

すばるによる重力レンズ観測の現状と展望

二間瀬敏史；東北大学大学院理学研究科、天文

概要

すばる望遠鏡は重力レンズの観測にとっても最適な観測装置である。これまですばるによって行なわれている重力レンズ観測の現状と、今後の展望について述べる。

1 Introduction

1979年に最初の重力レンズ現象が観測されて以来、数多くの重力レンズ系や重力レンズ現象が観測され、今や重力レンズは観測的宇宙論における大きな一分野になっている。日本においては従来、理論的研究が主であったが、近年、すばる望遠鏡によって重力レンズの観測が行なわれるようになり注目すべき成果が現れ始めているが、ここでは私が関係する強い重力レンズを用いた宇宙定数の観測と弱い重力レンズによる銀河団探査について紹介する。またすばるによる重力レンズ観測の今後の展望についても触れる。この点に関して、2001年6月に打ち上げられたMAPが順調に観測を行なっていて、1、2年後という近い将来、宇宙論パラメータが10%程度の精度で決定されることを念頭におかなければならぬ。このため天文学の観測で宇宙論パラメータを決めるることは、あまりインパクトがなくなるであろう。宇宙モデルが決まったとして重力レンズで何ができるのかを考えなければならない。

2 HST14176 + 5226による宇宙定数の観測

重力レンズを用いた宇宙論パラメータの決定については多くの理論的研究がある。特に宇宙定数、あるいはdark energyについてはQSO重力レンズ統計や、AINSHUTAINリングを用いた方法などがある。このどれもが重力レンズ方程式に現れるレンズから光源までと我々から光源までの角径距離の比 D_{LS}/D_{OS} が、宇宙定数に強く依存し物質密度パラメータにはあまり寄らないという性質を利用している。

大山、柏川らFOCUSグループと浜名、千葉、二間瀬のグループは2001年6月18日、宇宙定数の観測的決定を目的としてすばるに設置したFOCUSで重力レンズ系HST14176 + 5226の分光観測を行なった(Ohyama et al 2002)。この系はHST Medium DeepSurveyで発見された赤方偏移0.81にある2明るい楕円銀河によって赤方偏移3.4のQSOがレンズされて4つのイメージとして見えている系である。観測は1800秒で4700Åから9000Åまでのスペクトルをとって楕円銀河の中心部の速度分散を $230 \pm 14 \text{ km/s}$ (1σ)と得た。レンズモデルとしてcored isothermal ellipsoid with external shearを採用

し、4つのイメージの位置を fitting することによって、速度分散以外のパラメータの最適値を決めた。観測される速度分散 ($\langle \sigma_{los}^2 \rangle$: averaged line of sight velocity dispersion の2乗) はレンズモデルのパラメータとしての速度分散 (σ_{tot}) とは異なるため、近傍の橢円銀河からの観測から得られる関係

$$\sigma_{tot}^2 = \langle \sigma_{los}^2 \rangle \left(a \frac{r_c}{R_e} + b \right) \quad (1)$$

を用いた。ここで R_e は luminosity 分布に対する de Vaucouleurs law の effective radius. a, b はレンズ銀河の core の大きさ、星の速度分布の異方性による定数である。我々は近傍の橢円銀河の観測結果を参考に、 $a = 8.05 \pm 2.40, b = 1.07 \pm 0.06$ という値を得た。

そこで速度分散の測定誤差をガウシアンと仮定して、次の likelihood 関数を最大にする、 $(\Omega_m, \Omega_\Lambda)$ の最適値を求めた。ただし totally flat model ($\Omega_\Lambda = 1 - \Omega_m$) と open model ($\Omega_\Lambda = 0$) だけを考慮した。

$$L(\Omega_m, \Omega_\Lambda) = \frac{1}{\sqrt{2\pi}\delta\sigma} \int d\sigma_v \exp \left[-\frac{(\sigma_v - \sigma)^2}{2\delta\sigma} \right] L(\Omega_m, \Omega_\Lambda, \sigma_v), \quad (2)$$

