

偏波分光計 PolariS の偏波較正

亀野 誠 二

〈国立天文台チリ観測所 / Joint ALMA Observatory, Alonso de Cordova 3788,
Office 61B Vitacura, Santiago, Chile〉
e-mail: seiji.kameno@alma.cl



CCS分子輝線のゼーマン効果初検出のため、高感度化・高精度化に挑んだ記録です。円偏波の目標感度1.4 mKに向けSmoothed Bandpass Calibration (SBC) という新手法を採り、円偏波率精度0.1%を得るため偏波分光計PolariSを開発し、位相較正信号で直線偏波間の位相差を補正し、デジタルパワーメータで振幅変動を較正し、非ゼーマン分子のHC₃Nを対照にするなど工夫を凝らしました。ところがHC₃N分子輝線でもゼーマン効果に似た信号が検出されてしまい、この原因説明と克服に悪戦苦闘する羽目になりました。

1. 円偏波の目標精度0.1%

「CCS分子輝線のゼーマン効果で100 μG（マイクロガウス）程度の磁場強度を測りたい」と中村文隆氏から依頼を受け、偏波分光計PolariS [1] の製作に2011年から取り組みました。

仕様を検討すると、検出は簡単ではないと判明します。分子雲に視線成分100 μGの磁場があると、ゼーマン効果によってCCS分子輝線の右旋円偏波のスペクトル $R(\nu)$ と左旋円偏波のそれ $L(\nu)$ との間に64 Hzのシフトが生じます [2]。このシフトを測定するため、60 Hzの周波数分解能をPolariSの仕様としました。これはGPU (Graphic Processing Unit) を用いて4 MHzの帯域を131,072点FFT (高速フーリエ変換) すれば実現できます。

問題は感度と精度です。64 Hzを速度に換算すると 0.4 m s^{-1} で、分子雲内部の乱流運動や熱運動による典型的な速度幅 200 m s^{-1} に対してあまりに小さく、捉えるには工夫が必要です。

ゼーマン効果の計測には通常、円偏波成分（右旋と左旋の差）を表すStokes Vを用います。 $R(\nu)$ と $L(\nu)$ が逆方向にシフトしますので、ゼーマンシフト $\Delta\nu$ と輝線強度 $I(\nu)$ を用いて式(1)に示さ

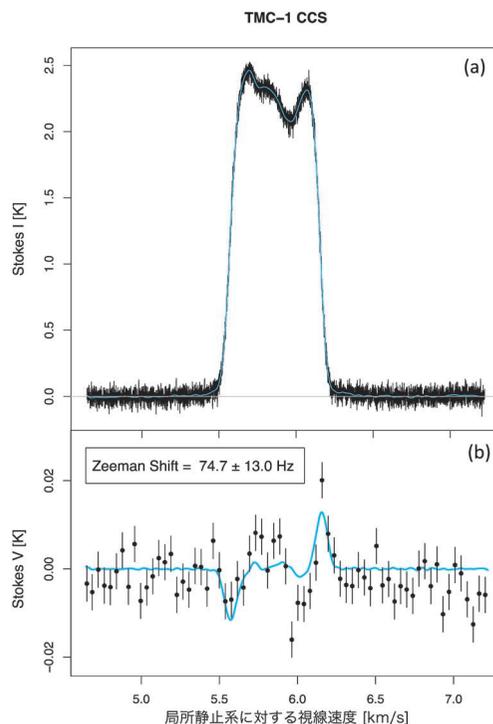


図1 CCS分子輝線スペクトル [3]. (a), (b) はそれぞれStokes I , V を示します。(a)の青線は I をスプライン平滑化したプロファイルで、この導関数を V にフィットしたのが(b)の青線。ゼーマンシフトが $74.7 \pm 13.0 \text{ Hz}$ と有意に検出されています。

れる V が図1のように現れます。

$$V(\nu) = R(\nu) - L(\nu) = I(\nu + \frac{\Delta\nu}{2}) - I(\nu - \frac{\Delta\nu}{2}) \\ \simeq \frac{dI(\nu)}{d\nu} \Delta\nu \quad (1)$$

