＜銀河系研究会２００６＞

２００６年2月２０日～２２日

国立天文台すばる解析棟大セミナー室

講演プログラム

＝＝＝＝＝＝　2月２０日（月）＝＝＝＝＝＝

＜プロジェクト紹介＞　**13:30-14:30**

小林 秀行　(NAOJ)　VERA プロジェクトの現状

郷田 直輝　(NAOJ)　JASMINE（赤外線位置天文観測衛星）計画について

和田 桂一　(NAOJ)　天の川創成プロジェクトについて

＜銀河系中心＞　**14:30-15:30**

牧野 淳一郎 (東大)　銀河中心の恒星系力学

小山 友明　(NAOJ)　メーザーで探る銀河系中心

村井 優香　(京大)　近赤外サーベイ観測による銀河系中心領域での若い星の選出

～～～　コーヒーブレーク　～～～

＜銀河系中心＞　**16:00-17:00**

坪井 昌人　(NAOJ)　銀河系中心超新星残骸 SgrAEast と５０km／s 分子雲との相互作用

羽部 朝男　(北大)　我々の銀河中心の巨大ブッラクホールへのガス供給

三好 真　(NAOJ)　銀河系中心ブラックホール SgrA*の降着円盤

＜銀河円盤＞　**17:00-18:05**

廣田 朋也　(NAOJ) 15　VERA による近傍大質量星形成領域 Orion KL の距離決定

本間 希樹　(NAOJ) 15　VERA を用いた銀河系位置天文計測

亀谷 收　(NAOJ) 15　パルサーによる銀河系研究

松元 亮治　(千葉大)　銀河ガス円盤の大局的 3 次元磁気流体数値実験

＝＝＝＝＝＝　２月２１日（火）＝＝＝＝＝＝

＜銀河円盤、バルジ＞　**10:20 - 11:40**

浅田 秀樹	(弘前大)	２体の軌道・質量決定法の新展開
西山 正吾	(名大)	近赤外線サーベイで探るバルジの構造と金属量分布
大西 浩次	(長野高専)	銀河系によるマクロな重力レンズ効果
出口 修至	(NAOJ)	一酸化珪素メーザー観測から探る銀河バルジ内部棒状構造

～～～　昼休み、ポスター　～～～

＜銀河円盤＞　**13:00 - 15:20**

大西 利和	(名大)	New View of Molecular Gas Distribution of the Southern Sky: CO survey with NANTEN
半田 利弘	(東大)	60cm 望遠鏡による CO(2-1),13CO(2-1)銀河面サーベイ
中西 裕之	(NAOJ)	銀河系の水素原子・分子ガス３次元分布
祖父江 義明	(東大)	銀河中心および反中心方向のアーム距離決定：dv/dl 法
和田 桂一	(NAOJ)	銀河円盤ガスの統計的構造
小林 尚人	(東大)	銀河系最外縁における星間物質と星生成
長谷川 隆	(ぐんま)	銀河系円盤外縁の降着起源の散開星団の探査

～～～　コーヒーブレーク、ポスター　～～～

＜銀河円盤、ハロー＞　**16:00 - 18:15**

小林 尚人	(東大)	近赤外高分散分光による銀河系構造／化学組成の研究
近藤 荘平	(東大)	近赤外高分散分光による QSO/GRB 吸収線系の観測
西 亮一	(新潟大)	星に刻まれた化石情報から天の川銀河の歴史を探れるか
上田 晴彦	(秋田大) 15	銀河系の力学構造とトーラス構築法
林 寛人	(東北大)	銀河系円盤と暗黒物質サブハローとの力学相互作用
中島 紀	(NAOJ)	密度カスプ構造の力学的不安定性
村木 綏	(名大)	ＮＺ　ＭＯＡ望遠鏡を使った観測の現状

～～～　懇親会（生協食堂）18:30 - 20:30　～～～

＝＝＝＝＝＝　２月２２日（水）＝＝＝＝＝＝

＜ハロー、銀河系進化＞　**9:30 - 11:30**

中田 好一	(東大)	銀河系構造プローブとしてのレッドクランプ
千葉 柾司	(東北大)	銀河系古成分の動力学構造
吉田 直紀	(名大)	Structure of dark halos in a LCDM universe
長島 雅裕	(京大)	CDM 構造形成と銀河系の化学組成進化
小宮 悠	(北大)	初期銀河ハロー質量関数と炭素過剰超金属欠乏星の進化
中里 直人	(理研)	PROGRAPE による銀河シミュレーション

