

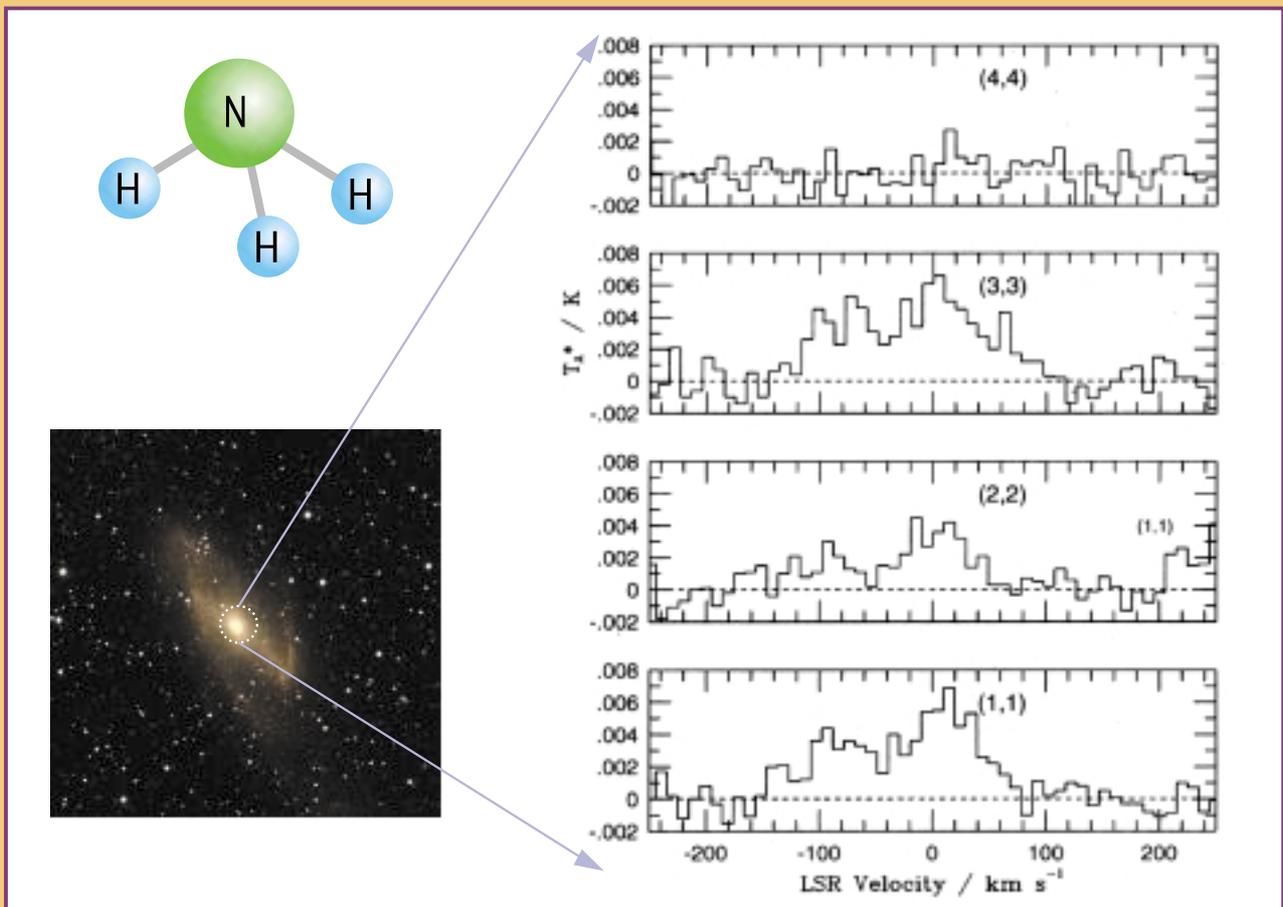
文部科学省



# 国立天文台ニュース

National Astronomical Observatory

## 近傍銀河 Maffei 2 での アンモニアの検出



10月号

## 目次

表紙	1
国立天文台カレンダー	2
研究トピックス	3
近傍銀河の分子組成： M 82の分子組成の系統的な特異性	
電波天文学研究系 助手 高野 秀路	
談話会紹介	3
銀河マーキング・モデルと 遠赤外線における深探査及び背景幅射	
国立天文台外国人COE研究員 / 紫金山天文台 ワン・イーピン	
お知らせ	7
永年勤続者表彰式	
エッセー	7
質問電話、参観案内いろいろ	
地球回転研究系 助手 田村 良明	
人事異動	8
共同利用案内	9
編集後記	10
研究トピックス	10
太陽X線ジェットの本体	
野辺山太陽電波観測所 助手 下条 圭美	

## 国立天文台カレンダー

2001年
<9月>
2日(日) VERA入来局完成式
3日(月) 鹿児島大学との連絡協議会
17日(月) 理論・計算機専門委員会
20日(木) 総研大数物科学研究科教授会
28日(金) 総研大学位授与式
<10月>
1日(月) 総合計画委員会
4日(木) ~ 6日(土) 日本天文学会秋季年会 (姫路市市民会館)
9日(火) 運営協議委員会
15日(月) ~ 17日(水) 日本測地学会(札幌市)
25日(木) 教授会議
27日(土) 三鷹地区特別公開
27日(土) ALMA公開講演会 福岡市立少年科学文化会館ホール
<11月>
1日(木) 研究交流委員会
6日(火) 岡山天体物理観測所40周年記念式典 (倉敷アイビースクエア)
10日(土) 東京文化財ウィーク区市町村等 企画事業見学会(三鷹地区)

### 表紙の説明

近傍銀河 Maffei 2 での、アンモニア分子(NH<sub>3</sub>)の4本の反転遷移(24 GHz 付近)のスペクトルを示した。観測には野辺山 45m 電波望遠鏡を用いた。横軸は周波数に対応するが、局所静止座標系(LSR)に対する速度として表示している。縦軸は電波強度である。太めの(J,K) = (1,1), (2,2)及び(3,3)遷移がはっきり検出されている [Takano, Nakai, Kawaguchi, and Takano PASJ, 52, L67 (2000)]。Maffei 2 の画像は2ミクロンの赤外線観測のデータベースによるものである [Two Micron All Sky Survey (2MASS): NASA 及び NSF の予算によるマサチューセッツ大学と IPAC/カリフォルニア工科大学の共同プロジェクト]。