ターゲット天体の牡牛座分子雲TMC-1のピーク強度は先行研究でアンテナ温度 $T_A^* = 2.23$ K, 等価幅は 0.58 km s^{-1} と得られており [4], 輝線が半値幅 FWHM = 200 m s^{-1} の正規分布プロファイルを持つなら, V の強度は 7 mK と見積もられます. I の 0.3% の円偏波信号を検出するには, 3σ の有意水準と甘い見積りでも系統誤差を $\delta V/I < 0.1\%$ に抑えなくてはなりません. また, 60 Hz の周波数分解能で信号の $1/5$ の 1.4 mK まで熱雑音を低減するには, システム雑音温度を 100 K として約2万時間を要し, 非現実的です. 高感度化 (ランダム誤差低減) と高精度化 (系統誤差低減) の両方が必要です.

2. 高感度化の切り札: SBC

まず, 感度計算に周波数分解能 60 Hz を使うのはやり過ぎです. ゼーマンシフトは 64 Hz 程度としても, 輝線プロファイルはその 500 倍の幅を持つのですから, 500 点の分光点で V のプロファイルを最小2乗フィットし, ただ1つの推定量 $\Delta\nu$ を求めればよいのです. これで観測時間は約2万時間から 300 時間程度に削減できます.

さらに効率向上のため, Smoothed Bandpass Calibration (SBC) という方法を考えました [5].

通常の単一鏡観測では, ターゲット天体方向 (ON点) の出力から, 天体を外した方向 (OFF点) の出力を差し引いて, 天体のスペクトルを計測します. OFF点のスペクトルは受信系のシステム雑音と帯域通過特性 (バンドパス) を反映するので, これを補正するためです. 従来はON点とOFF点に同じ積分時間を費やし, 雑音レベルを揃えていました. 観測時間はON点時間の2倍以上を要し, しかも雑音レベルは $\sqrt{2}$ 倍に増えます.

SBCではOFF点のスペクトルをスプライン平滑化して雑音レベルを低減します. OFF点スペクトルの平坦性の安定度をアラン分散で評価し, 最適な平滑化の周波数幅を定めます. 平滑化の周波数幅が広いほど (つまり帯域通過特性が平坦で安定なほど), OFF点の雑音レベルを低減できるので, OFF点の積分時間を削減できます.

新受信機Z45 [6] にPolarisを接続し試験すると, 256 分光点 (15.6 kHz) の幅で平滑化しOFF:ON = 10 秒 : 120 秒のパターンで積分するのが最も効率的とわかり, 観測時間を $1/3$ の 100 時間に圧縮できる見通しが立ちました.

3. 高精度化の工夫

系統誤差の低減には, 計測の原理を見直し誤差要因とその伝播を検討します. 私達は直線偏波受信と相互相関偏波分光計の組合せが V 計測に最適と判断しました [6].

3.1 直線偏波受信+相互相関偏波分光計

受信した直交する直線偏波の信号 (アナログ電圧信号をデジタル化した時系列値) を X, Y とします. これらをPolarisでFFTしたスペクトルをそれぞれ \hat{X}, \hat{Y} とします. Polarisはパワースペクトルとクロススペクトルの組 $\hat{X}\hat{X}^*, \hat{X}\hat{Y}^*, \hat{Y}\hat{X}^*, \hat{Y}\hat{Y}^*$ を出力します (*は複素共役). これら出力とストークスパラメータとは,

$$\begin{pmatrix} \hat{X}\hat{X}^*/(\mathbf{G}_X\mathbf{G}_X^*) \\ \hat{X}\hat{Y}^*/(\mathbf{G}_X\mathbf{G}_Y^*) \\ \hat{Y}\hat{X}^*/(\mathbf{G}_Y\mathbf{G}_X^*) \\ \hat{Y}\hat{Y}^*/(\mathbf{G}_Y\mathbf{G}_Y^*) \end{pmatrix} = DP \begin{pmatrix} I \\ Q \\ U \\ V \end{pmatrix} \quad (2)$$