ここで

$$L(\Omega_m, \Omega_\Lambda, \sigma_v) \propto \exp \left[-\sum_{i=1}^4 \left(\frac{(\theta_1^{i,model} - \theta_1^{i,obs})^2}{2\delta\theta_1^{i,obs}^2} + \frac{(\theta_2^{i,model} - \theta_2^{i,obs})^2}{2\delta\theta_2^{i,obs}^2} \right) \right]. \quad (3)$$

$\delta\theta^{i,obs}$ ($i = 1 \dots 4$) と $\delta\sigma$ はそれぞれ観測されたイメージの位置と速度分散の測定誤差である。結果は図1で、totally flat model でも open model でも low Ω_m が支持されることが分かる。最大値はどちらの場合も $\Omega_m \sim 0$ で、 Ω_Λ の lower limit (2σ) は、0.62である。

この方法はレンズモデル依存性はあるものの、他の天文学的方法に固有な dust による吸収の補正、進化効果の補正などによらず、また上述の距離の比が適当な赤方偏移の組合せをとれば Ω_m にほとんどよらないなどの特徴があり、宇宙背景放射や Type Ia 型超新星などの他の観測と相補的になっていていることが特筆される。

レンズモデルの不定性に関しては、近傍の橢円銀河の大規模な観測による統計的性質の決定、この系に対するより deep な観測によるさらなるレンズイメージの発見、あるいは QSO 母銀河のアインシュタインリング像の観測などによって、より精密なモデルをつくる努力をする必要がある。また赤方偏移の違った組合せのいくつかの重力レンズ系に対して同様な観測を行なって宇宙論パラメータに独立な制限をつけることが望ましい。このような観測によって最近注目されている dark energy の状態方程式についての制限も得られる (Futamase & Yoshida 2001, Yamamoto & Futamase 2001)。この決定は宇宙論ばかりでなく素粒子論に対してもインパクトが大きいので、すばるに対してこの種の観測のプロポーザルを続けていく必要がある。

3 弱い重力レンズによる銀河団、暗黒ハロー探査

銀河団は宇宙で最も大きな自己重力系であり、その性質は宇宙論に大きく依存する。たとえば数密度は密度パラメータの決定に用いられたりするが、今後、このような観測で宇宙論パラメータを決めるることは副次的な重要さしか持たないであろう。今後、重要なのは観測的にバリオン物質と暗黒物質の分布の違いを重力レンズと光学、X線観測との比較から調べることであろう。この点に関して近年、光学的またX線の観測で対応する系が存在しないように見える暗黒ハローがいくつか発見されていることは非常に興味深い。我々も HST の C1604 + 4304 のまわりの領域の弱い重力レンズ解析を行ない、このような暗黒ハローを見つけている (Umetsu & Futamase 2000)。宮崎氏によるとすばるの観測でもこの領域に暗黒ハローが見つかっている。もちろんこれらの発見は光学、X線観測でフォローアップされなければならぬが、さらに観測範囲を広げて同じような暗黒ハローがどの程度あるか、またバリオン物質の分布との相関を調べることも非常に重要である。この点に関してすばる望遠鏡の主焦点カメラは最適な観測装置である。

このような観点から我々は弱い重力レンズの S/N マップを有効に求める方法を開発し、2001 年 3 月にすばる望遠鏡で遠方銀河団領域の観測を行なった (Umetsu et al 2002)。S/N マップは重力レンズによる shear field からつくられたベクトル場の E-mode part を信号 S、B-mode part をノイズ (の RMS) N として、それらの比をとったものである。図 2 は X 線銀河団 MS1054-03 のまわりの領域の銀河数密度と弱い重力レンズの S/N マップである。この銀河団は赤方偏移 0.83 にあって速度分散 1150 km/s , $L_X = 7.7 \times 10^{44} h^{-2} \text{ erg/s}$, $T_X = 12.3 \text{ keV}$ というリッチな X 線銀河団である。我々の目的の一つは弱い重力レンズによってどのくらい遠方の銀河団が検出されるかということであって、この銀河団のまわりの領域を選んだ理由は光学、X 線で観測されている遠方銀河団だからである。図から明らかに銀河団に対応する位置に S/N マップのピークが対応しており、またその他にいくつかのピークも存在することが分かる。これらのピークのうち 2 番目に高いピークの値は 4.0 で、その高さのピークがランダムガウシアンノイズで現れる確率は $\sim 5 \times 10^{-4}$ にすぎない。今後、これらのピークに対応する重力的な質量と光学的な質量の比較、X 線の観測との比較など行なっていく。またこの観測は前半夜であり、後半夜には重力レンズ系 B1422+231 近傍の領域を観測しており、現在解析中である。