## 研究トピックス

# 近傍銀河の分子組成： M 82 の分子組成の系統的な特異性

電波天文学研究系 助手 高野 秀路



はじめに

銀河系の外にあるいわゆる系外銀河で、これまでに24種類もの分子が検出されている。知られている星間分子の全種類は約120種なので、ほぼ5分の1にあたる。これだけの種類の分子が系外銀河で見つかったことで、そこでの分子組成及び化学反応の研究が可能となってきた。我々は10年ほど前から断続的に近傍の系外銀河の分子組成を研究しており、概要を紹介したい。

どのぐらいの数の銀河で各種の分子が見つかるのだろうか？星間分子として水素分子について多いCO分子は、これまで600個以上の銀河で検出されている。その他の多くの分子については、ガスが多い近傍の銀河NGC 253、IC 342、及びM 82など、限られた銀河で検出されている。電波観測などでは、主に分子スペクトル線を用いて銀河の進化、運動、及び星形成の研究を行なっている。その場合に、銀河の分子組成と銀河の性質との関係がわかれば、基礎的で必要不可欠な情報となる。

近傍銀河とはいえ遠くにあるため(数Mpc)、観測には高い感度が必要であり、大型の電波望遠鏡が必要である。長野県野辺山にある国立天文台の45 m電波望遠鏡は重要な位置を占めている。

系外銀河NGC 253とM 82での分子組成の違い

銀河の分子組成は、銀河によって異なる場合があることがわかってきた。NGC 253及びM 82は激しい星形成(爆発的星形成)を起こしている近傍銀河(距離約3 Mpc ~ 1000万光年)として有名である。両銀河の分子組成は最も良く調べられており、違いが顕著である。数十秒角の太いビーム(~1kpcに相当)で観測しても、異なっていることがわかっており、その原因の解明は銀河の分子組成の研究において最重要な課題である。野辺山45m電波望遠鏡では、SOとア

ンモニア( $\text{NH}_3$ )分子を観測しており、NGC 253でははっきりと検出されているが、同程度の感度で観測してもM 82では検出されなかった。両銀河の銀河系からの距離、及びガス量もほぼ等しい。従って、分子組成の違いは改めて意外であった。文献によると、SiO、HNCO、 $\text{CH}_3\text{OH}$ 、及び $\text{CH}_3\text{CN}$ もNGC 253でははっきり検出されるが、M 82では見つからないことが報告されている[例 Huettemeister, Mauersberger, and Henkel A&A, 326, 59 (1997)]。両銀河の分子組成の違いは、定量的にもはっきりしている。

我々は、両銀河に関連する分子の生成反応を検討してみた。その結果、低温(例えば10 K)でも速い気相反応で生成する分子は、両銀河で多いことがわかった。一方、高温でのみ速い反応、及びダスト上の反応で生成しやすい分子は、NGC 253では多く存在するがM 82では検出されないことがわかった。このため、NGC 253の方がM 82よりも実際に温度が高いか、または温度に大きな差が無くても、より大きな高温領域を持つことが考えられる。この原因を解明するために、ガスが多い他の近傍銀河の分子組成を調べ、その中でNGC 253の分子組成が特異なのかM82が特異なのか、を検討した。(両方とも特異という可能性もあるが...)

近傍銀河の中でのM 82の分子組成の特異性

NGC 253とM 82の分子組成の違いを特徴付けている6分子(SO、 $\text{NH}_3$ 、SiO、HNCO、 $\text{CH}_3\text{OH}$ 、及び $\text{CH}_3\text{CN}$ )について、表1に近傍銀河での検出状況をまとめてみた。簡潔に示すために、同程度の感度による観測での検出、未検出のみ記した。この表から、M 82よりも活動度が高いとは言えず、またガス量が少ないIC 342及びMaffei 2などで、上記の分子の検出例があることがわかる。従って、何らかの理由で近傍銀河の中でM 82の分子組成が特異である可能性が高い。その原因はまだ十分にはわかっていな

いが、約2億年前に起きたM 81との相互作用 [例 Cottrell, MNRAS, 178, 577 (1977)]で大きな影響を受けたことが解明の鍵となると考えている。この相互作用の際にM 82は大量のガスを受け取り、その後爆発的星形成を開始したと考えられている。M 82の分子組成に影響を与えた要因として、我々は密度の違い、温度(活動性)の違い、ダスト量の違い、分子雲の進化段階の違い、などを検討している。

Maffei 2及びM 51でのアンモニア観測：

M 82の特異性を支持

M 82の分子組成の特異性をさらに実証するためには、表1をできる限り完成させることが必要である。その一環として、我々は近傍銀河Maffei 2及びM 51などでアンモニアの観測を行った。Maffei 2の観測は野辺山45m電波望遠鏡で行なった。その結果、(J, K)=(1,1)、(2,2)、及び(3,3)の3本の遷移を検出することができた(表紙参照)。スペクトル線は弱く、天体上での実質的積分時間として約32時間をかけた。Maffei 2の観測はドイツの研究グループと競争になり、彼らも論文を出版している[Henkel et al. A&A, 361, L45 (2000)]。M 51の観測はドイツにある100 m電波望遠鏡を用いて行なった。アンモニアははっきり検出されているが、装置の不具合もあり、観測はまだ完結していない。

近傍銀河でのアンモニアの存在量をまとめたのが表2である。M 82の上限値は他と比べて有意に小さい。特にMaffei 2でのアンモニアの存在量は、M 82での存在量の上限値よりも2ケタ近く大きく、M 82での分子組成の特異性を支持する結果となった。

このように、比較的マイナーな分子を観測することにより、COなどの多量にある分子では窺い知れないM 82の特異な分子組成を明らかにできた。

#### 今後の課題

今後とも表1を埋めていき、近傍銀河での分子組成の全容を明らかにしたい。その過程でM 82の特異な分子組成の理由についても明らかになるだろう。また、電波干渉計を用いて銀河内での分子の分布を押さえながら議論することも重要であり、今後進めていきたい。多くの分子に

