

—天文学最前線—

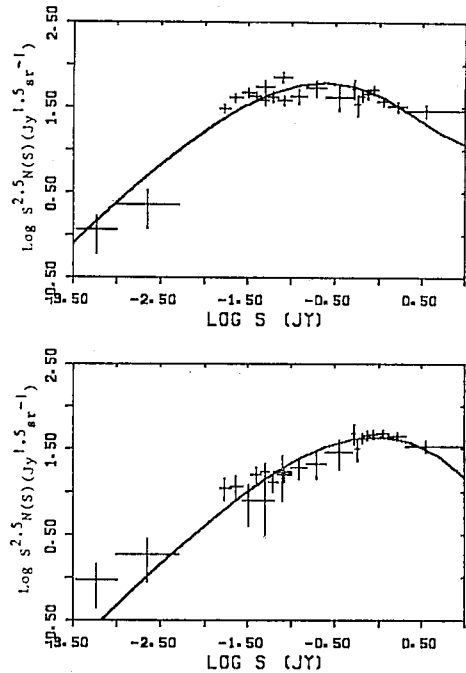
銀河系外電波源の相対論的ビーミングモデル

系外電波源（クェーサー・電波銀河）には、スペクトルの傾きが平らなもの（FSS）と急なもの（SSS）の二種類がある。これらは相対論的速度で運動するジェットと電波ローブから成っており、それぞれが平らなスペクトルと急なスペクトルの電波を放射していると考えるのが相対論的ビーミングモデルである。ジェットの軸と視線が平行に近い場合には、相対論的ビーミングのために見かけ上ジェットが非常に明るくなり FSS として観測され、ジェットの軸と視線がずれている場合には、逆にジェットがほとんど見えなくなり SSS として観測される（Orr and Browne, 1982, MNRAS, 200, 1067）。

このモデルを全ての系外電波源に適用すると、FSS と SSS の $\log N - \log S$ や z 分布の違いなどの統計的性質を単一の光度関数で統一的に説明できる（Morisawa and Takahara, 1987, MNRAS, 228, 745）。

森沢勝郎（理化学研）

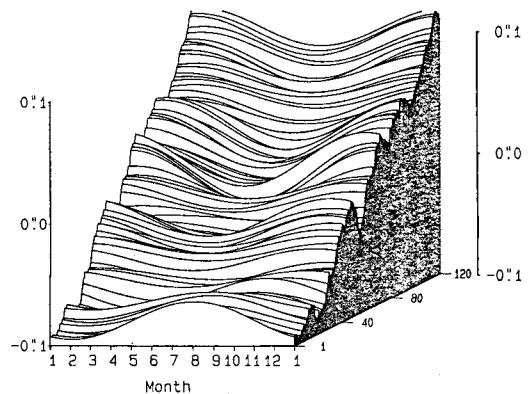
5 GHz での SSS (上) と (下) の $\log N - \log S$ 。
+ が観測データ、実線が相対論相ビーミングモデルによる計算結果を示す。



子午環の高度目盛環の目盛検定

子午環は、光学天体の絶対位置決定のための唯一の観測装置である。天体の赤経は原子時計という高精度の尺度で測定されるのに対し、赤緯は高度目盛環という、道具としては極めて素朴な、分度器により測定される。国立天文台の自動光電子子午環（Tokyo PMC）の目盛環には、最大誤差約 1'0 の工作精度で 3600 本の目盛が刻まれている。光学位置観測は 0'01 の精度を要求されているので、必然的に目盛間隔の検定作業が要求される。この作業は従来大変な労力と時間を要する作業であって、一般的には高々年一回実施できればよい方であった。だから、年間を通して目盛間隔が不均一に変化すれば、赤緯観測の赤経に依存した深刻な系統誤差が生ずる。われわれは、迅速に目盛検定ができるようハード・ソフトを工夫し、目盛間隔の年周変化（振幅 \sim 0'3）を 0'01 の精度で追跡し、それらを補正できるようにした。一方、子午環観測は気温較差 10°C 以上の昼夜にわたって行われる。この間の目盛間隔は従来不変と仮定せざるを得なかった。もし間隔が可変であれば、昼夜観測（例えば太陽と星）に更に系統誤差が生じてしまう。スペクトル分解の概念を用いて、目盛誤差の卓越成分のみの変化を追跡するというソフトを開発し、観測中にも目盛検定の作業

を挿入できるようにした（測定サイクルタイム約 10 分）。現在では、目盛間隔の変化を常時殆んど完全に監視できるようになった。（M. Miyamoto et al., A. & A. 169, 367 (1986); M. Miyamoto and S. Suzuki, Celest. Mech. in press (1988)） 宮本昌典（国立天文台）



