

# 赤外反射星雲 GGD 27 IRS

山下 卓也\*

## I はじめに

反射星雲とは「星間雲中あるいは星周囲の星間塵が近傍の星の光を散乱して輝いている広がった天体」を意味するが、単一種の天体ではなく、多くの種類の天体を含む。一般には、H II 領域を作るほどは高温ではない (B5 ~ F) 比較的若い星により、まわりの星間塵が照らされて輝いている天体を指す。以後この天体を他の反射星雲と区別するために可視反射星雲と呼ぶことにする。また、Bipolar nebulae あるいは Cometary nebulae と呼ばれる天体も、反射星雲の一種で、可視反射星雲よりは若い Stage にあり、まだ星生成の名残りと考えられる特徴 (反射星雲の形状, dark lane の存在, 大きな吸収量) を持っている。そして、この種の天体よりさらに若い Stage にあると考えられるのが、本稿の主題である赤外反射星雲である。前述の Bipolar nebulae あるいは Cometary nebulae は、可視反射星雲よりは若い stage にあるが、反射星雲部分の吸収はそれほど大きくないので、可視の散乱光が見られ、POSS プレートなどで探査されている。これに対し、赤外反射星雲は、吸収が大きいので、一部の天体で I band の CCD による深い露出によって観測されるのが短波長の限界で、可視で観測することができない。これは系全体が分子雲中に深く埋もれていることによる。

以上に述べた、原始星から比較的若い星に至る中心星を持つ反射星雲の系列とは別に、星の終末近くに現われる現象としての反射星雲も存在する。前述の反射星雲は、主にその星が生成した母分子雲中の星間塵による散

乱で輝いている。これに対し、この種の天体は自分自身の放出したガスが冷却して生成した星間塵による散乱で輝いている。

以下では、筆者達の発見した赤外反射星雲 GGD 27 IRS を中心として、若い stage にある反射星雲の赤外観測について述べてみたい。

## II 可視反射星雲の赤外光

可視反射星雲の広がった可視光は、その名の通り中心星の光を星間塵が散乱したものである。そして、この天体を近赤外 ( $1.65 \sim 2.2 \mu\text{m}$ ) で観測すると、可視光と類似した表面輝度分布が得られる。(図 1, Selgren et al. 1984) 従って、近赤外光も可視光と同様に星間塵による散乱であると推測できるが、実際はそうではない。これは、① 吸収を補正した中心星の明るさから予想される表面輝度よりも実際の表面輝度の方が明るいこと、② 偏光が小さいこと、から導かれる。もちろん近赤外の散乱光も存在するが、他のメカニズムの成分の方が優勢なのである。では、その優勢なメカニズムとは何なのであろうか? 現在のところ、Selgren 達の提唱している thermal fluctuation model が最も有力である。このメカニズムは星間塵の熱輻射によるものの1つであるが、中心星の輻射場中で吸収と熱輻射の平衡にある星間塵の場合は、中心星から 0.1 pc 程度の距離では、温度が 100 K 前後になり、観測される色温度約 1000 K を説明できない。そこで彼らは、それまでは  $50 \text{ \AA}$  で切れていると仮定されていた星間塵の半径スペクトルが  $10 \text{ \AA}$  にまで伸びていると仮定したのである。そしてその最小半径の粒

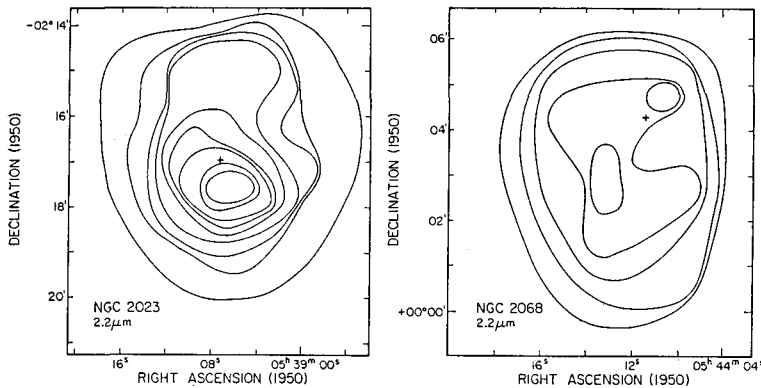


図 1 可視反射星雲 NGC 2023 と NGC 2068 の  $2.2 \mu\text{m}$  表面輝度分布 (Selgren et al. 1984)