については強度が弱いので、チリに建設が計画されているアタカマ大型ミリ波サブミリ波電波干渉計(ALMA)の実現に大いに期待したい。

(ところでこの原稿を執筆中に、M 82で弱いながらもアンモニアを検出したという論文の存在を知らされた[Weiss et al. ApJ, 554, L143 (2001)]。水素分子に対する存在量は $5 \times 10^{-10}$ であり、表2と矛盾しない小さな値である。)

この研究の全部または一部は、中井直正氏、川口建太郎氏、鷹野敏明氏、Gisbert Winnewisser氏、Peter Schilke氏との共同研究であり、感謝したい。また、関連する望遠鏡の運用に携わっている全ての方に感謝する。

表1 NGC 253で検出されM 82で検出されない6分子についての近傍銀河での検出状況

(yes: 検出, no: 未検出, ---: データなし)

銀河	SO	SiO	NH <sub>3</sub>	HNCO	CH <sub>3</sub> OH	CH <sub>3</sub> CN
NGC 253	yes	yes	yes	yes	yes	yes
M 82	no	no	(no)	no	no	no
NGC 6946	no	---	---	---	yes	---
IC 342	no	no	yes	yes	yes	---
Maffei 2	---	no	yes	yes	yes	---
M 51	---	---	yes	---	---	---
Cen A	---	no	---	yes	no	---
NGC 4945	---	no	---	yes	yes	---

[Takano, Nakai, and Kawaguchi PASJ, 47, 801 (1995)の表6を、その後の我々の観測及びHuettnermeister, Mauersberger, and Henkel A&A, 326, 59 (1997)に基づいて改訂]

表2 近傍銀河でのアンモニアの存在量

銀河	アンモニア柱密度 (cm <sup>-2</sup> )	水素分子に対する アンモニア存在量
NGC 253	$6 \times 10^{15}$	$3 \times 10^{-8}$
M 82	$< 2 \times 10^{14}$	$< 1 \times 10^{-9}$ ( $5 \times 10^{-10}$ )
IC 342	$1 \times 10^{15}$	$3 \times 10^{-8}$
Maffei 2	$2 \times 10^{15}$	$1 \times 10^{-7}$

[我々のデータに基づく。カッコ内の値はWeiss et al. ApJ, 554, L143 (2001)による]

## 銀河マージング・モデルと 遠赤外線における深探査及び背景輻射

国立天文台外国人COE 研究員 / 紫金山天文台 Yi Ping Wang



### 1. 概要

最近の遠赤外線及びサブミリ波帯の観測から、遠赤外線光度が  $10^{12}L$  を越える、高光度遠赤外線銀河 (ULIGs) が多数存在することが明らかになっている。これらの天体は、普通、大量のダストを伴うマージング中の銀河であると考えられている。CDM 宇宙における銀河形成・進化モデルでは、赤方偏移 1 付近において、大量のガスを伴う銀河マージング、それに伴う遠赤外線光度の急激な増大という現象が頻繁に起こりうる事が予想されるが、このようなモデルと、簡単な吸収則と熱輻射のスペクトルを仮定することで、観測される遠赤外線深探査のソースカウントの比較が可能である。天体中のダストの性質によって、例えば、観測と一致すべき、遠赤外線源の赤方偏移分布の予測も随分異なることとなる。現在の観測を最もよく説明するモデルとして、我々は、1 から 1.5 の赤方偏移で起こる、多量のガスを伴うマージング現象に付随する爆発的なスターバースト、または AGN 現象を引き起こすというモデルを考え、それによって、IRAS 衛星の 60 ミクロン帯の観測結果に見られる、見かけの光度 100mJy-1Jy におけるソースカウントの急な傾きや、ISO 衛星での、90, 170, 175 ミクロン帯でのソースカウントをよく説明し、またその他のいろいろな観測結果とも矛盾しない結果を得ることができた。今後、遠赤外線のより詳しい赤方偏移分布の観測や、多波長による観測が進むことで、ダストの性質や ISO 遠赤外線源の進化についての問題に、より明確な解答が与えられるだろう。

### 2. 我々のモデル

我々は、まず、銀河の質量分布の変遷を与えるカスケード・マージング・ツリーを構築するために、古典的な Smoluchowski 方程式 (1916) による方法を採用した。力学的相互作用の時間スケールを、 $\tau$  として、マージングによって起

きる星形成の時間スケールは、 $M_{\text{gas}} / \tau$  であらわされる。Cavaliere & Menci は、銀河マージングの衝突断面積として、完全に幾何学的なもののみを考える場合、矮小銀河の質量光度比は、 $L/L^* = (M/M^*)$  と表されることを導いた。ここで、 $\tau = 4/3$  である。また、赤方偏移による光度変化は、 $L^* = f(z, 0, 0)$  によって記述する。進化による色補正、K 補正を単純化し、彼らは、 $L_B = L^*/M^* \cdot M = L^*(0) / [M^* f(z) M]$  という近似的な関係を得ている。我々のモデルでは、さらに、 $L_{60} / L_B = M$  という関係を仮定している。普通、スターバーストを伴うマージングにおいては、大量のダスト及び高温のダストの存在という両方の要因によって、遠赤外線光度が大きくなると考えられている。このような爆発的星形成においては、通常のスターバースト銀河の 20 倍もに及ぶ光度の遠赤外線が放出され得る (Kleinmann & Keel 1987; Taniguchi & Ohya 1998; Bekki & Shioya 2001)。そこで、我々は、 $L_{60} = L^*(0)/M^* \cdot f(z) \cdot M^{\alpha}$  (計算においては、 $\alpha = 1-1.2$  を仮定した。) という関係を与え、これにより、例えば、 $10^{12}M$  (通常のスターバースト銀河よりも大質量銀河における星形成) の ULIG に、約 20 倍程度の遠赤外線光度の超過がともなわれることまで考慮している。質量光度比の絶対値は、IRAS サーベイによる近傍銀河の赤外光度関数により規格化した。 $f(z) = (1+z)^{-\beta}$  とし、これまでの研究の結果から、 $\beta = 2.5$  を採用した (Roche et al. 1998; Lonsdale 1995; Pearson & Rowan-Robinson 1996; Dole et al. 1998; Sanders 1999)。これらのモデルを調べた結果、赤方偏移が小さくなるとともにマージング率が減少するという効果に加えて、この物理的効果を考慮することが、IRAS 60 ミクロンのソースカウントの 100 mJy - 1 Jy における急な傾きを説明するために重要であることがわかった。減光率は、近傍での IRAS による光度関数と合わせるため、 $z \sim 1$  を境として減