～～～　昼休み、ポスター　～～～

＜ハロー、銀河系進化＞　**13:00 - 15:00**

須佐 元	(立教大)	宇宙の再電離と小質量天体での星形成
加瀬 啓之	(NAOJ)	銀河団における矮小銀河問題
有本 信雄	(NAOJ)	Origin of Two Distinct Populations in Dwarf Spheroidal Galaxies
沢 武文	(愛教大)	The Origin and Dynamics of the Local Group of Galaxies

まとめ

＃＃＃＃＃＃　ポスター　＃＃＃＃＃＃

P1	山田 良透 (京大)	JASMINE シミュレータ
P2	辻本 拓司 (NAOJ)	JASMINE で期待される星の数と GAIA との比較
P3	矢野 太平 (NAOJ)	JASMINE-light（75cm 級）-小型化-のための観測手法
P4	丹羽 佳人 (NAOJ)	JASMINE 計画のためのレーザー干渉計型角度変動モニターの研究開発
P5	小林 行泰 (NAOJ)	Nano-JASMINE プロジェクト
P6	菅沼 正洋 (NAOJ)	Nano-JASMINE 搭載超小型望遠鏡の開発
P7	山内 雅浩 (東大)	超小型衛星 Nano-JASMINE の TDI 制御とオンボード処理
P8	高橋 労太 (東大)	Radiatively Inefficient Accretion Flow around Kerr Black Hole
P9	徂徠 和夫 (北大)	北大苫小牧 11m 望遠鏡による NH3 探査観測
P10	澤田 剛士 (NAOJ)	Nobeyama/CSO/ASTE Galactic Plane CO Survey
P11	長島 雅裕 (京大)	微小 HI 雲の進化から銀河ディスクガスを探る
P12	穂積 俊輔 (滋賀大)	Dynamical Evolution of Galactic Disks Embedded in Live Halos
P13	馬場 淳一 (東北大)	ダークハローを伴った球状星団系の力学進化モデルの構築
P14	井上 進 (NAOJ)	「すばる」による低金属ハロー星のリチウムー６同位体観測と銀河系形成史に対する示唆
P15	藤井 通子 (東大)	衛星銀河からできたハロー星の軌道の分布
P16	岡本 桜子 (東大)	すばるによる新矮小銀河 Ursa Major の色ー等級図
P17	小山 博子 (早稲田)	Tully-Fisher 関係における、超新星フィードバックに伴う力学応答の重要性
P18	松永 典之（東大）	ミラ型変光星で探るバルジの構造

VERAの現状と今後

小林秀行 (国立天文台)

2006/2/20

銀河系研究会@三鷹

Scientific goal

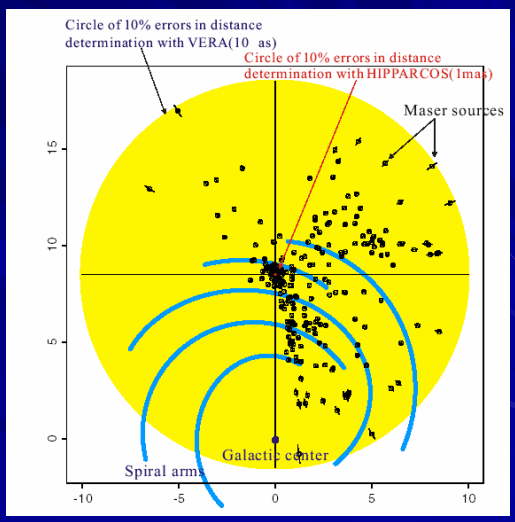
- Astrometry with 10 μ arcsec. accuracy between background object and galactic object within 2.2 degree separation
  - Proper motion and parallax measurements
    - 3D map and velocity field of the Galaxy
    - Detailed 3D velocity structure of molecular gas around evolved stars and star forming regions
- Phase referencing to improve sensitivity with long integration

VERA scientific goal

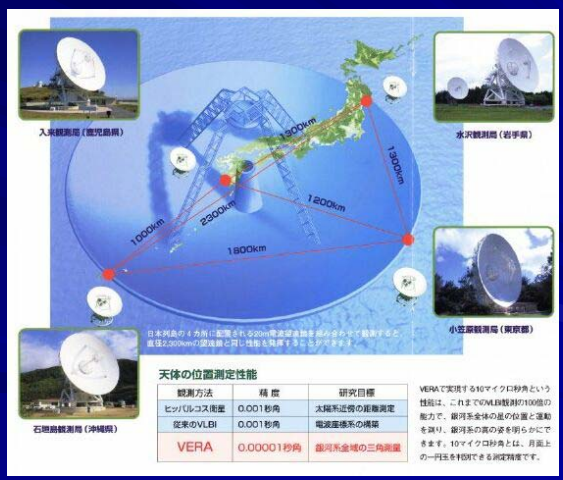
- Measurements of distance and proper motions of galactic maser objects
- Dynamics of the Galaxy Maser object:

  luminous point-like objects

  -> triangulation point of the Galaxy !