Tokyo PMC の目盛誤差の年周変化。奥行きは目盛番号を示す。

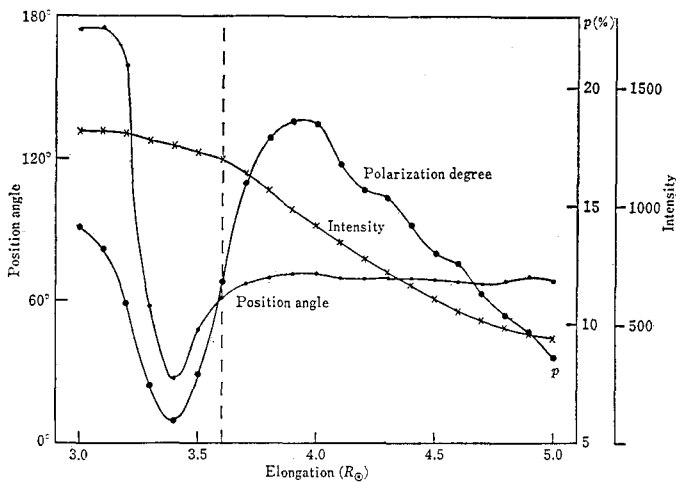
—天文学最前線—

太陽周辺の塵の偏光観測

太陽系には星間塵があることは黄道光の観測や惑星間探査機によって直接その質量が測定されている。しかしこれらの粒子の組成や起源についてはまだ明らかではない。微粒子は太陽からの光の圧力を受けると、ちょっと考えたのとは逆に太陽の方に徐々に落下していく。これをポインティング・ロバートソン効果という。太陽の温度では塵は存在できない。太陽から一定距離で塵は昇化し始め、塵が多量に貯る部分が存在する。太陽の光によ

って温められた塵が放射する赤外線が太陽半径の4倍の所に見つかった。そして、太陽光の塵による反射光も可視光の偏光観測で見つかった。残念ながらこの観測では一波長のみのデータしか得られなかったので、塵の組成や起源についての情報まで引き出せなかったが、1991年のメキシコ日食の時に観測されることが期待される。(P.A.S.J., Vol. 39, 667~677, 1987)

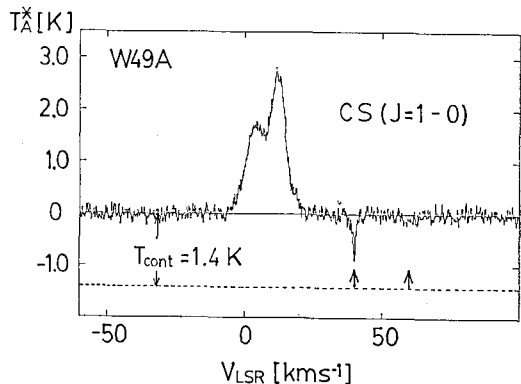
磯部琇三 (国立天文台)



◀ 黄道面上太陽からの距離に対する変光量, 位置角, 強度の分布, 3.6 R_{\odot} より内側は遮蔽板によって隠された部分である。

W49A 方向の希薄分子ガス

CO, CS などの分子輝線は密度の高い ($n(\text{H}_2) \geq 10^2 \text{ cm}^{-3}$) 領域から, 一方, $n(\text{H}) \leq 10^1 \text{ cm}^{-3}$ の領域から 21 cm H I 輝線がでる。これらの水素密度の間では水素原子が水素分子になる過程が起こっており分子の存在量の著しい変化が予想されるが, 一般には観測が困難である。したがって物理・化学状態の情報を知ることが難しい。我々は希薄な分子ガス中の CS 分子が強い連続波源 W49A の前面にあることで吸収線としてとらえた (Miyawaki, Hasegawa and Hayashi, P.A.S.J., 40, 69 (1988)). 吸収線は, いて座碗を横切る2つの速度成分であり, その柱密度の比が他の分子線の吸収線に見られるものとは 2~6 倍異なることがわかった。低密度分子ガス中では CS 分子の形成にこの2つの速度成分のガスに間に大きな違いがあるものと考えられる。 宮脇亮介 (福岡教育大)



観測された CS 吸収線の2つの速度成分 (矢印: 40 km s^{-1} と 60 km s^{-1}) と W49A 本体のプロファイル (10 km s^{-1} 付近の2つのピーク). T_{cont} は連続波の強さ。縦軸はアンテナ温度。