少する、 $L_{\text{IR}}(z) \sim L_{\text{IR}}(z)^{1-\beta}$  という形を採用した。シミュレーションによると、 $\beta \sim 0.14$  程度でよく合う。このべき状での減光は、光度関数の大光度の端では、低光度のものに比べて、より急速にガスを消費していくという現象も表現している。

我々は、また、赤方偏移1程度の銀河からの、観測される遠赤外線光度を表すため多量のダストを伴うスターバースト・マージン後銀河のスペクトルも計算した。高赤方偏移の ULIG におけるダストの性質はほとんど直接は知られていない。第一近似として、まずは、光学的に薄い場合を仮定し、単一温度のダストからの、変形黒体放射を考える。この公式は、簡単に、 $S = B(\lambda, T) \exp(-\tau) / K$ 。ここで、 $\tau = K \int dl$  はダストの光学的厚み、 $K$  は吸収係数である ( $K \sim \lambda^{-2}$  で  $\beta=1-2$ )。この場合、波長  $\lambda$  における観測される輻射流束は、 $S = [C \exp(-\tau) B(\lambda, T)]$

$/ [4 \pi dL^2(1+z)]$ 、ここで  $C$  はダストによるエネルギーの吸収と輻射の間で、エネルギーが保存されることを仮定した場合の規格化因子で、 $\exp(-\tau) / (1+z)$  は、天体の静止系で見た輻射される光の波長である。ふたつの異なる波長における観測される輻射流束の比は、 $S_1 / S_2 = [ \exp(-\tau_1) B(\lambda_1, T) ] / [ \exp(-\tau_2) B(\lambda_2, T) ] \sim (\lambda_2 / \lambda_1)^{2+\beta} \exp [ (hc/k) (1/\lambda_2 - 1/\lambda_1) ((1+z)/T) ]$ 、ここで  $h$  はプランク定数、 $k$  はボルツマン定数、そして  $c$  は光速である。適当な  $\tau$  と温度  $T$  を仮定すれば、遠赤外線での輻射流束を簡単に計算することができる。共動体積  $dV$  を起源とし、波長  $\lambda$  において、輻射流速  $S$  から  $S + dS$  に観測される遠赤外線天体の数密度は、 $dN = (L / \lambda^2) dV (dL / dS)$   $dS$ 、 $dL / dS = [4 \pi dL^2] / K(L, z)$ 、ここで、 $K(L, z) = L \exp(-\tau) / L d$  は  $K$  補正項、 $dL$  は光度距離である。

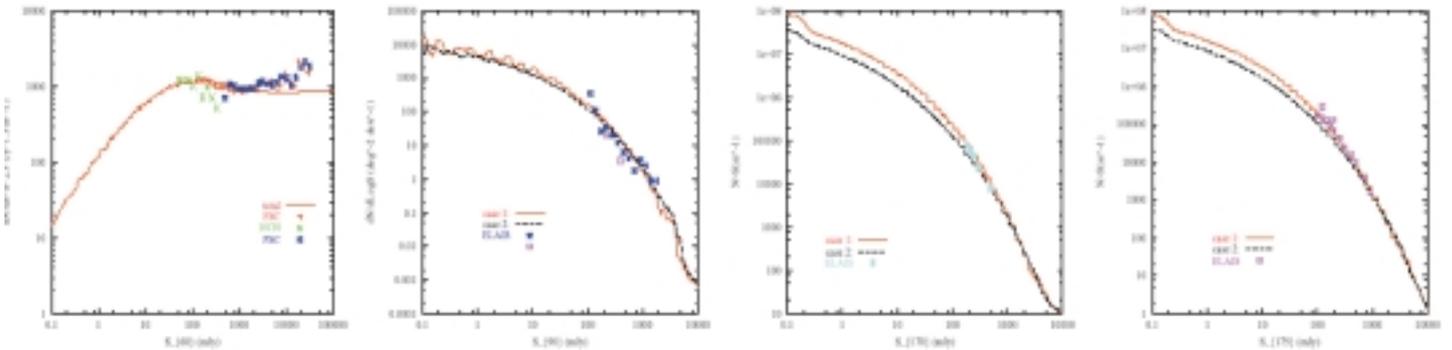


図1：IRAS衛星による60ミクロン帯、及びISO衛星によるELIAS天域での90ミクロン帯での、微分ソースカウント及びFIRBACK探査による170及び175ミクロン帯での積分ソースカウントとモデルとの比較。我々は、2種類のダストのモデルを考えている。ケース1の場合は、Arp220など近傍ULIGの性質を表す、 $T=45\text{K}$ 、 $\beta=1.2$  (Lisenfeld et al. 2000)、ケース2の場合は、 $T=22\text{K}$ 、 $\beta=1$  という冷たいダストのモデルである。(データは、以下の文献からのものである：Hacking et al. 1987; Moshir et al. 1992; Kawara et al. 1998; Puget 1999; Efstathiou et al. 2000; Dole et al. 1999; 2001)。

- (1) 得られた遠赤外線でのソースカウントは、図に示してある。ELIAS 90ミクロンのデータ、及びFIRBACK 170及び175ミクロン帯でのデータが、2種類のダスト輻射モデルを考えた場合において、マージングによりトリガーされる爆発的遠赤外線超過モデルにより、よく説明されることを示している。
- (2) モデルによる遠赤外線背景放射の計算値は、60、90、170、175ミクロン帯で、ケース1(及びケース2)のダストモデルの場合に、それぞれ、 $1.9 \text{ nWm}^2 \text{ sr}^{-1}$ 、 $3.7(4.7) \text{ nWm}^2 \text{ sr}^{-1}$ 、 $4.5(8.4) \text{ nWm}^2 \text{ sr}^{-1}$ 、 $4.1(7.7) \text{ nWm}^2 \text{ sr}^{-1}$ 、となり、COBEの検出値及びMkn501のTeV線放射の上限値と矛盾しない。
- (3) ふたつのダストモデルのどちらの場合にも、観測される輻射流束の範囲に相当する天体の赤方偏移分布は大きくひろがっているが、ケース2の場合には、平均で赤方偏移1あたり、ピークでは $z=1.6$ あたりとなっている。
- (4) 我々はULIGの赤方偏移分布についても調べた。赤方偏移1まで非常に急激に進化し、赤方偏移2-3ではすでにピークの半分程度に減少する。これは、他の同様な解析で考えられているモデルとの大きな違いである。