という関係で結ばれます. ここで \mathbf{G} はアンテナや受信機などシステム全体の複素ゲイン, D と P は

$$D = \begin{pmatrix} 1 & D_X^* & D_X & D_X^* D_X \\ D_Y^* & 1 & D_Y^* D_X & D_X \\ D_Y & D_Y D_X^* & 1 & D_X^* \\ D_Y^* D_Y & D_Y & D_Y^* & 1 \end{pmatrix},$$

$$P = \begin{pmatrix} 1 & \cos 2\psi & \sin 2\psi & 0 \\ 0 & -\sin 2\psi & \cos 2\psi & i \\ 0 & -\sin 2\psi & \cos 2\psi & -i \\ 1 & -\cos 2\psi & -\sin 2\psi & 0 \end{pmatrix}$$

で表される行列です。ψはX偏波成分を天球面に投影したときの位置角で、Pは天球面上における偏波面の回転（カメラの視野回転と同じ）を表す行列です。私達が求めるVは、クロススペクトル $\hat{X}\hat{Y}^*$ と $\hat{Y}\hat{X}^*$ の虚数部に現れます。直線偏波Q, Uはψの変調を受けるのに対して、Vは変調を受けません。

D_x, D_y は交差偏波を表す項（D-term）で、天体から到来する電場 E_x, E_y と、それらを受信して分光計に入力される信号X, Yとの間に

$$\begin{pmatrix} X/G_x \\ Y/G_y \end{pmatrix} = \begin{pmatrix} 1 & D_x \\ D_y & 1 \end{pmatrix} \begin{pmatrix} E_x \\ E_y \end{pmatrix}$$

という関係を持ちます。直線偏波がゼロの天体を観測した場合、式(2)より

$$\begin{aligned} \hat{X}\hat{Y}^*/(\mathbf{G}_x \mathbf{G}_y^*) &= (D_x + D_y^*)I + i(1 - D_x D_y^*)V \\ \hat{Y}\hat{X}^*/(\mathbf{G}_y \mathbf{G}_x^*) &= (D_y + D_x^*)I - i(1 - D_y D_x^*)V \end{aligned} \quad (3)$$

となりますので、Vの系統誤差要因はDによるIからの漏れ込みと、 $\mathbf{G}_x \mathbf{G}_y^*$ の偏角すなわちX, Y受信系間の位相差です。位相差は後述のように較正信号を使って補正できます。

これに対して円偏波受信システムで計測する場合は、 V は $\mathbf{G}_R \mathbf{G}_L^* \hat{R} \hat{L}^* - \mathbf{G}_L \mathbf{G}_R^* \hat{L} \hat{R}^*$ で得られ、右旋・左旋偏波のゲイン差が直接Vの系統誤差になります。両円偏波同時受信システムで独立な2つの受信系の利得振幅を0.1%の精度で均等にすることは難しく、共通の受信系を時分割で右旋・左旋切替える方式では大気の変動などによる系統誤差が残ります。円偏波受信でCCS分子輝線のゼーマン効果を狙った先行研究[7,8]は、十分なVの精度に達していません。私達は円偏波受信より直線偏波受信+相互相関偏波分光計の方式が有利と考

え、採用しました。

現実には数%のD-termが生じるのは仕方ないので、要求仕様として $|D| < 0.05$ としました。Dの補正を行わないと、式3に示すように $|D_x + D_y^*|I$ 程度のニセ直線偏波が生じ、さらにGの位相項に誤差 $\delta\phi$ があると、このニセ直線偏波がVに波及します。Vの系統誤差をIの0.1%以下にするには、Dを十分小さくし、 \mathbf{G}_x と \mathbf{G}_y の位相差を $\delta\phi < 1^\circ$ の精度で補正する必要があります。要求仕様を以下にまとめます。

- ・受信機：直線2偏波受信、 $|D| < 0.05$ （パワー分離比 > 26 dB）
- ・偏波分光計：相互相関によるクロススペクトル($\hat{X}\hat{Y}^*, \hat{Y}\hat{X}^*$)出力
- ・X-Y位相差較正精度： 1°

Z45受信機を製作する大阪府立大はこの仕様を満たしてくださったのですが、要求仕様に見落としがあったことが後に観測データを得てから判明します。この見落としについては後述します。

3.2 位相較正信号

X-Y位相差の較正には、両偏波に同位相の信号を注入してPolarISで相互相関 XY^* の位相を計測します。較正信号生成のために、Z45にはワイヤグリッドを挿入する窓を設けました。ワイヤグリッドは細い金属線を密に張ったフィル