\* 京大理 Takuya Yamashita: Infrared Reflection Nebulae

子 (10 Å) が約 10eV の光子1つを吸収した時に、一時的に 1000 K の高温になり 1000 K の色温度を持った近赤外光を放射すると考えた。このメカニズムは ① 反射星雲内で色温度がほぼ一定であること ② 表面輝度の大きさを説明でき、最も有力なモデルである。

### III 原始星の近赤外偏光観測

1978 年ごろから、原始星の近赤外偏光観測が数多くなされて来た。当初は、偏光のメカニズムが、① 磁場により整列した細長い星間塵による選択吸収であるのか、② 中心星のまわりに非等方に分布した星間塵の散乱であるのかが議論の中心であった。ところが、電波による観測で、CO Bipolar flow が発見され、その方向と赤外偏光の方向とが直交することから、偏光は、② の散乱によって生じていることが確かめられた (Nagata et al. 1983, Hodap 1984, Sato et al. 1985)。つまり、中心星のまわりに散乱体が、一様に分布している場合にもそれぞれの散乱体による散乱光は中心星と散乱体とを結ぶベクトルに直交する偏光を持つが、一つの視野内でそれらを積分すると、全体としては偏光を持たなくなる。それに対し散乱体の分布が非一様の場合には、一つの視野内で積分しても、散乱強度の強い成分の偏光が現われる。これを Bipolar flow source の中心付近にあてはめると、ディスク方向には光が抜けにくく、それに垂直のフロー方向には光が抜けやすいので、フローに垂直な偏光が観測されるのである。

この段階では、上記のメカニズムが、視野 (数秒~10秒程度) よりも十分に小さいスケールで起っていると考えられていた。実際、この時点までの観測対象は、いくつかの例外を除いて、近赤外で点源 (数秒以下) であった。ところが、1981 年頃から、近赤外で広がった天体が見つかり始め、(Cep A など) 今まで、点源であると考えられていた天体も検出限界の向上で広がっている場合があることがわかってきた。(NGC 6334 V, L 1551 IRS 5 など) そして、この広がった近赤外光は、可視反射星雲の項でも述べたように、中心星の輻射場中で平衡に達している星間塵の熱輻射では説明できないこと、電波の連続波の観測により free-free emission では説明できないこと、などから、星間塵による散乱であると考えられた。これが赤外反射星雲の発見である。さらに、その後、この広がった近赤外光の偏光も測定され、その大きな偏光 (20% 以上) により、星間塵による散乱のモデルが確認された。

### IV 赤外反射星雲 GGD 27 IRS

さて、次に述べるのは、筆者が、AIRO (上松天体赤外線観測室) の 1mφ 反射鏡を用いて発見した赤外反射

星雲 GGD 27 IRS についてである。筆者達は、1985 年の夏、現在進行中の日英協力の一環として、UKIRT (英国赤外線望遠鏡) の 3.8mφ 反射鏡を用いて、この天体の近赤外偏光マッピングを行なった。図 2 (=表紙) がその主な結果である。観測波長は 2.2 μm、ビームサイズは 20"φ である。表面輝度のコントラースはそれぞれ 1, 2, 5, 7, 10 × 10<sup>-20</sup> w/cm<sup>2</sup>・μm・arcsec<sup>2</sup> である。最初に注意しておきたいのは、図の原点になっている IRS 1 はこの赤外反射星雲とは直接関係のないバックグラウンドの星であるということである。

この図の表面輝度は、南北に広がった分布をしていることがわかる。表面輝度分布が、一方向に伸びているのは赤外反射星雲共通の特徴である。これは後で述べるディスクが東西方向に分布しているために、南北に光が抜けやすく、図の様な分布になるのである。また図 2 で、直線で表わされている方向は、+印で示された IRS 2 と各点を結んだ直線に垂直であることから、広がった近赤外光は、IRS 2 を中心星とする反射星雲であることが確認される。

#### IV-(i) 反射星雲

まず最初に、この南北に広がった反射星雲 (後で述べるディスクに対して) について述べて行きたい。まず点 (0, 75) では、偏光の大きさが約 65% にも達する。この散乱が、必ずしも 90° 散乱でないことを考えに入れると、90° 散乱では 100% 近くの値を持つことが予想される。このことから、この散乱では、レイリー散乱の近似が良く成り立っていることがわかる。従って、以下の議論はレイリー散乱の近似に基づいて行なう。また多重散乱は偏光を著しく減少させるので、反射星雲では 1 回散乱であることも導かれる。

