

VERAによる星の質量測定の可能性*

大西浩次**

Measurement of Stellar mass by VERA

Kouji OHNISHI

Due to the development of High accuracy Astrometry, the positional shift of QSO due to gravitational deflection of light will be detectable. We showed that it is feasible to measure the mass of single star by observing the variation of gravitational deflection caused by the orbital motion of the Earth. For a stars within 100pc with an appropriate background source such as a QSO within 1 arcsecond, their mass can be determined by measuring the deflection shift with the accuracy of 10 micro-arcsec. On the other hand, in the case that relative angular distance between star and QSOs is known by the other observation, the mass of star can be determined by measuring the shift of gravitational deflection of light. We show the feasible to measure the mass of single star by VLBI Exploration of Radio Astrometry (VERA) and we show the general probability of the existence of candidate stars and the list of some candidate stars up to now. In the future, almost all stars within 1 arc-second from the QSOs become the candidate stars using a high accurate and a massive scaled data from a satellite such as GAIA. Therefore we propose that QSOs with nearby stars should be monitored for detection of gravitational lens effect for to detect the gravitational lens effect due to stars and MACHOs and the measurement of stellar mass.

キーワード: gravitational lens, gravitational deflection, stellar mass, MACHO, VERA, Interferometer

1. はじめに

現在の時間・空間の観測精度の向上はめざましいものがあり、時系や基準座標系の精度の向上とともに、重力レンズ効果のような小さな効果も計測可能になってきた。現在、電波干渉計の分野では、VLBI技術の進展により100マイクロ秒角を切る精度が達成されている(Lestrade et al 1992)。また、光学干渉計の分野では、1990年代に入って著しい技術的進展により、接近した星の離角精度は数10マイクロ秒角が達成されつつある(Shao & Colavita, 1992; Peterson, et al. 1996)。また、欧州宇宙機関が打ち上げた位置天文衛星 Hipparcos の観測では、12万個の星の離隔を1masの精度で測定し、今後さまざまな解析が期待されている(Perryman et al. 1997)。たとえば Hipparcos の観測から得られた12万個に及ぶ星の位置測定のデータより距離指標に使う変光星の距離がずれていたこと、その結果、宇宙年齢より古い星が有るという理論

と観測の矛盾に解決の糸口を与えている(Perryman et al. 1998)。このように、精密位置計測によって従来より精度が単にあがったのみならず、いままで見えなかった現象が検出できるようになると期待できる。

現在、次世代の観測計画がいくつも計画されている。そのキーワードは、「2000年代に10マイクロ秒角の狭角度(narrow angle)位置天文学、2010年代は、10マイクロ秒角の広角度(wide angle)位置天文学と数マイクロ秒角の狭角度位置天文学、さらにはサブマイクロ秒角の位置天文学を目指す」である。

いま、10マイクロ秒角を切る位置天文学がいくつかはじまる。電波干渉計では、日本のVERA (VLBI Exploration of Radio Astrometry) Projectが1999年よりスタートし、2000年より建設が開始している(VERA HP)。光学干渉計の分野では、地上装置としては、Keck干渉計が、Narrow Angleで20 μ asの精度をめざし(KECK HP)、位置天文衛星では、NASAのORIGINS計画の先駆けとして、光学干渉計衛星SIM計画が、Wide Angleで4 μ as, Narrow Angleで1 μ asの精度を目指している(Peterson, et al. 1996, ORIGINS HP, SIM HP)。さらに、2010

* 本論文の主な部分は、国立天文台平成8~9年度共同研究助成金による細川瑞彦(通信総合研究所)、および、福島登志夫(国立天文台)との共同研究をベースにしている。

** 一般科助教授

原稿受付2000年10月31日

表1 地上、スペースでの Astrometry 干渉計の精度の進化：()は Narrow angle での精度

Year	On the Ground	
	Radio	Optical
1990'	~ 40 μ as (VLBA)	~ 10000 μ as (MARK III)
1995		~ 50 μ as (Palomar Testbed I)
2000-2005		~ (20) μ as (Keck Interferometry)
2005-2010	~ 10 μ as (VERA)	
2010-	~ 1 μ as (VERAII?)	

Year	In the Space	
	Radio	Optical
1990'	~ sub-mas (VSOP)	~ 10000 μ as (Hipparcos)
2000-2005	(VERA)	~ 50 μ as (DIVA & FAME)
2005-2010	~sub-mas (VSOPII)	~ 4(1) μ as (SIM)
2010-	~ 1 μ as (VERAII?)	~ 10 μ as (GAIA) ~sub μ as (TPF,LF,PI)

年代には、次世代天体位置衛星 GAIA (GAIA HP), NASA の ORIGINS 計画の次世代衛星 TPF, LP, IF など、生命の在る惑星探査のために、sub- μ as の精度を持つ大型衛星計画がある。また、月面でのマイクロ秒角からサブマイクロ秒角の観測精度を目指す装置の計画が提案されている。

このような、精密位置計測によって従来の測定精度で見えなかった新しい発見が期待できる。本論文では、位置の測定精度が 10 マイクロ秒角を切ったとき、新しく見えてくるもの、—ここでは、重力レンズを中心に— レンズ天体の検出と、その星の質量を測定するという観点から検討してみる。

2. 星の質量測定

星の質量は、天体物理学における最も基本的な物理量の一つである。しかし、その測定はきわめて難しく、また、ニュートン力学内では、単独で存在している星の質量を測定する事は原理的にできず、連星の解析により数十個の連星の質量が決まっているにすぎない (Popper 1980; Anderson 1991)。一方、通常の星による重力レンズ効果はきわめて小さいが、星の質量に比例するので、重力レンズ効果の計測から、原理的には星の質量が決定できるはずである。星による時空の歪みの大きさは、だいたい、10 μ as 以下で見えてくる。これまで、このような小さな時空の歪みは測定できないだろうと考えられてきたため、最近まで詳しい考察が行われなかった。しかし、電波干渉計や光干渉計の著

表2 Principle of Mass measurement

Star(s)	Newtonian	Relativity Gravitational Lens effect
Single	test particle	(1) Microlensing (2) Light deflection (3) Time delay of light
Binary	Kepler motion perturbation	Microlensing et al.