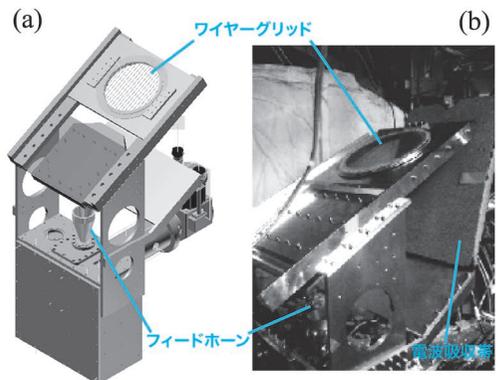


図2 Z45受信機に挿入するワイヤグリッド。(a) 設計段階の図、(b) 45 m鏡に搭載した現物写真。反射成分は電波吸収帯に終端します。

ターで、金属線に平行な偏波は鏡のように反射し、直交する偏波は透過します。図2のように、反射成分を室温の電波吸収帯に終端させ、透過成分は空に向ければ、室温の黒体放射（輝度温度～290 K）と空からの放射（同～50 K）の差だけ直線偏波した信号を受信機に入力できます。

ワイヤーグリッドと窓は用意したものの、出し入れの制御装置をシステム要求に入れ忘れたため、観測中に人が受信機室まで行って脚立に昇りワイヤーグリッドを挿入する羽目になったのは、大変申し訳ないです。あまりに観測者の負担が大きいため、後に、信号発生器で単一周波数の位相較正信号（P-Cal）を受信機の手前から常時注入する方式にしました。

3.3 無偏波天体の観測による交差偏波補正

D-termを求めるにはストークスパラメータが既知の天体を観測します。ガス表面を持つ金星や木星は無偏波（ $Q=U=V=0$ ）と仮定できるよい較正天体です。無偏波天体を観測したときの出力は、式(3)で $V=0$ とおいて

$$\hat{X}\hat{Y}^*/(\hat{G}_X\hat{G}_Y^*)=(D_X+D_Y^*)I$$

$$\hat{Y}\hat{X}^*/(\hat{G}_Y\hat{G}_X^*)=(D_Y+D_X^*)I$$

となりますから、 $D_X+D_Y^*$ および $D_Y+D_X^*$ が求まります。実際に金星および木星で測ると $|D_X+D_Y^*|\sim 0.04$ 程度で、有意な仰角依存性も時間変動もなく、これをそのまま目的天体に適用できます。

3.4 デジタルパワーメータによる振幅較正

PolariSはデジタルパワーメータ機能を持ちます。PolariSの信号入力部には情報通信研究機構が開発したK5/VSSP32というA/D（アナログ/デジタル）変換器[9]を用い、受信信号を8ビット（256階調）で量子化します。各階調の度数分布を使って高精度にパワーを計測でき、1秒の時間分解能でシステム雑音温度が得られます[10]。この方法は、信号を分岐してアナログパワーメータで計測する従来の方式と比較して、偏波分光に用

いるデジタル信号を直接使うため器差の影響を受けない利点があります。また、線型性やダイナミックレンジの広さもアナログパワーメータを上回ります。時間変動する大気の透明度をリアルタイムに補正し、高精度な振幅較正が可能となりました。

3.5 非ゼーマン輝線による対照実験

系統誤差を低減する工夫を凝らしても、0.1%の精度で検出を主張するには、比較対照実験による検証が必要です。幸い、ターゲットのCCS $J_N=4_3-3_2$ 輝線（静止周波数45.379033 GHz）近くに HC_3N $J=5-4$ 輝線（静止周波数45.490316 GHz）があり、TMC-1でCCSよりやや強く、CCSとほぼ同じ臨界密度を持つため分子雲のほぼ同じ領域から放射されると仮定でき、しかもゼーマン効果を示しません。PolariSの2つの分光帯域をCCSと HC_3N に割り当てると同時受信・偏波分光でき、 HC_3N はよい対照になります。 HC_3N でゼーマンシフトが検出されずCCSでのみ検出されれば、検出の信頼性が高まります。