(5) ULIGにおける、AGN とスターバーストの存在比は、ケース2の場合に1:3、ケース1の場合では1:9と予想されるが、チャンドラX線源についての最近のサブミリ波観測の結果は、後者の場合をより示唆する結果を与えている (Barger et al. 2001, Almaini et al. 1999, Gunn&Shanks 2001)。

(日本語訳：光赤外・山田亨)

## お知らせ

### 平成13年度永年勤続者表彰式

平成13年度の国立天文台永年勤続者の表彰式が7月2日(月)午前11時から三鷹の大会議室で行われ、海部台長式辞の後、各人に表彰状の授与並びに記念品が贈呈されました。引き続き台長をはじめ、被表彰者の所属長を交えて約1時間懇談がもたれました。

今年表彰された方は、以下の5名です。

- 西野 徹雄(技術部技術第一課)
- 福島登志夫(天文情報公開センター)
- 石崎 秀晴(野辺山太陽電波観測所)
- 篠原 徳之(技術部技術第二課)
- 木挽 俊彦(技術部技術第二課)



## エッセー

### 質問電話、参観案内いろいろ



地球回転研究系 助手 田村 良明

国立天文台では、一般質問電話に対する対応は、天文情報公開センターの広報普及室が中心になって対応しています。また、施設の公開展示などについては広報委員会を組織して、その内容の検討を行っています。水沢地区に掛ってくる質問電話についても対応者を決めて対応していますが、質問内容によっては私の所に電話が回ってきたり、あるいは、水沢で対応する者が不在のときは、広報普及室の電話番号を教えて三鷹側で対応をお願いしています。

これまで対応してきた質問電話で、印象に残っていることをいくつか紹介しましょう。強く印象に残る質問とは、こちらが対応に困ったとか、

どちらかと言うと天文台が対応するのに相応しくない質問ということになりますが、まずはまともな話を選びます。国立天文台の水沢地区の前身が緯度観測所ということで、緯度経度に関する質問がちょくちょくあります。本州最東端のトドヶ崎の経度はいくらかだとか、その手の想定問答集をかなり以前に用意したことがあります。自分が住んでいる町の緯度経度を知りたいという問い合わせもよくあります。こちらで調べて返事はしますが、このような質問に対しては、「本屋さんで地形図か地図帳を購入してご自分で調べて下さい」と答えるのが教育的でしょうか。種をあかせば、

こちらも高校用の地図帳を開いていたり、ちょっと正確に答える必要のあるときは20万分の1の地勢図を調べているだけです。

新月や満月の日を知りたいといった質問には、然るべき資料を見ればすぐに答えられるけれど、詳しい数値を知りたいと言ってくる人には、理科年表をお買いあげ下さいと言いたくなることもあります。太陽の南中時刻の質問も、方位を決めるために必要になるので建築関係者からと思われる質問が多くあります。これも経度さえ分かれば、理科年表から簡単な足し算引き算だけで計算できます。ただし、これは答えをすっかり間違えると建物がよそを向くことになるので慎重に答える必要があります。

最近質問が少なくなりましたが、岩手県三陸町にある宇宙科学研究所の大気球観測所から気球が打ち上げられると、夕空に明るく輝くあれは何かという質問がよくありました。惑星の見える位置を確認しないで、夕方の西の空に見えるなら金星だろうとタカをくくって答えると、後でシマツタということになります。惑星の位置を平素気にしておくというのが、質問回答者のイロハでしょうが、明け方に見える明るい星は何ですかという問いに、はて、木星が金星かと迷うこともあります。惑星の位置でついでに言うと、木星と土星が見えるのは、しばらくは冬の季節になります。子供会相手などの観望会でこれらの惑星を見せようと思うと大変です。土星の公転周期は30年だから、夏の夕刻に見せようと思うと、あと十数年待たなくてはなりません。小学生をそこまで待たせると、みな大人になってしまいます。天文現象のスケールが大きいと感じるのはこんなときです。

海の干満時刻の問い合わせも来ることがあります。天文台とは関係無いといって電話を切ってしまうとかまわないのですが、潮汐は私の研究分野に関係するので、なまじ予報ができてしまうからたちが悪い。質問してきた人に電話のたらい回しをするのは悪いと思ってしまうので断りにくい。船が座礁したとか、台風の接近で高潮を警戒しているといった類いの質問を受けることはありません。海のプロはしかるべきところ、海上保安庁の出先機関に問い合わせるはずだから、間違っても国立天文台などに電話を掛けてきたりしません。季節が5月ならまずは100%潮干狩りのための問い合わせです。こちらは、大潮の日はいつだとか、三陸海岸では潮が引くのは午前中、午

後はダメだから朝早く出かけられる方がよろしい、といった受け答えをすることになります。

10年ほど前の夏の盛り、「今日は流星がたくさん見えるが何か有るのか」という電話を受けたことがありました。それは、ちょうどペルセウス流星群が例年以上に活発な出現を見せていたときで、私も官舎から庁舎にたどり着くまのごく短い時間にたくさんの流星を見た記憶があります。電話を掛けてきた人は、自力で流星群を発見したのであり、自然観測の鋭さをほめ、流星群というものは何かと説明しました。こういう対応をするのは嬉しいものです。

最後に、参観案内について少し触れておきます。この原稿を書いているときは、世間では夏休みの期間中です。この時期になると、帰省のついでに見学に来る人も多くなるけれど、高校生や熱心な天文アマチュアの見学も多くなります。水沢地区の施設の特別公開日に来るお客さんは、小学生とその親といった年齢層が中心で、高校生といった年齢層は少ないものです。たまに熱心なアマチュアが来られても、多数のお客さんを相手にしている時なので個別の対応はしかねます。夏休み中、いつもゆっくり参観者の対応をしている訳ではないけれど、はっきりと目的を持って参観に来る高校生あたりと対応するのは、案内のやりがいがあります。質問内容にすべて専門的に答えられるわけでは無いけれど、どうやって研究者になったのかだとか、大学とはどういう所かといった質問には、ちゃんと答えるようにしています。彼ら彼女らと10年後、どこかの研究会で会うことを期待しながら。