しい技術進歩・革新によって、近い将来、これらの時空の歪みの検出が可能になると考えられはじめた。以前、我々は、天体の位置測定の精度が 10 μ as の分解能になると、銀河系内の星による重力レンズ効果が測定可能になり始めること、および、その応用として、単独星の質量測定の原理を導き、(Hosokawa et al.1993) 銀河系にダークマター候補天体 Massive Astrophysical Compact Halo Objects (MACHOs) の検出可能性を検討した (Ohnishi 1995, 1999, 2001)。

今年 (2000 年)、我々の検討の結果を検証できる能力のある電波干渉計— 新しい VLBI (Very Long Baseline Interferometer; 超長基線干渉計) 技術を使った精密位置測定用電波干渉計 VLBI Exploration of Radio Astrometry (VERA)—の建設が始まった。VERA とは、国立天文台を中心に進められている Astrometry (位置天文学) 用電波干渉計で、口径 20 m の電波望遠鏡を日本列島の 4ヶ所 (水沢、鹿児島、小笠原、石垣) に設置し、これら 4つの望遠鏡を VLBI 電波干渉計とすることで、口径 2000km の電波望遠鏡に相当する分解能を得ることができる。さらに相対 VLBI という手法を採用することで、大気による電波遅延の揺らぎ (電波シーイング) を取り除き、10 μ as の分解能を目指している。この VERA では、これまでより 100 倍高い分解能で銀河系内のメーザー源の位置と運動が決定できるので、系外銀河系基準座標系 (McCarthy 1996) を基準として、銀河系内天体の動力学が初めて決定できる (Sasao et al, 1993, 1994, 1997)。2000 年よりアンテナの建設が始まり、2003 年にファーストプリンジ、2004 年より科学観測が始まる予定である。VERA の建設が始まったいま、もう一度、VERA による重力レンズ検出、質量測定の可能性を検討する。

3. 重力レンズ効果

銀河系内天体 (恒星や MACHOs) の質量測定や検出の可能性として、いくつかの重力レンズ効果 (Schnider et al.1992) を使った方法が提案されている。

(1) 背景光源の光を集めるマイクロレンズ現象: Mi-

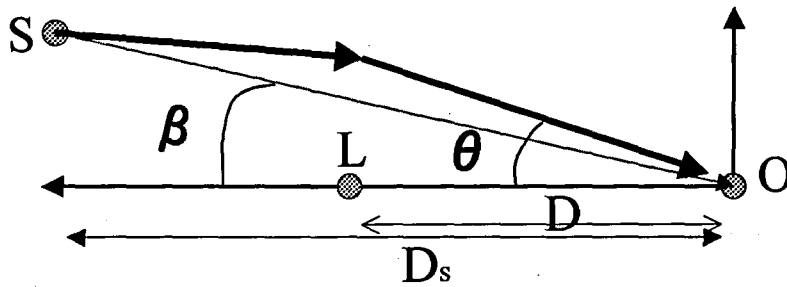


図 1 Gravitational Lens Geometry

rolensing.

(2) 背景光源の光を曲げる重力位置偏向効果: Gravitational Deflection of Light.

(3) 背景光源からの光の伝搬を遅らす重力時間遅延効果: Gravitational Time Delay of Light.

このうち、(1),(2)は章を改めて説明する。(3)の Gravitational Time Delay は、重力場における電波(光)伝搬時間の遅れの測定によるレンズ天体の質量測定法である。伝搬遅延の測定できる現象として、太陽によるシャピロ遅延以外に、パルサーのパルスの伝搬時における視線方向内の重力レンズ源により遅延効果を実験的に検出する事が提案されている(Ohnishi et al.1995) これらの原理で星の質量が決定でき、かつ MACHO のような天体を検出することも可能であることが示されている。

これらの効果は、いずれも、背景の光源 \$S\$、重力レンズ天体 \$P\$、観測者 \$O\$ が、きわめて良く一直線上に並んでいるような状況で起きる (Fig.1 参照)。

光源 \$S\$ からの光は、重力レンズ天体 \$P\$ により曲げられ、観測者 \$O\$ に到着する。重力レンズ効果における特徴的な角度スケールは、アインシュタイン (リング) 角 \$\theta_E\$ である (Einstein 1936) :

$$\begin{aligned} \theta_E &= \left(\frac{4GM}{c^2} \frac{D_s - D}{D D_s} \right)^{1/2} \\ &= 0.9 \text{mas} \left(\frac{M}{M_\odot} \right)^{1/2} \\ &\quad \times \left[10 \text{kpc} \left(\frac{1}{D} - \frac{1}{D_s} \right) \right]^{1/2}. \end{aligned} \quad (1)$$

ここで、\$M\$ はレンズ源の質量、\$D_s\$ は観測者から背景光源までの距離、\$D\$ は観測者からレンズ源までの距離である。

4. マイクロレンズ現象 (Microlensing)

マイクロレンズ現象とは、レンズによる増光現象であり、その増光量 \$A\$ は、\$\beta\$ と \$\theta_E\$ の比 \$u = \beta/\theta_E\$ の関数として、

$$A = \frac{u^2 + 2}{u\sqrt{u^2 + 4}}, \quad (2)$$

である (Paczynski 1986)。いま、衝突パラメーターが大きくなると

$$A - 1 \sim u^{-4} \quad \text{as } u > 1, \quad (3)$$

と減少する。それ故、このような重力レンズによる増光が起きるのは、背景光源が、レンズの(視線方向の)アインシュタイン角以内の領域に存在するきわめて限られた時である。この事より、マイクロレンズの optical depth は、

$$\begin{aligned} \tau &= \int dD dM n(M) \pi (D \theta_E)^2 \\ &= \int dD \rho \pi \left(\frac{4G D (D_s - D)}{c^2 D_s} \right) \end{aligned} \quad (4)$$