4. 場当たり手探りリダクション

4.1 PolariSファーストライト

偏波分光計PolariSの開発は悪戦苦闘しながらも進み、2012年12月29日に野辺山45 m鏡と既存のH40受信機を使ってSiOレーザー源のスペクトルを61 Hzの周波数分解能で得ることに成功しました。要求仕様を満たしたZ45受信機も、大阪府立大グループを中心に製作され、茨城大や東京学芸大グループの尽力により野辺山45 m鏡への搭載と立ち上げ試験が進み、2013年4月5日にファーストライトを得ました。試みにターゲット天体TMC-1のCCS分子輝線をZ45受信機+PolariSで偏波分光した結果、問題なくスペクトルが得られました。輝線強度は $T_{\text{MB}}=2.57\pm 0.04$ Kで、鈴木ら[4]の 2.23 ± 0.09 Kより若干高く、また輝線プロファイルの両端が $dI/dv=0.16$ mK Hz⁻¹と急峻でした。この結果から、もし100 μG の磁

場強度があればゼーマン効果によって10 mKのVが生じると見積もられ、ゴールが明確にできました。TMC-1が正規分布より急峻な輝線プロファイルを持つことは、ゼーマン効果を検出しやすくなる朗報です。

ついでに、かに星雲の連続波も観測し、直線偏波の偏波角が $153.1 \pm 1.5^\circ$ と求まりました。IRAM 30 m鏡の観測では90 GHzで偏波角が $152.1 \pm 0.3^\circ$ と得られており [11], PolariSによる測定はこれとほぼ一致しました。

4.2 地球の裏から観測とデータ解析

いよいよ2014年3月から本観測です。筆者は2013年3月よりチリに赴任しており、本観測の最初のセッション(3日間)だけは野辺山に出張して観測セットアップをしましたが、それ以降はチリから遠隔で日本の観測部隊をサポートしました(図3)。PolariS本体はLinuxパソコンですから、インターネット越しにリアルタイムにデータを確認できます。ただし5時間観測すると144 GBものデータ量になるので、丸1日かけてダウンロードしてから処理にかけます。

較正の処理は、(1)ワイヤグリッド挿入時のスペクトルを用いて帯域通過特性とX-Y位相差を補正、(2)デジタルパワーメータの値を用いてシステム雑音温度を求め振幅較正、(3)OFF



図3 野辺山45 m鏡で観測中の1コマ。前列左より谷口, 下井倉, 後列左より中村, 土橋, 吹出しに水野(ハワイ), PC画面に亀野(チリから遠隔参加)。

点のスペクトルにSBCを適用してON点のスペクトルから差し引き、(4)金星あるいは木星のスキャンを用いてD-termを補正、(5)ターゲット天体のI, Q, U, Vのスペクトルを求める、という手順を踏みます。得られたIのスペクトルをスプライン関数でフィットし、その導関数 dI/dv をVに最小二乗法 $V \sim a_0 + a_1(dI/dv)$ で当てはめ、ゼーマンシフトを表す係数 a_1 を求めます。

4.3 むか喜びの検出

最初の3日間のデータだけですでにVがほぼ有意に現れました。ところが、コントロールのHC₃N分子輝線でCCSより強いVが検出されてしまったのです。これではCCS分子輝線で見えたVがゼーマン効果によるものとは言えず、むか喜びに終わってしまいます。

何がHC₃N分子輝線のVを生むのか解明しようと、2014年の観測シーズン内に試行錯誤します。信号系に問題がある可能性を疑って偏波X, Yの信号系を入れ替えたり、特定の周波数に特異な特性を持つ可能性を疑ってIF番号の割り当てや追尾周波数を変更しましたが、特に異常は見つからずHC₃NのVが再現します。ゼーマン効果が報告されている44.1 GHzのCH₃OHメーザー源を観測しましたが、文献[12]と矛盾しないVが得られました。一時は、「もしかしてHC₃N分子もゼーマン効果を起こすのでは?」とも疑ったのですが、東京大の山本智教授から、不對電子を持たないHC₃N分子はCCSの1/1,000以下のゼーマン効果しか示さない旨を諭されます。