さて、この反射星雲の散乱メカニズムとして以下の 2 つの可能性が考えられる。

- ① 体積散乱
- ② 表面散乱

① は、例えば Gastelaz et al. (1985) が GSS 30 に対して提唱したメカニズムで、文字通り反射星雲内の全体積で散乱されると考えるモデルである。これは、「はじめに」で述べた。星終末に見られる反射星雲の散乱メカニズムに類似している。これに対し、② は CO Bipolar flow により生じた母分子雲中の cavity の壁によって散乱されていると考えるモデルである。

以上の両モデルについて、以下に述べる仮定に基づき、簡単なモデル計算を行ない、観測された、偏光の大きさと表面輝度の半径依存性とを比較してみる。

仮定 1. 反射星雲は、図 2 に破線で示された放物面をしている。

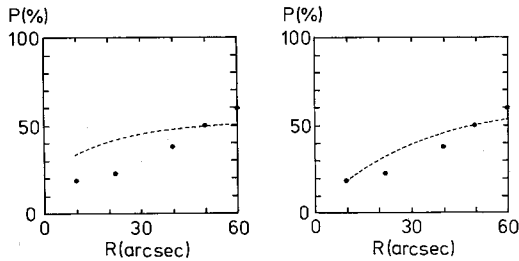


図3 GGD 27 IRS の偏光の大きさの半径依存性と計算値. ①, ② はそれぞれモデル ①, ② (本文中) に対応.

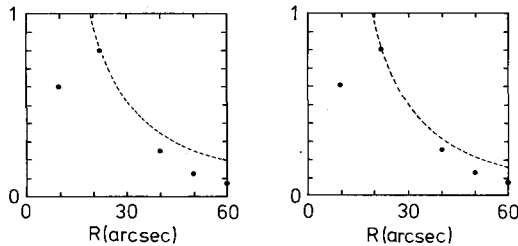


図4 GGD 27 IRS の表面輝度の半径依存性. ① ② は図3に同じ.

仮定 2. 散乱はレイリー散乱である.

仮定 3. モデル ② の壁を除いて, すべての領域で光学的に薄い.

図3①②, 図4①②が計算結果と観測データのプロットである. 観測データは黒丸で, 計算結果は破線で示してある. 図3が偏光の大きさの半径依存性を, 図4が表面輝度の半径依存性を示している. 尚, このデータは, 図2の観測とは別に,  $13''\phi$  のビームサイズで IRS 2 から北に向って観測を行ない得たデータである. また, ビームサイズが有限の大きさであることから, 中心星に近い観測点では偏光の大きさが, 実際の大きさより小さく観測される. しかし, 半径,  $10''$  以外の点ではこの効果は小さく無視できる. さらに, 半径  $10''$  の点は, 以下で述べるディスクを含むので, 参考程度に考えていただきたい.

さて, 上記のモデルフィッティングのパラメータとして,  $90^\circ$  散乱の時の偏光  $p_{\max}$  (完全に Rayleigh 散乱の時は 100%), 系全体の天球上での傾き  $i$  を用いた. 図4の表面輝度分布は,  $i$  の変化にほとんど依らないので, パラメータの決定には偏光の大きさの半径依存性のみを用いた. また, モデル ② の場合には,  $i$  を変化させると, 曲線全体が比較的大きく上下するのに対し, モデル ① の場合は, あまり変化しない. 従って, モデル ② の場合には  $p_{\max}$  を 100% に取り,  $i$  を変化させて, 半径 50 秒の点で観測と合わせた. また, モデル ① の場合は,  $p_{\max}$  を変化させて同様に半径 50 秒の点で合わせた. 得られたパラメータは  $i=18^\circ$ ,  $p_{\max}$  はモデル ①,

② に対しそれぞれ 100%, 80% である. このようにして得られた図3の①, ②を比べると, モデル ①の偏光の半径依存性が小さく, モデル ②の方は比較的大きいことがわかる. これは, モデル ①が, 体積散乱のため, 散乱角が  $90^\circ$  になる反射星雲の中央付近から, 散乱角が半径に依存しやすいつまみまでの平均となるのに対し, モデル ②は散乱角(従って偏光の大きさも)が半径に依存しやすいつまみの散乱そのものだからである.