今後、さらに多くの領域を観測し暗黒物質とバリオン物質の分布の関係を調べていく。また観測領域がある程度広くなった時点で、cosmic shear も解析する予定である。cosmic shear については我々は Minkowski 汎関数を用いた非ガウシアンの検出を提案しているので、この方法を適用したいと考えている (Sato et al 2001)。

4 今後の展望

今後、dark matter と baryon matter の分布との関係を観測的に決めて、構造形成理論への制限を与えることが重要になるだろう。このためには上で述べたような弱い重力レンズの観測を組織的に行なっていく必要がある。この点、視野の広いすばる S-Cam は非常に有効である。

また dark halo の density profile について N 体計算から予言されるものを観測的に検証することも重要であろう。これについて現在、我々は S-Cam を用いた近傍銀河団に対する weak lens による density profile の直接観測を提案している。図 3 に示すようにすばるの観測のシミュレーションによって、generalized NFW profile

$$\rho(r) = \frac{\rho_{cr}\delta_c}{(r/r_s)^\alpha(1+r/r_s)^{3-\alpha}} \quad (4)$$

のパラメータ $\alpha = 1$ (NFW) と $\alpha = 1.5$ が十分区別できることが示される。この図は ζ statistics と呼ばれる量から導かれた中心からの半径の関数としての質量 $M(< R)$ を示してある。ここで宇宙論は ($\Omega_m = 0.3, \Omega_\Lambda = 0.7$)、背景銀河の赤方偏移分布は HDF の観測に合うようにその平均を 1.2 として適当に仮定した。また平均する背景銀河の数密度は 1 平方分当たり 30 個とした。

最近の CDM model に基づく high resolution N 体計算では銀河サイズの halo に数百の subhalos の存在が示唆されている。この存在を観測的に検証することは銀河形成問題にとって極めて重要である。重力レンズをもちいて subhalo の存在を検証する方法が Mao and Schneider によって 1998 年に提案されている。光源がレンズ面の caustics の近傍に位置する場合、できるイメージの配置や明るさの比は caustics の種類によって決まってしまう。このような重力レンズ系は実際にいくつも発見されているが、イメージの位置はレンズモデルによって正確に再現されるが明るさの比が観測と理論値では大きく違っている系がある。この原因はたとえば dust による減光、他の銀河による光の影響、マイクロレンズ効果などいろいろ考えられるが、一つの可能性として subhalos の存在による影響がある。最近、千葉によって重力レンズ系 PG1115+080 と B1422+231 に対して、この可能性が調べられた (Chiba 2001)。これらの系に対するレンズモデルはどれもイメージ間の明るさの比を再現することができない。千葉は N 体計算による subhalo 分布を考慮してレンズモデルをつくり、イメージ間の明るさの比が再現できる可能性を示している。この研究は間接的に subhalos の存在を支持するが、問題の重要性からより直接的な方法を考える必要があるだろう。

参考文献

Chiba, M., 2001, ApJ in press.