謎が解けず半年が過ぎた頃にチリ観測所内のセミナーでこの結果を報告したところ、長谷川哲夫所長(当時)から「速度勾配のせいじゃない?」というコメントをもらいました。もし右旋偏波と左旋偏波が異なる方向を向き(ビームスクイント), そこに分子雲の速度勾配があったなら、右旋の観測点における速度と左旋のそれとの速度差がVとして現れます。これはHC₃Nで生じるVを説明しますが、Z45は直線偏波受信機でありXと

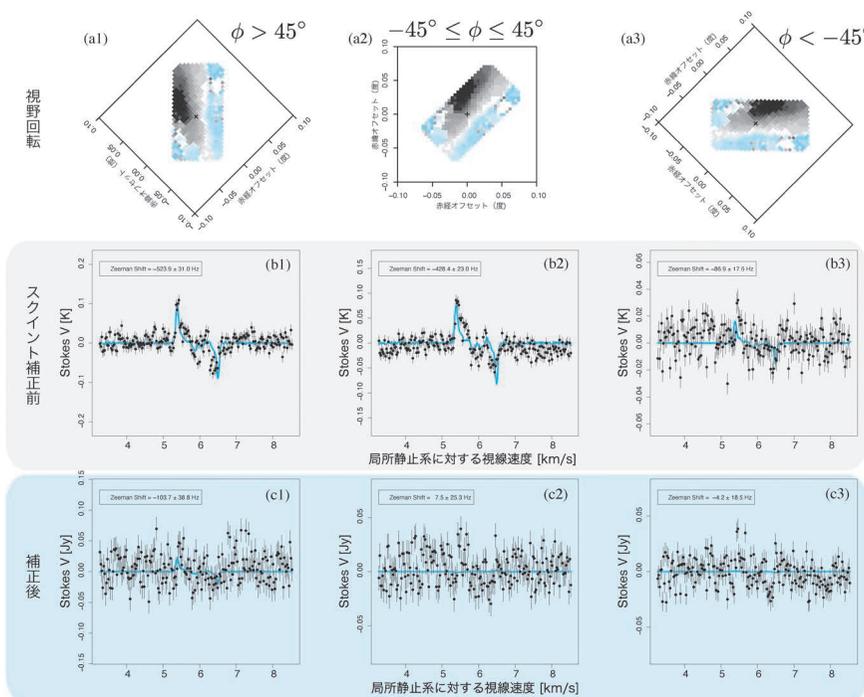


図4 (a1)–(a3): TMC-1 HC₃N分子輝線のマップ [16] を元に作成した速度場. 中心の+がPolarisで観測した点. 速度勾配の向きは地平座標系では視野回転します. ここでは視野回転角 $\phi=45^\circ, 0^\circ, -45^\circ$ の場合を図示しています. (b1)–(b3): スクイント補正前のHC₃N Stokes Vのスペクトル. 青の実線は dI/dv をフィットした結果. $\phi > 45^\circ$ で最も顕著にVが現れ, $-45^\circ \leq \phi \leq 45^\circ$ の範囲でも見られます. (c1)–(c3): ビームスクイント補正後のVスペクトル. dI/dv とは有意に相関しません. この結果から, HC₃Nで現れたVはビームスクイントと速度勾配の相互作用による偽ゼーマンシフトと確かめられます.

Yの間のビームスクイントはビーム幅の1/100程度であることが確かめられていたので, セミナーの場では「それは考えにくいです」と応答しました.

4.4 偽ゼーマンシフトの種明かし

実は長谷川所長が明察であったことがすぐに確かめられました. 右旋・左旋間にスクイントがあると, 天球面上でのスクイントの向きは視野回転角 ϕ に伴い変化します. ϕ 毎に分割してVのスペクトルを調べると, 大きく変化することがわかりました (図4). ビームスクイントが望遠鏡の方位軸回りに θ_{AZ} , 仰角方向に θ_{EL} あり, 分子雲の速度勾配が赤経方向に dv/dl , 赤緯方向に dv/dm だとすると, 偽ゼーマンシフト

$$\Delta v = \left(\frac{dv}{dl}, \frac{dv}{dm} \right) \cdot \begin{pmatrix} \cos\phi & \sin\phi \\ -\sin\phi & \cos\phi \end{pmatrix} \begin{pmatrix} \theta_{AZ} \\ \theta_{EL} \end{pmatrix}$$

が生じるのです.