## 人事異動

平成13年7月16日付

転出

野野孝太郎 東京大学大学院理学系研究科附属  
天文学教育研究センター助教授  
(電波天文学研究系)

平成13年8月1日付

採用

長島 雅裕 理論天文学研究系助手

配置換

浦口 史寛 ハワイ観測所(技術部技術第二課)

## 共同利用案内

## 平成13年度国立天文台共同研究等採択結果

### <共同開発研究>

所属	氏名	研究課題名
北見工業大学工学部	三浦 則明	汎用太陽画像改良システムの開発
名古屋大学大学院理学研究科	水野 亮	サブミリ波ワイヤグリッド製作装置と評価システムの開発
東京大学大学院理学系研究科	坪野 公夫	TAMA SAS の性能評価
茨城大学理学部	百瀬 宗武	183GHz ラジオメータを用いた位相補償法の開発研究
岐阜大学工学部	高羽 浩	岐阜大 3m 電波望遠鏡とリアルタイム VLBI
山口大学工学部	諸橋 信一	電磁波検出用超伝導トンネル接合の高機能化
東北大学大学院理学研究科	服部 誠	CMB 温度異方性及び偏光の観測を目指した新しいミリ波サブミリ波観測装置の開発
名古屋大学大学院理学研究科	大西 利和	ミリ波、サブミリ波帯スペクトル OTF(On The Fly)mapping 解析システムの開発
東京大学宇宙線研究所	大橋 正健	神岡鉱山でのレーザー干渉計による重力波観測
鹿児島大学理学部	廣田 朋也	VERA 観測天体モニター用光赤外線望遠鏡性能評価と自動観測システムの開発
東北大学大学院理学研究科	池田 優二	線スペクトル偏光分光装置の実用化に向けた開発
北海道大学大学院工学研究科	馬場 直志	液晶による干渉型ステラコログラフの開発

### <共同研究>

電気通信大学総合情報処理センター	高田 昌之	問題解決能力を有する自律型天体観測システムの開発
宇宙科学研究所	松原 英雄	スペースからの超高角度分解赤外線観測計画の検討
東北大学大学院理学研究科	秋田谷 洋	線スペクトル偏光分光装置の試験観測および改良
木更津工業高等専門学校	関口 昌由	低自由度重力多体系の分類
和歌山大学教育学部	富田 晃彦	高品質新案教育用天体画像研究
京都大学大学院理学研究科	山田 良透	Astrometry におけるバイアスとデータ解析法の研究
群馬工業高等専門学校	宇治野 秀晃	Calogero 系の超可積分性とシンプレクティック数値解法
大阪市立科学館	川上 新吾	乗鞍液晶ポラリメーターによる太陽活動領域磁場・大気パラメータの導出
長野工業高等専門学校	大西 浩次	銀河バルジによる重力レンズ効果
米子工業高等専門学校	竹内 彰継	太陽光球における磁気リコネクションについて

### <研究会・ワークショップ>

名古屋大学大学院理学研究科	永山 貴宏	第31回天文・天体物理若手の会夏の学校
大阪府立工業高等専門学校	當村 一朗	「偏光による太陽プラズマ診断」ワークショップ～SOLAR-B へのキックオフ～
国立天文台	小久保英一郎	N体シミュレーション夏の学校
北海道大学大学院理学研究科	藤本 正行	環境効果を考慮した恒星進化-銀河、星団進化の研究との統合-
東京大学大学院理学系研究科	中田 好一	質量放出変光星研究会
大阪教育大学教育学部	定金 晃三	大学の研究基盤強化と岡山新天文台
国立天文台	西川 淳	MIRA 研究会-超高角度分解能光赤外線天文学の幕開け-
群馬大学教育学部	岡崎 彰	高分散分光偏光による天体物理学

久しぶりに、分野の違う( = 海洋や気象など地球流体物理 研究者が大勢いる研究会)に出席しました。最初は、用語や略語がわからなくてチンプンカンプンだったのですが、興味深い発表をいくつか聞くうちに、多種多様な対象に取り組む面白さが、そこはかたなく伝わってきました。もう少し若かったら、進路を変えていたかも。(F)

先日の新聞記事に、多少のストレス( 巻き方向を変える )をえんどう豆に与えると収穫量が倍増するとのなかなか面白い研究成果が載っていた。人間も多少のストレスを受けることで成長するのだろうが、毎日のように様々なストレスを受けている生活を続けていても体に良いのだろうか。たまには気分転換もしなければ... (し)

今年6月の皆既日食をマダガスカル島で見てきた人の話を聞いた。電気もない辺鄙なところでテントに泊まったそうだが、夜は真っ暗、星を見るには問題ないと。こんど日本の真ん中で皆既日食が見られるのは2035年。視力は大丈夫だろうか。それより、その時

まで命があるだろうか心配。(Y.T.)

ALMA計画の推進に向けた署名をお願いしていたところ、8月末までに3万人を超える見込みとなりました。ご協力に感謝します。一部では市民の自発的な署名運動にも発展しており、天文学をはじめとする基礎研究に向ける市民の熱い期待を垣間見たような気がします。そういえば、ニュースでの最近の明るい話題といえは基礎科学やスポーツぐらいですね。(成)

春を越え夏を過ごし暑いと云っているうちにもう秋。新緑の春も美しいと感じますが、この季節の天文台もまた素敵です。常時公開コ-スも秋色。まだの方、ぜひ一度お越し下さい。(Y)

三鷹キャンパスで行われている講演会や公開講座などを、インターネットで中継できるようにと準備を進めています。特別公開日に間に合えば良いのですが・・・関心のある方は、Webで確認して、接続してみてください。(Agt)

## 研究トピックス

### 太陽X線ジェットの正体

野辺山太陽電波観測所 助手 下条 圭美



1991年の太陽観測衛星「ようこう」衛星打ち上げ以降、世界中で次々と太陽観測衛星が打ち上げられており、2001年7月現在では「ようこう」(宇宙研) SOHO(NASA-ESA) TRACE(NASA)という3つの太陽観測専門の衛星が軌道上をまわっています。この「ようこう」に始まるここ10年間で太陽大気、特にコロナでの現象が詳細にわたって解析され、さまざまな成果を生んでいます。今回紹介する太陽X線ジェットという現象も「ようこう」衛星によって発見された現象です。