観測データは, モデル ②に比べてもさらに傾きが大きいが, 比較的合っているのに対しモデル ①は, 半径依存性を説明できていない. つまり, モデル ②の表面散乱の方が, 十分ではないが, より良く観測データを説明している. これは, 野辺山の観測… L 1551 IRS 5 に発見された. flow 内部の cavity の存在とも一致している.

次に, 図4の表面輝度の半径依存性に注目しよう. この図の縦軸は任意単位で, 計算値・観測データ共に半径  $22''$  の位置で 0.8 に規格化してある. 半径  $10''$  のデータが計算値よりも非常に小さいのは次項で述べるディスクの吸収による. また,  $22''$  より遠方でも①, ②共に観測データが, 計算値よりも小さい値を示している. このずれの原因としては,

(i) 反射星雲内での光路における吸収

(ii) 反射星雲内の遠方での密度の減少(モデル ①に対して)あるいは, 壁の密度の減少(モデル ②に対して)による, 遠方での反射効率の減少

の2つが考えられる. (i) の場合は, その吸収量から反射星雲内の密度を計算することができ, 約  $10^4 \text{ ｺ/cm}^3$  が得られる. この値は, 他の天体に CS などで発見されているディスクの密度と同等であり(次項で求められるこの天体のディスクの密度  $-8.6 \times 10^4 \text{ ｺ/cm}^3$  は, 中心付近も含めた平均であり,  $30''$  スケールの密度はやはり,  $10^4 \text{ ｺ/cm}^3$  程度であると予想される.) 反射星雲の密度としては大きすぎると考えられる. 従って, 上記の「ずれ」が反射星雲内の吸収に依ると考えるのは適当ではない. ゆえに, (ii) の反射の効率の減少が「ずれ」の原因と考えるのが適当であろう.

さて, 話が少しわき道にそれてしまったが, 図4によると, 表面輝度の半径依存性の観測データとのずれは, ②の方がわずかに小さいが, ①もほぼ同程度である. しかも, 前述の議論により, この「ずれ」は散乱モデルの他に原因を求めることが可能なので, 表面輝度の半径依存性は, モデル ①, ②の妥当性の議論に用いることができないと考えられる.

まとめると, 偏光の大きさの半径依存性から, この反射星雲の散乱メカニズムは, モデル ②の表面散乱と考えるのが, 現在のところ適当である. しかし, モデル ②

では観測データを十分に説明しているとは言い難い。そこで、現在筆者はこの「ずれ」を可視反射星雲の項で述べた「 $10\text{Å}$  程度の星間塵の熱輻射」による偏光の希釈で説明しようと試みているが、まだ結論が得られていないので、ここでは省略する。

IV-(ii) ディスク

次に、これまで述べてきた南北に伸びた反射星雲とは垂直方向の領域に着目することにしよう。IRS 2 から東西方向には表面輝度が小さく、偏光の大きさも小さいことがわかる。まず、後者の偏光の小ささについて考えてみることにしよう。光の主な成分が散乱光の場合、偏光が小さい原因として、次の3つが考えられる。

- ① 散乱光の源が複数のため、偏光の方向がまざり合っている場合
- ② 偏光していない他の成分が含まれている場合
- ③ 散乱体が高密度のため、多重散乱が起っている場合

この天体では、主な中心星は IRS 2 だけなので、①は除外される。また、②の場合には、他の成分が加わるので、表面輝度が南北方向に比べて大きくなる筈であるが、逆に小さくなっているため除外される。最後の③の場合には、高密度の領域で多重散乱が起るのでその吸収により表面輝度が小さくなると考えられ、観測事実に一致している。従って、IRS 2 の東西方向には、南北方向に比べて、高密度の物質が分布していることがわかる。さらに、系全体が、IRS 2 を通り、ポジションアングルが約  $20^\circ$  の直線に関して、ほぼ対称なので、この直線に関して回転対称性を仮定すると、前述の高密度領域はディスク形状をしていると予想される。

さらに細かく見ると、IRS 2 から西へ約  $30''$  までの点 ( $-15, 30$ )、( $-30, 30$ ) では偏光の大きさが、5% 以下であるのに対し、約  $45''$  西の点 ( $-45, 30$ ) では、15% と大きくなっている。前にも述べたように、この領域の偏光の小ささは多重散乱、つまり密度の大きさに依っている。しかも、偏光の大きさは、表面輝度と違って、観測点の密度の大きさを直接反映しているので、点 ( $-45, 30$ ) では密度が小さくなっていることがわかる。つまりディスクの半径が約  $30''$  であることが導かれる。この半径は、距離  $1.7\text{kpc}$  で  $0.25\text{pc}$  に対応する。これまでの近赤外域の観測では、表面輝度の分布からディスクの存在が予想されていたが、偏光観測によりディスクの存在を示し、大きさを評価したのは筆者達が初めてである。