この時点ではスクイントの原因は不明でしたが, ともかく解決の糸口が見つかったので実際にスクイントがあるか測ることにしました. 点源と見做せるSiOレーザー源NML Tauを中心に半径35"の同心円状スキャンを行い, Polarisで右旋・左旋のスペクトルを生成して比較すると, 確かに $(\theta_{AZ}, \theta_{EL}) = (-2''.08 \pm 0''.30, 0''.24 \pm 0''.30)$ のビームスクイントがあったのです. Z45受信機の光学系設計を担当された大阪府立大の木村公洋氏にこの件を問い合わせると, 電磁場解析シミュレーションでも2"のスクイントが生じると確かめられました.

スクイントの発生源は、フィードホーン直近の楕円体斜鏡でした。斜鏡での反射は円偏波のビームスクイントを生みます [13]。楕円体斜鏡を2枚ペアでスクイントを打ち消す設計 [14,15] も可能なのですが、Z45受信機は楕円体斜鏡と平面斜鏡のペアから成り (図5)、打ち消されません。これは要求仕様の見落としでした。直線偏波受信を採用したため円偏波スクイントが盲点となり、立ち上げ試験時に測ったX-Y偏波間のスクイントが十分に小さいので満足していたのです。また、SiOレーザー源やCH₃OHレーザー源はスクイント幅よりずっと小さく点源と見做せるので、偽ゼーマンが生じることなく文献と一致するVが得られたのです。

ともあれスクイント量がわかったので、分子雲の速度勾配さえ与えれば偽ゼーマンシフトは補正できます。東京学芸大の土橋一仁氏、下井倉ともみ氏がTMC-1のCCS, HC₃N分子輝線マップ (図4a) を得ていたので [16], このデータからCCSで (3.68, 3.43) km s⁻¹ deg⁻¹, HC₃Nで (3.63, 2.74)

km s⁻¹ deg⁻¹の速度勾配が求まりました。

スクイント補正を適用すると、HC₃NのVは消え (図4c), CCSにのみVが現れました (図1)。ゼーマンシフトで表すと、HC₃Nで21.1±15.6 Hz, CCSで74.7±13.0 Hzで、CCSの t 値は9.0, p 値は $<2 \times 10^{-16}$ で、十分に有意な検出と言えます [3]。なお、スクイント補正前と補正後とではCCSのゼーマンシフトは符号が反転しています。補正前は真のゼーマンシフトを上回る偽ゼーマンシフトが混ざっていたと知り、冷や汗ものです。この有意水準に到達するのに要した観測時間はON点97,768秒, OFF点9,284秒, ポインティングや較正天体などを含めて計51時間でした。急峻な輝線プロファイルと予想以上のゼーマン効果のおかげで、当初の見積りより短時間で検出できたのは幸運です。

5. 結 び

CCS分子輝線のゼーマン効果検出を狙った先行研究を参考にし、観測手法や装置の改良し精度向上を積み重ね、遂に目標に到達しました。この成果は私達だけのものでなく、先人が築いた礎の上に成り立つものです。全ての先行研究に敬意を表します。大抵の論文は、発見や成功を詳述していても、失敗譚や試行錯誤についてはあまり触れられません。自分が新手法を開発しながら悪戦苦闘することで、先行研究で公開されてない苦労が、体感的に理解できた気がします。

私達は開発や較正の手法・プログラムコードだけでなく、失敗や試行錯誤も残すべき知 (痴?) 的財産と考え、GitHubリポジトリ (<https://github.com/kamenoseiji/PolaR>) で公開しています。コミットの履歴に垣間見られる右往左往の様子も、見る人によっては味わい深いことでしょう。