もともと太陽大気中では、地上からの観測、特にH線を使った観測によりさまざまなジェット現象が観測されていました。小さい方から列举すると、スピキュール(長さ:数千km) サーヅ(数万km) スプレイ(数万~数十万km)という現象です。これらはH線で観測されるので、約1万度のプラズマのジェット現象です。一方、コロナはX線を放

射していることから、コロナの温度が100万度以上であることがわかります。X線によるコロナの観測は60年代からロケットや、衛星、スカイラブ等で行われていました。X線領域でのジェット現象も考えられていましたが、実際の観測では発見されていませんでした。「ようこう」衛星に搭載された軟X線望遠鏡(SXT)はX線検出器に初めてCCDを使用し、今までになかったような高時間・空間分解能を達成しました。この高時間・空間分解能によって初めて発見されたコロナ中でのジェット現象が太陽X線ジェットと呼ばれる現象です。

太陽X線ジェットとは、太陽X線画像で見ることが出来るコロナの現象で、図1のようにフレアの発生と共にX線の長細い構造が伸びていく現象です。図1は、「ようこう」衛星がとらえたX線ジェットの中でも一番大きいイベントです。統計的研究からジェットの一番長くなったときの長

さは、数万kmから40万km、見かけの速さが数十km/sから千km/sで、平均の速度は約200km/sであることがわかっています。ここで「見かけ」の速度と断ったのは、SXTではドップラーシフト量を計ることが出来ないため、実際のプラズマの速度がわからないからです。いふなれば、ジェットと名付けられているのですが、本当にプラズマ流があるのかわからなかったわけです。そこで我々は、まず太陽X線ジェットの物理量(温度・密度)を測定し、太陽X線ジェットがどのような物理現象なのか調べてみることにしました。

SXTには、それぞれX線透過率の波長依存性が異なる5枚のX線解析フィルターが搭載されています。異なるX線解析フィルターで観測したカウント数の比を取ることで、その構造の平均的な温度を導出することが可能です。また、温度がわかれば、視線方向の深さを仮定し、密度を導出することも可能です。SXTの高空間・時間分解能モードで撮像された太陽X線ジェット16イベントについて温度解析をした結果、ジェットの温度は300～800万度(平均560万度)、密度は $7.0 \times 10^8 \sim 4.0 \times 10^9$ 個/cc(平均 $1.7 \times 10^9$ 個/cc)でした。この温度はジェットの根本で発生するフレアの温度とほぼ同じであり、密度はジェットが発生する前の密度より約1桁増加しています。これらの観測結果から、フレアで熱せられたプラズマがジェットを構成する高温プラズマの供給源であることが示唆されます。また、温度からプラズマの音速を導出しジェットの見かけの速度と比較すると、ほとんどのジェットの見かけの速度が音速程度か音速より小さいことがわかりました。太陽コロナ中ではアルフェン速度は音速より大きいので、磁気的な加速と言うよりも、圧力勾配によってフレアにより作られた高温プラズマが加速された可能性を示唆しています。高温プラズマを圧力勾配によって加速するメカニズムにはどのようなモデルが考えられるでしょうか。

フレアのモデル、特にフレア発生時の高温・高密度プラズマの生成には彩層蒸発という以下のようなモデルが考えられています。

- 1：ループの上部で発生した磁気エネルギーの開放によるエネルギーが熱伝導や非熱的電子によって1万度程度の温度を持つ彩層に運ばれる。
- 2：このエネルギーによって低温のプラズマが加熱され、密度の大きい高温プラズマが生成される。

- 3：彩層で生成された高温プラズマは上空のコロナより圧力が大きいので、この圧力勾配により高温プラズマがコロナへと流れ出し、フレアループが高温プラズマで満たされる。

彩層蒸発の理論から、高温プラズマ流の速度は音速程度であることが知られています。このような彩層蒸発の特徴である、エネルギー開放による高温プラズマの生成、圧力勾配によるプラズマの加速、高温プラズマ流の速度が音速程度であるという特徴は、ジェットの観測からわかった特徴と一致しています。エネルギーが熱伝導で彩層に伝播したと考え、彩層蒸発による高温プラズマ流の温度は、エネルギー解放率と熱伝導による冷却と放射冷却との釣り合いで決まります。ジェットの場合、密度が低いので放射冷却の効果は小さいので、エネルギー解放率と熱伝導のバランスで理論的に温度を予測することができます。図2の上のグラフは理論値と実際に観測での温度を比べた図ですが、理論値と観測値がほぼ同じであることがわかります。また、彩層蒸発によりコロナへ流入する高温プラズマの質量は、エネルギー解放量と高温プラズマ流のもつエンタルピーフラックスの釣り合いから予測できます。図2の下のグラフは理論値と観測値を比較したもので、こちらも観測値がほぼ理論値と同じになっています。これによりジェットが彩層蒸発によるものである可能性が高くなりました。

我々は、彩層蒸発による太陽X線ジェットの生成をさらに調べるため、熱伝導と重力の効果を含んだ1次元流体数値シミュレーションを行いました。このシミュレーションは、太陽半径程度の長いループの足元にエネルギーを注入(=フレア)した場合どのように高温プラズマ流が生成されるかを調べたものです。特に、観測からジェットの進行方向に沿ったX線強度がべき関数的に減少することがわかっていましたから、シミュレーションで形成される高温プラズマ流のX線強度分布がX線ジェットのX線強度分布を再現できるかを調べました。図3が観測(上)とシミュレーション(下)による高温プラズマ流のX線強度分布を示したグラフです。これを見ると、シミュレーションでの高温プラズマ流のX線強度分布もべき関数を示し、さらに観測の特徴である、ジェットの初期から終末期にかけてべき関数的X線強度分布が保たれる特徴も再現しています。これらの観測と数値シミュ