さて、次にこのディスクの吸収量、密度、質量を求めてみたい。しかしそのためには、中心星の吸収を受けていない明るさを評価する必要がある。表 1 に  $2.2\mu\text{m}$ 、 $3.8\mu\text{m}$  それぞれの“測光値”、“B1V 星の黒体輻射の

表 1

波 長	$2.2\mu\text{m}$ ( $\text{w}/\text{cm}^2 \cdot \mu\text{m}$ )	$3.8\mu\text{m}$ ( $\text{w}/\text{cm}^2 \cdot \mu\text{m}$ )
測 光 値 ( $8^\circ\phi$ ビーム)	$7.1 \times 10^{-18}$	$3.8 \times 10^{-17}$
黒体輻射 (B1V)	$4.8 \times 10^{-17}$	$5.9 \times 10^{-18}$
反射星雲 全 体	$2.6 \times 10^{-16}$	$2.6 \times 10^{-16}$

計算値”、“反射星雲北半分の積分値の2倍”がまとめてある。測光値はハワイ大学の  $2.2\text{m}\phi$  反射望遠鏡を用いて観測を行なった。また、Rodrigulz et al. (1983) が IRS 2 の位置に  $5\text{GHz}$  の連続波源を発見し、その強度 ( $5\text{mJy}$ ) と距離 ( $1.7\text{kpc}$ ) から B1V の中心星を予想している。そこで、 $T \sim 24000\text{K}$ 、 $R \sim 6R_\odot$  にパラメーターを仮定し、黒体輻射の強度を計算した。最後の反射星雲全体の積分値は、系全体の傾きから、南半分はディスクの吸収を受けていると考えられるので、北半分の積分値の2倍で全積分値を予想した。

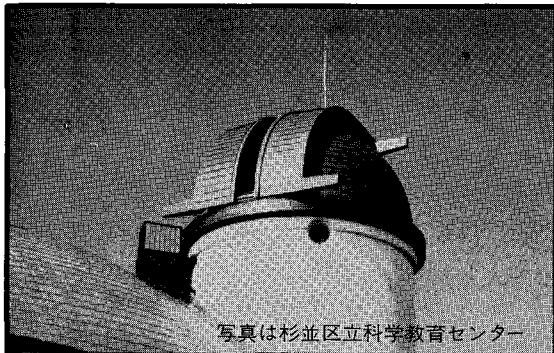
まず、測光値と黒体輻射を比べてみると、 $2.2\mu\text{m}$  では測光値の方が小さいが(吸収があるので当然)、 $3.8\mu\text{m}$  では逆に測光値の方が大きい。これは、 $3.8\mu\text{m}$  では(恐らく  $2.2\mu\text{m}$  も)中心星の熱輻射よりも、中心星のまわりの hot dust の熱輻射の方が優勢であることを示していると考えられる。さて、この hot dust の吸収を受ける前の輻射強度を反射星雲の表面輝度から予想することができる。つまり、ディスクを通過するよりは、ディスクを垂直に抜け、反射星雲で散乱された後に観測される方が、吸収が少ないと考えられるからである。反射星雲中のある1点の表面輝度から、hot dust の輻射強度を予想することもできるが、モデルに依存するので、ここでは反射星雲の全積分値を下限として計算を進める。このように評価された hot dust の輻射強度と、測光値を比較することにより、ディスクによる吸収を計算することができる。 $2.2\mu\text{m}$  では  $3.9\text{mag}$ 、 $3.8\mu\text{m}$  では  $2.1\text{mag}$  の吸収が得られ、これをVバンドの吸収量に換算すると双方共約  $50\text{mag}$  になる。この値は、hot dust の輻射強度同様下限であるが、両バンドでほぼ同じ吸収量が導かれるので、真の値と大きな隔りはないと考えられる。