と表せる。ここで \$\rho = \int dM n(M)\$ である。良く知られているように、レンズ源が MACHO、光源が LMC の場合、この optical depth のオーダーは、\$10^{-6} \sim 10^{-7}\$ であり、レンズ源が disk star or bulge star、光源が bulge star の場合、それぞれ \$10^{-7}\$ と小さい。それゆえ、マイクロレンズ現象の起きる確率は、\$10^{-6} \sim 10^{-7}\$ ほどで、マイクロレンズ探索においては、\$10^6 \sim 10^7\$ の星の光学モニターが必要である (Paczynski 1986)。

マイクロレンズの特徴的な時間スケール \$t_{ML}\$ は、

$$\begin{aligned} t_{ML} &\sim \frac{\theta_E}{\mu} \\ &= 0.5 \text{yr} \left(\frac{M}{M_\odot} \right)^{1/2} \end{aligned}$$

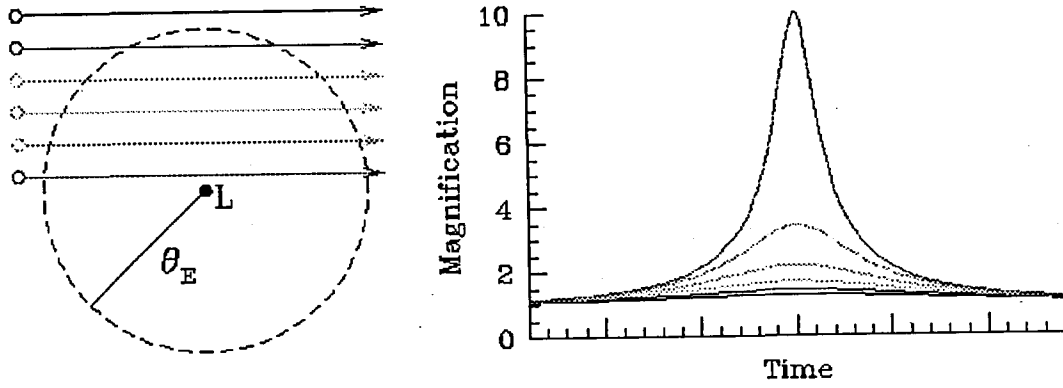


図 2 Impact parameter and microlensing light curve

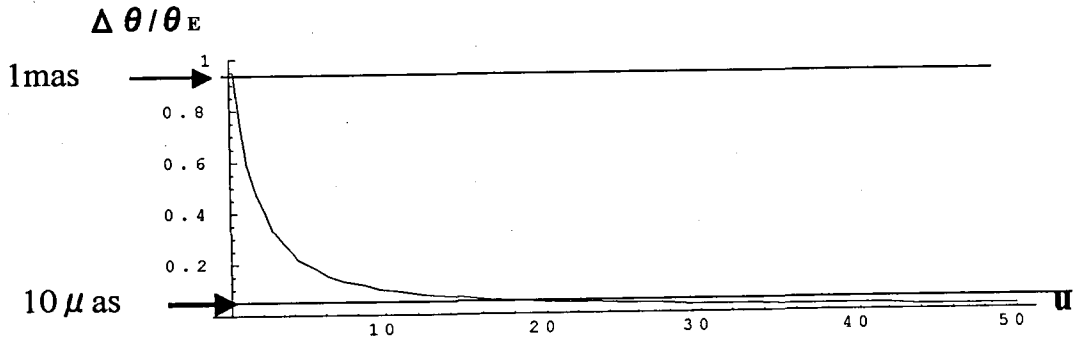


図 3 $\Delta\theta$ v.s. β

$$\begin{aligned} &\times \left(\frac{D}{10\text{kpc}}\right)^{-1/2} \left(1 - \frac{D}{D_s}\right)^{1/2} \\ &\times \left(\frac{200\text{kms}^{-1}}{v_t}\right)^{1/2} \end{aligned} \quad (5)$$

である。ここで、 μ は固有速度であり、 v_t は、横断速度 $v_t = D\mu$ である。マイクロレンズを特徴づけるパラメーターは、4つある。レンズの距離、光源の距離 (通常は知っているとして仮定)、レンズの質量、レンズの固有速度、衝突パラメーターである。光度観測からは、増光量 A より β_{min}/θ_E 、イベント時間 $t_e = t_{LM} = \theta_E/\mu$ の2つの量しか決まらない。すなわち、測光観測のみでは、4つの縮退を完全に解くことはできない。それ故、レンズの質量の推定には、通常、適当な銀河モデルを採用し、レンズ源の距離と固有運動 (速度) を推定する。MACHO グループによる LMC 方向のマイクロレンズ探索の2年間の結果は、11個のマイクロレンズを発見し、そのイベント時間より、レンズの質量が $0.5M_\odot$ と結論している (Alcock et al. 1997)。この結果は、ダークハロー天体 MACHO の候補天体が褐色わい星でない事を意味している。無論、質量推定に使った仮定による問題もある。

一方、マイクロレンズの精密な測光観測で、光源のサイズ効果を使って、固有運動を決定したり、レンズが連星の場合は、4つのパラメーターの縮退を解くことができる事が知られている (Gould 1996; Paczynski 1996, et al.)。これらによって、レンズの質量が決定できるかも知れない。しかし、optical depth がきわめて小さいと言う困難さは、相変わらず大問題である。

5. 重力偏向 (gravitational deflection)

銀河重力場による背景 QSO の像の変形 (\sim arc-second) と異なり、恒星による背景光源の位置のずれ (偏向) ($\sim 10 \mu$ arc-second) はたいへん小さいので、実際にそれを検出することは不可能であろうと考えられてきた。しかし、今日の干渉系技術の進展により、これらの測定の可能性が出てきた。

Fig.1 の状況を考える。光源 S からの光は、重力レンズ天体 P により曲げられ、観測者 O に到着する。このとき、観測者 O から S を見ると、S と P の見かけの離角が実際の離角より大きくみえる。いま、光源 S は、系外銀河 (QSO) を想定する。レンズ源までの距離こ