- Futamase, T., & Yoshida, S. 2001, Progr. Theor. Phys, 105, 887
 Mao, S., & Schneider, P. 1998, MNRAS, 295, 587
 Ohyama et al, in preparation
 Sato, J. et al. 2001, ApJL, 551, L5
 Umetsu, K., & Futamase, T. 2000, ApJL, 539, L5
 Umetsu, K. et al. in preparation
 Yamamoto, K., & Futamase, T. Progr. Theor. Phys, 105, 707

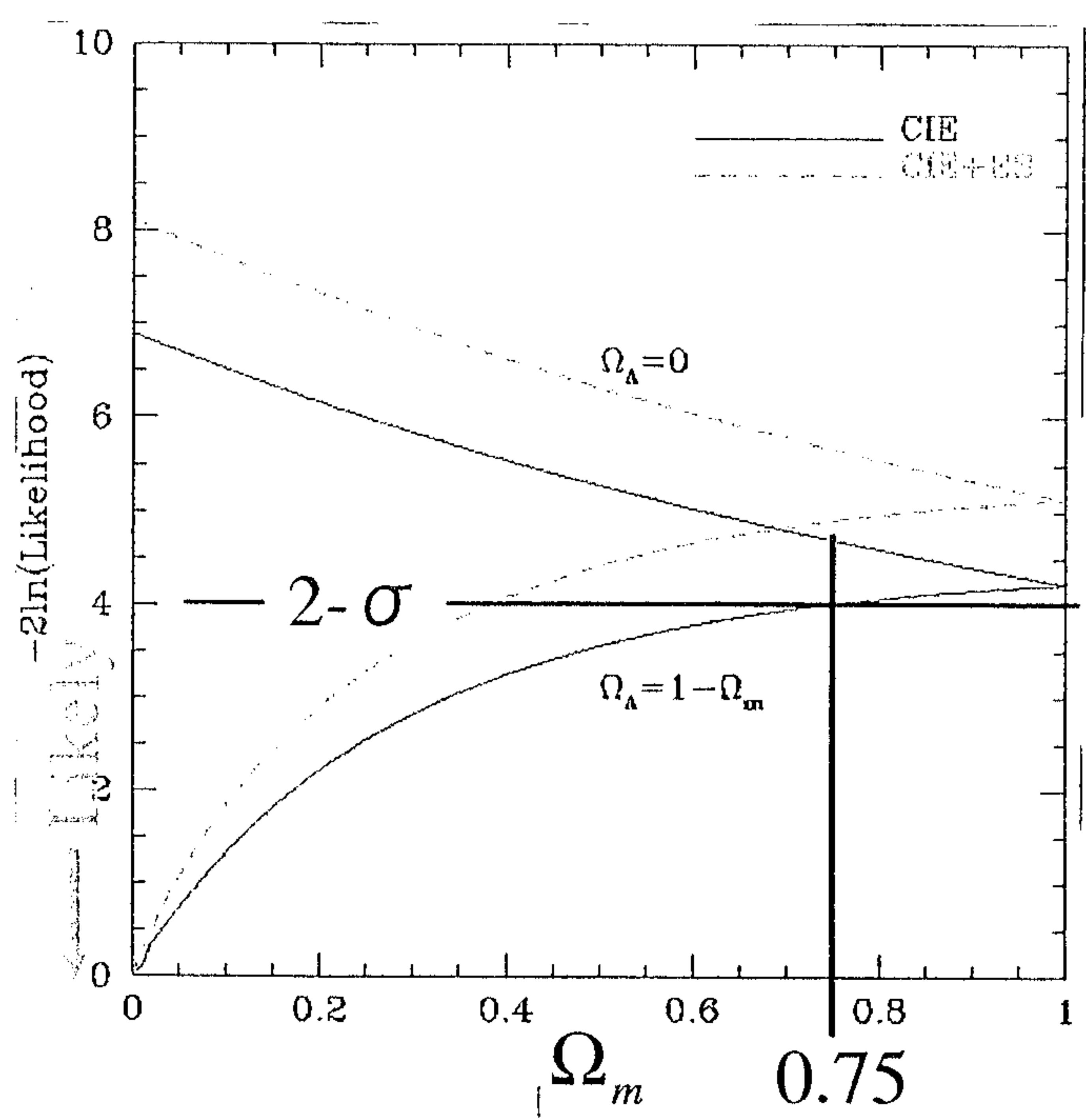
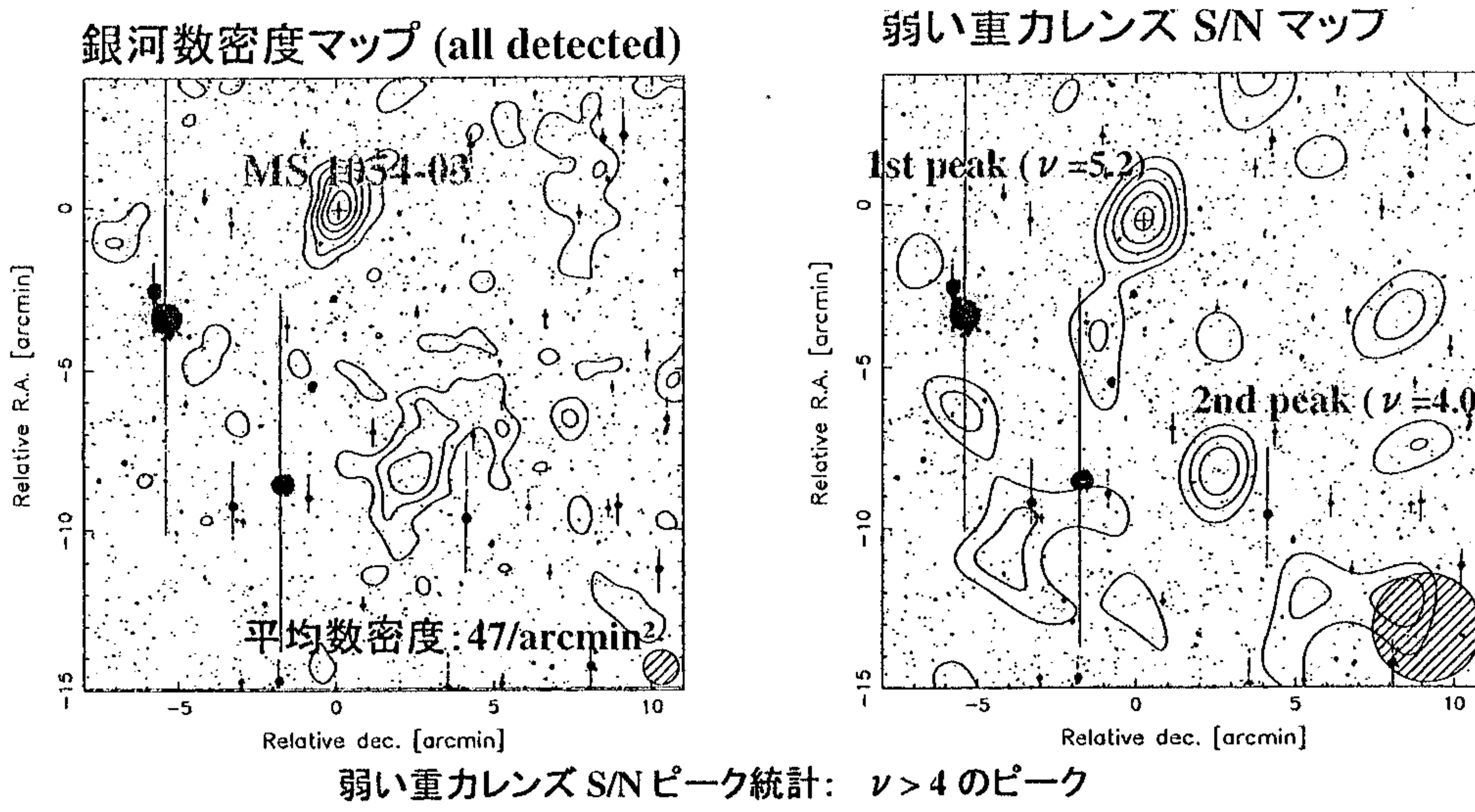


Fig. 4

Fig. 2.



	1st peak	2nd peak
ν	5.3	4.0
$P(\nu_{\text{rand}} > \nu \text{peak})$	1.2×10^{-6}	4.8×10^{-4}

Fig. 3.