こうして得られたディスクの吸収量と前述のサイズから、ディスクの密度、質量を求めることができる。つまり、Vバンドの吸収量約  $50\text{mag}$  から柱密度  $6.5 \times 10^{22} \text{コ}/\text{cm}^2$  が得られ、これをディスクの半径  $0.25\text{pc}$  で割ると密度  $8.6 \times 10^4 \text{コ}/\text{cm}^3$  が求まる。この密度はディスクの中心平面上の値なので、ディスクの質量を求めるには、平均値として半分の  $4.3 \times 10^4 \text{コ}/\text{cm}^3$  を採用する。これにディスクの体積(厚みはここでは述べないが、表

面輝度分布から約  $15''$  であると予想される) を掛けると、質量約  $50M_{\odot}$  が得られる。こうして得られた密度、質量は、ディスクの体積内に物質が様に分布しているとの仮定に基づいている。ところが、実際は、かなり中心集中した分布をしていると考えられるので、 $30''$  程度に広がったディスクの密度としての  $8.6 \times 10^4 \text{ g/cm}^3$  と質量  $50M_{\odot}$  はいずれも上限値であると考えられる。

## V おわりに

本稿では、赤外反射星雲の典型的な天体、GGD 27 IRS の反射星雲、ディスクの諸性質について述べて来た。そして本文中でも述べたように、近赤外観測で、初めてディスクのサイズ、密度、質量を評価した。ところが、密度は視線方向の平均であり、中心付近の高密度領域の影響が大きく、 $30''$  スケールの密度はもっと小さいと考えられる。そこで、野辺山の  $45\text{m}$  鏡を用いてこの領域のディスクの観測を行ない、それにより得られる密度その他のパラメーターを今回の観測と比較するのは非常におもしろいと思われる。また、このようにして得られた、密度と、多分散乱による偏光の大きさの比較から、星間塵の性質を調べるのは重要なことである。



写真は杉並区立科学教育センター

## ★営業 ASISO 品目★ 天体望遠鏡と双眼鏡 ドームの設計と施工

▶主なドーム納入先◀

東京大学宇宙航空研究所／東京大学教養学部／東京  
芸芸大学／埼玉大学／福島大学／川崎市青少年科学館  
／杉並区立科学教育センター／駿台学園高校（北軽井  
沢）／船橋市立高校／高知学園／土佐市公民館／刈谷  
市中央児童館等の他、日本全国に100余基の実績。

**アストロ光学工業株式会社**

東京都豊島区池袋本町2-38-15 ☎03(985)1321

## 書評

### 星百科大事典

R. パーナム Jr. 著

斉田 博 訳

(地人書館、昭和59年4月1日発行、B5判・1392頁、  
16,000円)

本書は、1978年にドーバー社から3分冊として出版されたものを訳出し、1冊にまとめたもので、1392ページという、かなり厚い本になっている。内容は、星座ごとに、重星の表、変光星の表、星団・星雲・銀河の表の3種類のカatalogを載せ、主要な天体には詳しい解説が加えられている。星座は原著ではアルファベット順であったのを、五十音順に配列しなおし、日本人に利用しやすくしてある。

カATALOGには口径  $30\text{cm}$  程度の望遠鏡で観測できる7000個以上の天体を納め、観測する天体を前もって調べておくのに便利である。解説には連星の軌道周期、変光星の光度曲線と変光星図などが多数掲載され、観測用星図としての役割も果たしている。また、パロマ天文台、ウィルソン山天文台などの大望遠鏡で撮影された星雲・星団の写真約600枚は見ているだけでも楽しいものである。

解説は個々の天体についてのものであるが、その中には、天文学のより一般的な事柄についての説明も含まれている。たとえば、「太陽向点」が「ベガ」の項に、「矮星ケフェイド」が「こと座RR」の項に、それぞれ説明があり、また、白色矮星の表が「シリウス」の項に、固有運動の大きな星の表が「バーナード星」の項にまとめられている。これらは、巻末の索引を利用することにより、容易に見出すことができる。

星座の神話については、オリオン座やおとめ座など、2~3の星座についてのみ、くわしく解説され、他の星座については触れられていない。これは著者の趣味によるものであろうか。

本書は全体としては、熱心な観測者、熟練したアマチュア向けに書かれたものであるが、最初の59ページはこれから天文学を学ぼうとする初心者のために、天文に関する用語や記号を解説したものである。これにより、初心者も難なく天文観測の世界に入っていけるよう配慮されている。

図書館や同好会で備えておくと便利な、天体観測のためのガイドブックである。  
(相馬 充)