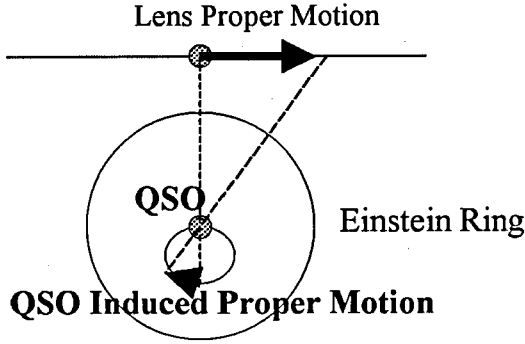


図4 Detection of gravitational shift of position of QSO
の見かけの離角を θ , Pによる重力位置偏向効果が無視できる時の離角を β とすれば,

$$\theta = \beta + \left(\frac{4GM}{c^2} \frac{1}{D\theta} \right) \quad (6)$$

と表される (Refsdal 1964, Schnider et al. 1992). それ故 β が測定可能量でないので, 単一の θ の測定だけから, 曲がった角度 (重力位置偏向) $\Delta\theta = 4GM/c^2 D\theta$ が決まらない. しかし, この重力レンズ効果による位置偏向は, 分散性のあるレンズと同様の性質を持っている. すなわち, 衝突パラメーターが小さいと大きく曲がり (離角が大きくなる), 衝突パラメーターが大きくとあまり曲がらない (離角がほとんど変化しない). そこで, もし, レンズの固有運動などによる衝突パラメーターの変化が推定できれば, 実際の離角の変化との差として, 重力位置偏向 $\Delta\theta$ が決定できる (Chollet 1979; Kovalevsky et al. 1986). 実際, 銀河系内の天体の固有運動は (銀河に比べてはるかに) 大きいので, 観測期間 (数年から数十年) 内で, レンズの固有運動による離角の変化が観測可能である. Fig.3より, 重力位置偏向の検出には, θ_E 以上の測定精度が必要であることがわかる.

さて, $\beta \gg \theta_E$ の時, $\Delta\theta$ は

$$\Delta\theta \approx \frac{\theta_E^2}{\beta} = \left(\frac{\theta_E}{\beta} \right) \times \theta_E = \frac{2R_s}{D\beta} \quad (7)$$

である. ここで, R_s はシュワルツシルド半径であり, $R_s = 3\text{km} (M/M_\odot)$ である. Fig.4のように, 固有運動による相対離角のモニターによって, 重力位置偏向が測定可能である. ここで, 位置のずれの検出限界 (detection limit=観測精度) を θ_{dl} としよう. そうす

れば,

$$\theta_{dl} < \frac{\theta_E^2}{\beta} \implies \beta < \frac{\theta_E^2}{\theta_{dl}} = \left(\frac{\theta_E}{\theta_{dl}} \right) \theta_E \quad (8)$$

より, 重力位置偏向の optical depth σ_{dl} は,

$$\begin{aligned} \sigma_{dl} &= \int dDdMn(M)\pi \left(D \frac{\theta_E^2}{\theta_{dl}} \right)^2 \\ &\approx \left(\frac{\theta_E}{\theta_{dl}} \right)^2 \tau \end{aligned} \quad (9)$$

となる. θ_{dl} の高い観測装置 (VERA, Optical Interferometers, et al.)があれば, $(\theta_E/\theta_{dl})\theta_E \gg \theta_E$ より, 位置偏向の測定可能領域がマイクロレンズの観測可能領域よりはるかに大きくなる. ここで, 検出限界 θ_{dl} を $\sim 10\mu\text{as}$ とし, レンズを恒星 (disk star & bulge star; $\theta_E \approx 1000\mu\text{as}$)とすれば, optical depth σ_s は, オーダー $10^{-3} \sim 10^{-4}$ であり, レンズ源を MACHO ($\theta_E \approx 300\mu\text{as}$)とすれば, optical depth σ_m は, オーダー 10^{-4} である. 一方, レンズ効果の特徴的時間のスケール t_{GD} は,

$$t_{GD} \sim \left(\frac{\theta_E}{\theta_{dl}} \times \theta_E \right) / v_t = \left(\frac{\theta_E}{\theta_{dl}} \right) \times t_{ML} \quad (10)$$

である. いずれにしても, マイクロレンズの場合に比べて, 3, 4桁大きい事に注目してほしい (Ohnishi 1995). これらより, 多くのQSOや系外銀河は, 銀河系内の天体によって, 重力位置偏向を受けて揺らいていると期待できる. このことは, 系外銀河系基準座標系の精度限界, あるいは劣化があると考えられる. Hosokawa et al. (1997)は, 系外銀河系は, オーダー数 $10\mu\text{as}$ で揺らいており, その時間スケールは数10年であること, 銀河系ハローダークマターがMACHOとして存在しているのなら, これらによるレンズ効果による揺らぎを補正することは不可能こと, それゆえ, 系外銀河系基準座標系の精度限界が, オーダー数 μas にある事を示した.

