, N., 1989: Time-dependent Models of the Irradiated Accretion Disks Applied to Epsilon Aurigae and Scorpius X-1. *Publ. Astron. Soc. Japan*, Vol. 41, p. 1173
- [27] Eggleton, P. P., Pringle, J. E., 1985: Possible Evolution of a Triple System into Epsilon Aurigae. *Astrophys. J.*, Vol. 288, p. 275

変光星ノート No. 10 駄者座イプシロン星
2008年10月
柳町自然研究所
〒980-0811 仙台市青葉区一番町1-8-10-504