謝 辞

PolaRの開発は国立天文台共同開発研究 (2012年度) の助成を、観測と解析には科学研究費補助

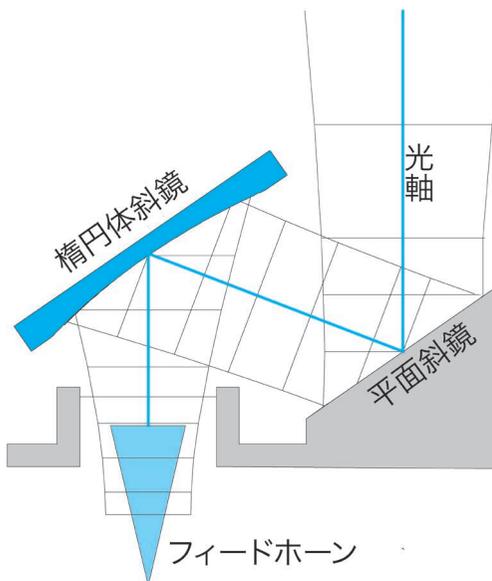


図5 Z45受信機の光学系模式図 (中村ら [6] Fig. 2を元に改変)。楕円体斜鏡と平面斜鏡のペアから成ります。

金基盤研究 (A) 24244017 の助成を受けました。野辺山宇宙電波観測所には Z45 受信機受入と試験のための観測時間ご提供をいただきました。長谷川哲夫氏、山本智氏には偽ゼーマンシフトの解決に到る示唆をいただきました。Z45 受信機を製作した小川英夫氏はじめ大阪府立大の皆様、Z45 立ち上げ試験を主導した米倉覚則氏、新永浩子氏、Polaris 試験を主導した水野いづみ氏 (現 EAO/JCMT) ほか鹿児島大の皆様、観測を担当した土橋一仁氏、下井倉ともみ氏、谷口琴美氏、データ解析担当の楠根貴成氏、そしてプロジェクトリーダーの中村文隆氏に深く感謝いたします。

参考文献

- [1] Mizuno, I., et al., 2014, *J. Astron. Instrum.*, 3, 1450010
- [2] Shinnaga, H., & Yamamoto, S., 2000, *ApJ*, 544, 330
- [3] Nakamura, F., et al., 2019, *PASJ*, 71, 117
- [4] Suzuki, H., et al., 1992, *ApJ*, 392, 551
- [5] Yamaki, H., et al., 2012, *PASJ*, 64, 118
- [6] Nakamura, F., et al., 2015, *PASJ*, 67, 117
- [7] 新永浩子, 2000, *天文月報*, 93, 361
- [8] Levin, S. M., et al., 2001, *ApJ*, 555, 850
- [9] Kondo, T., et al., 2006, in *IVS 2006 General Meeting Proc.*, Concepcion, Chile, 195.
- [10] Nakatake, A., et al., 2010, *PASJ*, 62, 1361
- [11] Aumont, J., et al., 2010, *A&A*, 514, A70
- [12] Sarma, A. P., & Momjian, E., 2011, *ApJL*, 730, L5
- [13] Chu, T.-S., & Turrin, R., 1973, *IEEE Trans. Antennas Propag.*, 21, 339
- [14] Tanaka, H., & Mizusawa, M., 1975, *Electron. Commun. Jpn.*, 58, 71
- [15] Mizugutch, Y., et al., 1976, *IEEE International Sym-*

- posium on Antennas and Propagation Digest, 2
- [16] Dobashi, K., et al., 2018, *ApJ*, 864, 82

Polarization Calibration with Polaris

Seiji KAMENO

NAOJ Chile Observatory/Joint ALMA

Observatory, Alonso de Cordova 3788, Office 61B
Vitacura, Santiago, Chile

Abstract: Detection of the Zeeman effect in a CCS emission line requires high-sensitivity and highly-accurate measurements of circular polarization. We have developed various methods to achieve the required sensitivity of $\sigma_V < 1.4$ mK and accuracy of $\delta V/I < 10^{-3}$. Smoothed Bandpass Calibration (SBC) optimizes the position-switching scan pattern to reduce the total telescope time by 1/3. Cross-polarization correlation for linear-polarization reception suppresses the systematic error caused by gain imbalance. A phase-calibration signal generated by a wire grid is used to measure the phase and delay offsets between the two linear polarizations. The digital power meter accurately measures time-variable system noise. And we have simultaneously observed an HC_3N emission line as a control to verify the Zeeman effect. Our observations resulted in detection of a Zeeman-like V spectrum in HC_3N , which indicates presence of an unknown systematic error. We have struggled to clarify the origin of the fake Zeeman-like signal, and finally overcame that.