6. 質量決定の一般原理

重力位置偏向の測定により, $\beta, \Delta\theta$ より, θ_E を決めることができる. ただし, このアインシュタインリングのみでは, 質量と距離の比しか決まらない. ここで, 質量と距離を決まるにはどうすれば良いだろうか. もう一つ, 長さのスケールが入れば決定できるはずである. そのスケールとして, 観測者の移動量 a に伴う視差 $\Pi = a/D$ を導入しよう. この視差の変化による重力位置偏向量の変化量 $\delta\theta$ は

$$|\delta\theta| \approx \Pi \times \left| \frac{d\Delta\theta}{d\theta} \right|$$

$$\begin{aligned}
&= \Pi \times \frac{\theta_E^2}{\theta^2} \\
&= \frac{a}{D} \frac{2R_s}{D\theta^2} \quad (11)
\end{aligned}$$

より,

$$|\delta\theta| \sim 100\mu\text{as} \left(\frac{M}{M_\odot}\right) \left(\frac{D\text{pc}}{100\text{pc}}\right)^{-2} \left(\frac{\theta\text{as}}{0.1\text{as}}\right)^{-2} \quad (12)$$

である。この事より、年周視差を視差の原因とすれば、太陽系近傍天体のみ (100pc 以内)、視差変化が観測可能となる。この年周視差によるずれが観測できれば、(固有運動の時と併せて) レンズの質量が測定できる。

ここで、視差のずれの検出限界 (mass measurement limit=観測精度) を θ_{mml} としよう。そうすれば、

$$\theta_{mml} < \frac{a}{D} \frac{2R_s}{D\theta^2} \approx \frac{a}{D} \frac{2R_s}{D\beta^2} \quad (13)$$

より,

$$\beta^2 < \frac{a2R_s}{D^2\theta_{mml}} \quad (14)$$

となる。それゆえ、質量測定可能な Optical depth σ_{mml} は、

$$\begin{aligned}
\sigma_{mml} &= \int dDdMn(M)\pi \left(\frac{a2R_s}{D^2\theta_{mml}}\right)^2 \\
&\approx \frac{a}{2R_s/\theta_{mml}} \sigma_{dl} \quad (15)
\end{aligned}$$

となる。ここで、 $a = 1\text{AU}$, $M = M_\odot$, $\theta_{mml} = 10\mu\text{as}$ とすれば、 $a/(2R_s/\theta_{mml}) \approx 1/800$ である。これらより、光源とレンズ、それぞれの対象における optical depth は、Table 3 に示す。

7. 視差変化による質量測定

観測者 O が移動することによる S の天球上での位置変化 “見かけの視差” $\delta\theta$ は、移動による “期待される視差” $\Delta\beta$ とは異なる。実際の測定可能量は、前者の $\delta\theta$ である。いま、SL を z -軸、この軸に対して移動前の観測者 O の方向を x -軸、それに垂直方向を y -軸とする。いま、観測者 O が (x, y) 平面内を $\vec{r} = (X, Y)$ 移動したとする。この移動に伴う “見かけの視差” $\delta\vec{\theta} = (\delta\theta_x, \delta\theta_y)$ は、 “期待される視差” $\Delta\vec{\beta} = (X/D, Y/D)$ を使うと、 $D \ll D_s$ で、

$$\begin{aligned}
\delta\theta_x &= \Delta\beta_x \left(1 - \frac{4GM}{c^2 D\theta^2}\right), \\
\delta\theta_y &= \Delta\beta_y \left(1 + \frac{4GM}{c^2 D\theta^2}\right), \quad (16)
\end{aligned}$$

となる。すなわち、観測者の離角を大きくする方向 (x -方向) の移動は、真実の離角変化 $\Delta\beta_x = X/D$ より小

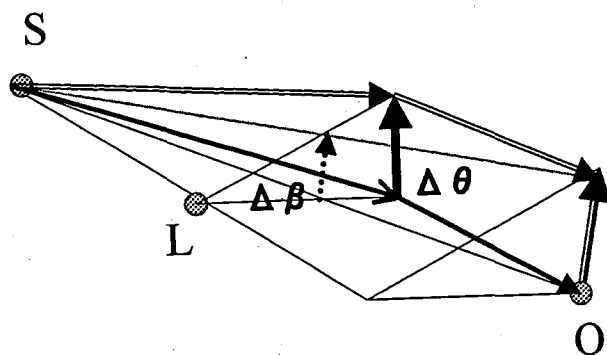


図5 Positional shift of QSO due to parallax
さく、それに垂直な方向 (y -方向) の移動は、真実の離角変化 $\Delta\beta_y = Y/D$ より大きくなる。この事より、分かっている観測者の移動量 $\vec{r} = (X, Y)$ 、及び、測定量 $\delta\vec{\theta} = (\delta\theta_x, \delta\theta_y)$ より、重力レンズ天体 L の距離 D と質量 M は、

$$\begin{aligned}
M &= \left(\frac{c^2\theta^2}{8G}\right) \left(\frac{x}{\delta\theta_x} - \frac{y}{\delta\theta_y}\right), \\
D &= \frac{1}{2} \left(\frac{x}{\delta\theta_x} + \frac{y}{\delta\theta_y}\right) \quad (17)
\end{aligned}$$

と同時に求まる。ここで現れる特徴的な大きさは、観測者の移動量を 1AU 程度とすれば

$$\delta\theta \approx 10\mu\text{as} \left(\frac{M}{M_\odot}\right) \left(\frac{D\text{pc}}{100\text{pc}}\right)^{-2} \left(\frac{\theta''}{0.3''}\right)^{-2} \quad (18)$$

である。ここで、 $D=10\text{pc}$, $\theta=1''$, $M = M_\odot$ とすれば、100 マイクロ秒角くらいのずれになる。この精度は、光赤外線干渉計や VLBI によってすでに達成されている (Lestrade et al. 1992)。VERA 計画では、10 マイクロ秒角が達成できるので、数 10pc までの距離にある星が質量測定可能な候補天体になる。

ここで、実際に観測者の移動を地球の公転運動と仮定し、背景の星 S を重力レンズ天体 P を中心とする座標系で記述すると、重力レンズ効果がないときの視差楕円 (S の軌跡は L を中心とした楕円になる) に比べ、視差楕円の中心は P から離れ、P の離角方向にはつぶされ、離角に垂直な方向には引き伸ばされるように変形する (Fig.6 を参照)。ここで、 Π は年周視差、 B は黄緯、 ϕ は、P-S と黄経とのなす角度、 $\epsilon = 4GM/c^2 D\theta^2$ である。この視差楕円の変形を測定することで、星の質量が測定できる。これらの詳しい議論は、M.Hosokawa et al.(1993,1995) を参照してほしい。