レーションの結果、太陽X線ジェットはエネルギー解放によって生成された高温プラズマ流であることがわかりました。

太陽X線ジェットを発生させるエネルギー解放ですが、光球面の磁場分布変動の研究から、コロナ中の磁場と光球下から上昇してきた磁場との磁気リコネクションや、光球での対流運動によって磁場がかき集められて発生する磁気リコネクションによる磁気エネルギーの解放である可能性が指摘されています。これら磁場の光球下から浮上や対流による磁場の衝突は、黒点付近の活動領域だけではなく極域やコロナホールといった活動度が低い領域でも発生しており、太陽X線ジェットもコロナホールでの観測例があります。太陽X線ジェットを太陽上空に高温プラズマを輸送する一つ的手段であると考えれば、太陽X線ジェットは活動領域付近の高温高密度のコロナやコロナホールから吹き出る高速太陽風の成因の一つと考えることもできます。今後は太陽コロナ中での太陽X線ジェットの役割を調べ、コロナや高速太陽風との関係を調べるのが課題となっていくでしょう。

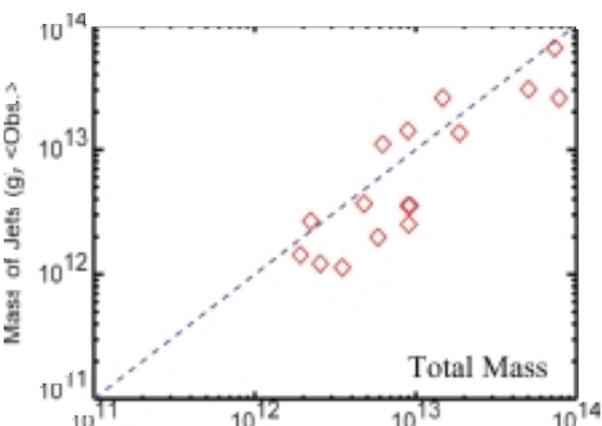
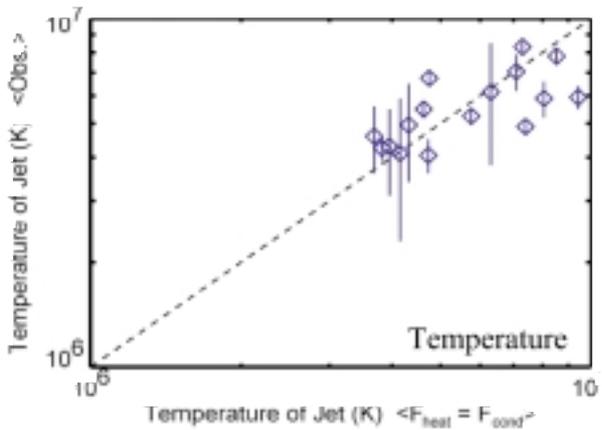


図2：(上)太陽X線ジェットの温度。(下)太陽X線ジェットの質量。上下のグラフとも、縦軸が観測値で横軸が理論値。

## 11-Jan-92 : Gigantic Solar X-Ray Jet

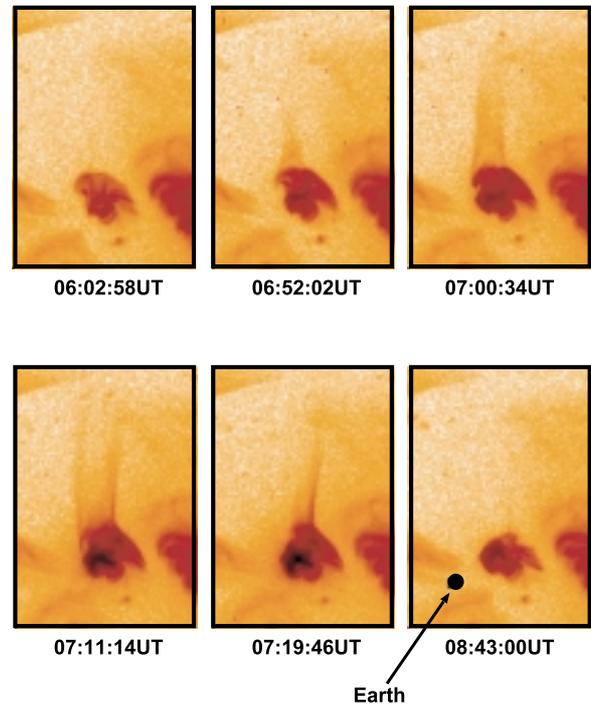


図1：「ようこう」軟X線望遠鏡で観測された最大級の太陽X線ジェット。右下の黒い点は、地球の大きさを示している。

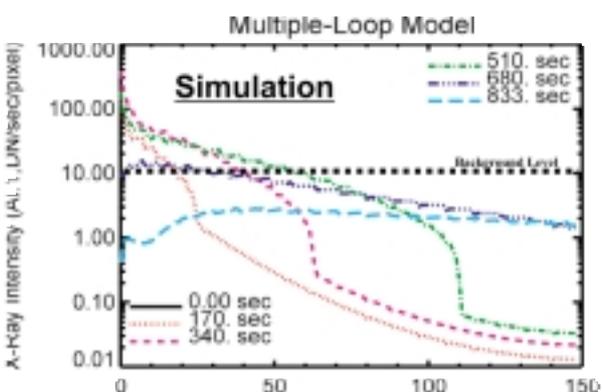
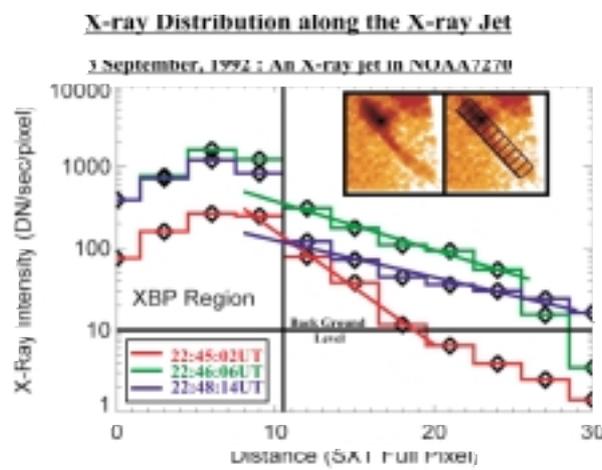


図3：(上)太陽X線ジェットの進行方向のX線強度分布。(下)数値シミュレーションで得られた、高温プラズマ流のX線強度分布。バックグラウンドレベル以下は観測的に見ることが出来ない構造。