表3 Optical depth of detection of gravitational deflection, σ_{dl} v.s. mass measurement from parallactic variation of gravitational deflection, σ_{mml} at $\theta_{dl} = \theta_{mml} = 10\mu$ as case

Source star	Lens star	σ_{dl}	σ_{mml}
galactic bulge star	disk star	2×10^{-4}	2×10^{-7}
QSO or Galaxy	MACHO	10^{-3}	10^{-6}

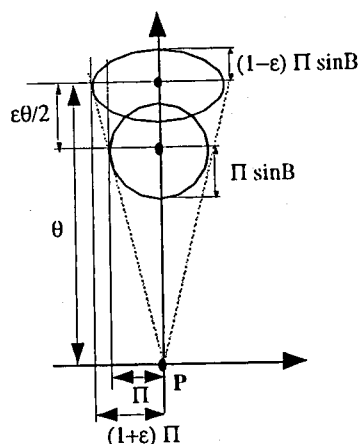


図6 Distortion of parallactic ellipse
8. 質量測定の手順

これまで、重力位置偏向を測定することで、アインシュタイン角のサイズを決定すること、さらに、重力位置偏向の視差効果によって、レンズ天体の距離と質量分離して決定できる事を示した。また、それらの現象の観測できる確率 (optical depth) の一般論を述べた。ここで、実際の観測を想定した手順を考える。

はじめに、背景光源とレンズのペアを捜す必要がある。観測目標を質量測定に限定すれば、視差の効果が見える太陽近傍の天体に限定される。太陽近傍であれば、主系列星に関しては、ほとんどすべての星のリストができていますので、このより、背景のQSOと離角の小さい (1~2秒角以内) 星がその候補となる。表4、表5はそれらの一例である。

観測を電波干渉系 (VERA) に限定すれば、通常、レンズ源は見えないので、レンズの固有運動に伴う衝突パラメーターの変化によるQSOの位置のずれ

$$\Delta\theta(t) = \frac{\theta_E^2}{\theta(t)} \quad (19)$$

の回転してゆく様子 (Gould 1992, Ohnishi 1995, Myamoto&Yoshi 1995, Walker 1995, Hog et al. 1995, Hosokawa et al. 1997, Paczynski 1998, Boden et al. 1998), 及び、観測者の年周運動に伴う視

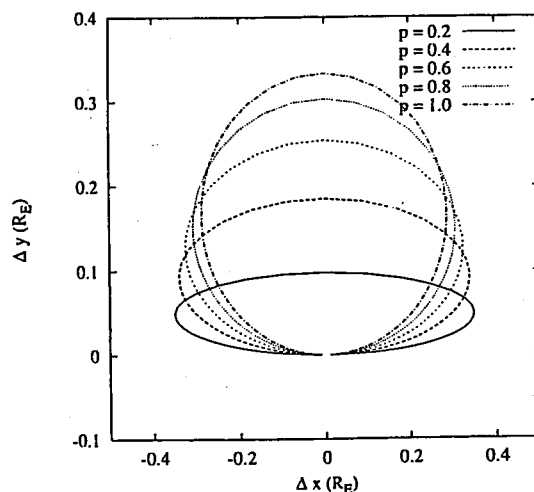


図7 Example of QSO positional motion
差による衝突パラメーターの変化によるQSOの位置のずれ

$$\delta\theta(t) = \frac{a}{D} \frac{\theta_E^2}{\theta(t)^2} \quad (20)$$

のみが観測量になる。Fig.7は、QSOの運動をいくつかの衝突パラメーター場合に描いた例である。この場合、 $\Delta\theta(t)$ のみでは、 θ_E を決定する事はできない。同様に、 $\delta\theta(t)$ まで測定できても、この2つのみでは、 D, θ, M を決定することはできない。しかし、 $\Delta\theta(t)$ や $\delta\theta(t)$ は、 $\theta(t)$ の精度に強く依存しないので、重力位置偏向の観測期間中の1点でよいから、 $\theta(t)$ がある程度の精度で分かっているならば、これらの縮退が解ける。これは、光学的な観測で十分可能である。観測限界を $10\mu\text{as}$ としたときの、視差変化の検出には、レンズ源としては、100pc以内に限定される。主系列星を考える限り、これらは光学的に良く見えるので、QSOと星のペア探しの段階で、一度、きちんと光学的に測定しておけばよい。さらに、もし、QSOのペアになる候補天体が、光学的に年周視差が測定されて、距離が測定できている場合は、 D, θ が、分かるので、 $\Delta\theta(t)$ の測定のみから、質量が決定できる。太陽系近傍の恒星の年周視差のデータとして、現在、Hipparcos catalogue (Perrtman et al. 1997) などがある。これらから、観測対象を特定する事が先決であるが、近い

表 4 Coordinates of QSOs and nearby stars

QSO star magnitude	α h m s	δ ° ' "
0007+106 14.7	0 10 31.005871 0 10 31.01	10 58 29.50408 10 58 29.9
0111+021 13.8	1 13 43.144949 1 13 43.13	2 22 17.31639 2 22 17.8
0735+178 4.3	7 38 7.393743 7 38 7.37	17 42 18.99868 17 42 19.0
0912+297 15.3	9 15 52.401619 9 15 52.40	29 33 24.04293 29 33 23.5
1101+384 12.8	11 4 27.313911 11 4 27.31	38 12 31.79962 38 12 31.8
1302-102 14.8	13 5 33.015008 13 5 32.98	-10 33 19.42722 -10 33 20.1
1514-241 13.3	15 17 41.813132 15 17 41.84	-24 22 19.47552 -24 22 19.8

表 5 Coordinates of QSOs and Hipparcos stars

QSO star number	α h m s	δ ° ' "
0459-753 23106	4 58 17.945614 4 58 17.95	-75 16 37.95439 -75 16 38.0
1213-172 59803	12 15 46.751743 12 15 48.47	-17 32 45.40314 -17 32 31.1

将来、 $10\mu\text{as}$ の測定精度を目指す(すなわち、10kpc内の天体の D が決定できる)いくつかの位置天文測定人工衛星(e.g. GAIA計画(Lindgren & Perryman 1996))が計画されているので、光学的に見えるQSOと星のペアのほとんどが、質量測定の対象候補となりうる。それゆえ、電波で重力位置偏向効果を測定し、光学的にQSOと候補天体の離角測定する事より、多くのレンズ天体の質量が決定可能になる。

ちなみに、10年以内に、数 μas の分解能を持つ光学干渉計人工衛星(SIM)(Peterson et al.1996)により、特定の星の質量測定が行われるはずである。しかし、人工衛星のミッション時間が5年間と限定されていること、干渉計タイプで全天計測で無いことなどより、VERAによるQSOの位置のモニター計測ができれば、SIMよりはるかに多くの星の質量が測定可能である。

9. 質量測定候補天体

Hosokawa et al.(1997)は、銀河系内の天体の重力レンズ効果によって、系外銀河系(QSO)は、 $10\mu\text{as}$ レベルの位置のずれと数 $\mu\text{as}/\text{year}$ の見かけの固有運動が期待できる事を示した。これらより、天体の位置の基準点としてもっとも信頼できる系外銀河基準座標系(McCarthy 1996)でさえ、 $1\mu\text{as}$ レベルの揺

らぎがある事が分かった。最近、Sazhinらが、系外銀河基準座標系の重力レンズ効果による揺らぎ大きさの推定のためInternational Celestial Reference Frameの定義に使われている系外銀河基準座標系の基準天体、1995 International Earth Rotation Service(IERS)Annual Report (IERS 1995)に含まれている607天体に近接する星を、Guide Star Catalogue(Jenkner et al.1990;Lasker et al.1990;Russel et al.1990)及び、Hipparcos catalogue(Perryman et al. 1997)から探し出し、いくつかの仮定の下で、重力位置偏向の大きさを推定した(Sazhin et al.1998)。

607天体の $2''$ 以内に近接する星の在る天体は、170天体(30%弱)に313個の星がある。 $1''$ 以内の近接天体を持つQSOは、73個(12%)のQSOに86個の星があった。さらに、Hipparcos catalogue内の2個の星がQSOに近接していた。

表4は、Sazhinらによる大きな重力位置偏向が期待されるQSO、及び近接星の位置のリストである。表6は、近接星の星の質量を $M = 5M_{\odot}$ 、 $D = 500\text{pc}$ と仮定した時の重力位置偏向の大きさのリストである。さらに、表5は、Hipparcos catalogue内の星に近接するQSOのリストである。QSO1213-172に近接する星(number 59803)は、Hipparcos catalogue

表 6 QSOs and there probable gravitational deflection, $\Delta\alpha, \Delta\delta$ in the unit of μs

QSO	Distance(")	$\Delta\alpha$	$\Delta\delta$
0007+106	0.358	39.8	219.6
0111+021	0.509	-82.4	133.7
0735+178	0.284	-293.6	-30.5
0912+297	0.496	18.1	-160.5
1101+384	0.054	776.7	1329
1302-102	0.812	-62.6	-77.0
1514-241	0.536	120.8	-100.9

よりスペクトルタイプが B8II の $M \sim 10M_{\odot}$ の巨星である。その視差が $\Pi = 19.73 \pm 0.81 \text{ mas}$ であり、50pc 程度の太陽系近傍の星であり、その固有運動は、 $\mu_{\alpha} = -159.58 \pm 0.66 \text{ mas/year}$, $\mu_{\delta} = 22.31 \pm 0.54 \text{ mas/year}$ である。これらのデータより、重力位置偏向の時間変化が予言できる。残念ながら、このペアは離角が大きいので、星が近傍であるながら、地球の公転に伴う視差変化を見ることはできないだろう。

しかし、Sazhin らによる例から推測できるように、精度の高い星のカタログができれば、より多くの候補天体を見つけ出すことができると期待する。現在、VERA では、実際の観測運用が行われる前に、基準となる系外銀河の探索をスタートした。現時点まで、500 天体以上の新天体を発見しており、最終的には、2 万個に近い位置基準となる系外銀河を探す予定である。Sazhin らによる例を当てはめると、2400 個程度の QSOs が、質量測定のためのモニター候補天体になる。

10. 提案

VERA による精測天体位置計測によって、クエーサー (QSO) の視線方向にある銀河系内の恒星や MACHOs の重力レンズ効果による重力位置偏向 (gravitational deflection of light) が、検出できる可能性がある。さらに、地球の公転に伴う視差による重力位置偏向の歪みが測定できれば、重力レンズ天体の質量と距離を同時に決定できる。このような効果が観測できるのは、レンズ天体が、QSO に近接 ($<1''$) していること、及び、太陽系近傍 ($< 100\text{pc}$) に在る必要がある。一方、QSO に近接 ($1''$ 以内) の星の距離が光学観測などで分かっている場合、重力位置偏向からレンズ天体の質量が決定できる。

VERA による銀河内の恒星の質量測定の候補天体の例を表 4.5 で示した。これらは、IERS の基準天体 607 天体 (236 primary objects, 321 secondary objects, 50 source for ties optical reference) の中だけから選ばれている。Sazhin らの結果、 $1''$ 以内の近接

星を持つ QSO の割合は約 10% であった。VERA による観測の基準点は 1 万個ほどの QSO が使われるという。この中で、1000 個ほどが、重力位置偏向効果の検出対象天体になる。VERA の QSO カタログができていく段階で、近接星の有無をチェックする必要がある。

VERA の運用が数十年であるとすれば、基準天体の数 10% が VERA の分解能以上の重力位置偏向を受ける事が期待できる (Hosokawa et al. 1997)。逆に、長期に渡っての銀河の運動力学を調べるには、基準座標点の動きの有無を調べておく必要がある。少なくとも、近接星のある QSO は、基準点としての資格を失うか、あるいは、近接 QSO 間同士の相補観測によって、QSO の動きもモニターする必要が出てくる。もし QSO の固有運動が観測された場合、光学的に近接する天体が見える場合は、その星の重力レンズによるものであり、その星の質量をパラメーターにすることで、QSO の固有運動を補正することで、基準点天体となりうる。一方、光学的に近接する天体が見えなかった場合、QSO の構造に起因した見かけの運動か、あるいは、MACHOs による重力レンズ効果の可能性がある。

将来、GAIA などのデータなどが出てくれば、QSO に近接 ($<1''$) しているほとんどの星が質量測定候補天体になり得る。

以上のことより、重力位置偏向効果の検出のための候補天体の特定のため、(1) VERA の運用のための基準 QSO のリストを QSO 探索を続けているうちから公表してほしい、基準座標系の構築と揺らぎの補正、および、レンズ天体の質量測定のため、(2) 重力レンズ効果が期待できる QSO (近接する星が在ればよい、距離は将来測定できる) を長期に渡ってモニターする事を提案する。

少なくとも、現時点において、星による重力位置偏向 (positional shift by gravitational deflection) の観測例はなく、VERA の運用が 21 世紀初頭にてできれば、最初の恒星による重力レンズの検出例になるだろう。このように、時間や空間の精密測定より、時空の

曲がり（重力レンズ効果）を検出することで物理量を求める相対論位置天文学という新しい分野の研究が21世紀に開かれるだろう。

11. References

- Alcock, C., et al. (The MACHO Collaboration) 1997, *ApJ*, 486, 697
- Andersen, J., 1991, *A&AR*, 3, 91
- Boden, A.F., Shao, M., & Burden, D. Van 1998, *ApJ*, 502, 538
- Chollet, F., 1979, *C.R. Acad. Sc. Paris.*, Tome 299, Ser. B, 163
- DIVA HP, <http://www.aip.de/groups/DIVA/>
- Einstein, A., 1936, *Sci*, 84, 506
- FAME HP, <http://aa.usno.navy.mil/fame/>
- GAIA Project HP, <http://astro.estec.esa.nl/GAIA/index.html>
- Gould, A. 1992, *ApJ*, 392, 442
- Gould, A. *PASP*, 18, 465
- Hog, E., Novikov, I.D., & Polnarev, A.G. 1995, *A&A*, 294, 287
- Hosokawa, M., Ohnishi, K., Fukushima, T. & Takeuti, M., 1993, *A&A* 278, L27
- Hosokawa, M., Ohnishi, K., Fukushima, T. & Takeuti, M., 1995, *Proceedings of the IAU Symp. No. 166* P.305
- Hosokawa, M., Ohnishi, K. & Fukushima, 1997, *AJ* 114, 1508
- Jenkner, H., et al., 1990, *AJ*, 99, 2082
- IERS, 1995, 1994 International Earth Rotation Service Annual Report, Observatoire de Paris
- KECK Interferometer HP, <http://huey.jpl.nasa.gov/keck/>
- Kovalevski, J., Mignard, F., Froschle, M., 1986, *Proc. IAU Symp. 114*, eds. J. Kovalevsky and Brumberg, P. 369
- Lasker, B.M., et al., 1990, *AJ*, 99, 2019
- Lestrade, J., Phillips, R. B., Preston, R.A. & Gabuzda, D. C., 1992, *A&A* 258, 112
- Lindgren, L., & Perryman, M.A.C. 1996, *A&AS*, 116, 579
- McCarthy, D.D., 1996, ed., *IERS Conventions. IERS Technical Note 21*, Observatoire de Paris
- Miyamoto, M., & Yoshi, Y. 1995, *AJ*, 110, 1427
- Ohnishi, K. 1995.10.24 “我が未開なる大銀河系” VERA 研究会集録
- Ohnishi, K., Hosokawa, M., Fukushima, T. & Takeuti, M., 1995, *ApJ*, 448, 271
- Ohnishi, K., Hosokawa, M., Fukushima, T., 1999, *Proceedings of the IAU Symp. No. 183* P.261
- Ohnishi, K., Hosokawa, M., Fukushima, T., submitted (2001)
- ORIGINS HP (TPF, LF, PI), <http://origins.jpl.nasa.gov/>
- Paczynski, B. 1986, *ApJ*, 304, 1
- Paczynski, B. 1996, *ARA&A*, 34, 419
- Paczynski, B. 1998, *ApJ*, 494, L23
- Perryman, M.A.C. et al., 1997, *A&A*, 323, L49
- Perryman, M.A.C. et al., 1998, *A&A*, 331, 120
- Peterson, D., et al. 1996, *The Space Interferometry Mission: Taking the Measure of the Universe, Final Report of the Space Interferometry Science Working Group*
- Popper, D.M., 1980, *ARA&A*, 18, 115
- Russel, J.L., et al., 1990, *AJ*, 99, 2059
- Refsdal, S. 1964, *MNRAS*, 128, 295
- Sasao, T., Kawano, N., Hara, T., et al., 1993, *Proceedings of iRiS'93, CRL, TOKYO*, p.91
- Sasao, T. et al. 1994, in *VLBI Technology*, edited by T. Sasao, S. Manabe, O. Kameya and Inoue (Terra Scientific, Tokyo), p.254
- Sasao, T. et al. 1997, *Proceedings of Technical Workshop for APT and APSG 1996*, edited by Radio Astronomy Applications Section (Kashima Space Research Center, Kashima) p.70.
- Sazhin, M.V., Zharov, V.E., Voinkin, A.V., & Kalina, T.A. 1998, *MNRAS*, 300, 287
- Schnider, P., Ehlers, J. & Falco, E.E. 1992, *Gravitational Lenses* (Springer, Berlin)
- Shao, M., & Colavita, M.M., 1992, *ARA&A*, 30, 457
- Shao, M., & Colavita, M.M., 1992, *A&A*, 262, 353
- SIM Project HP, <http://sim.jpl.nasa.gov/>
- VERA Project HP, <http://veraserver.mtk.nao.ac.jp/index-J.htm>
- Walker, M.A. 1995, *ApJ*, 453, 37