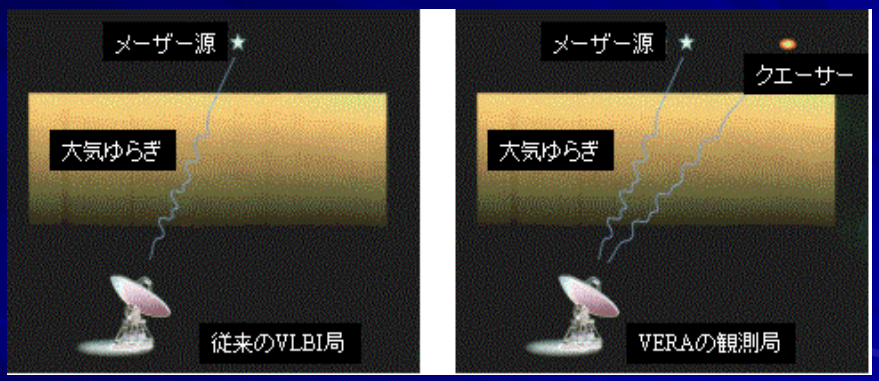
Array configuration



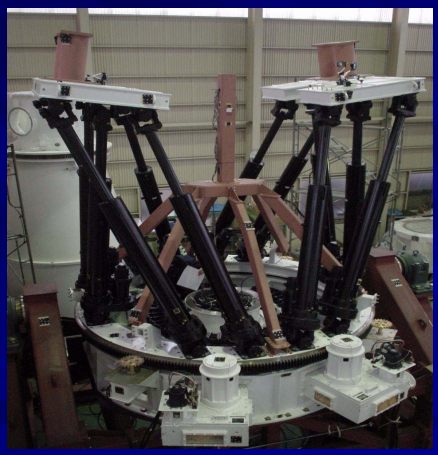
Specifications

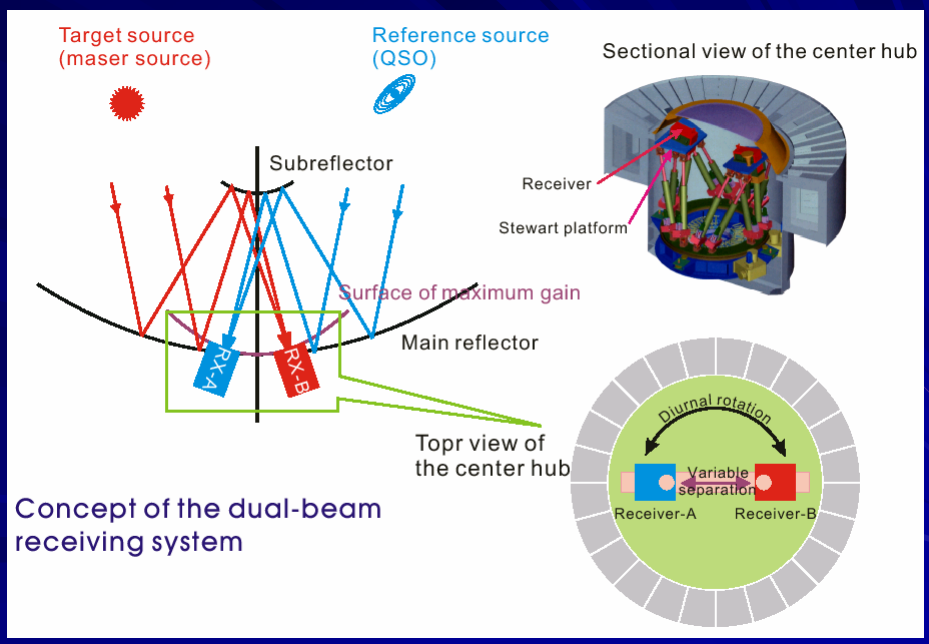
- Antenna diameter ; 20m
  - surface accuracy ; 250 μm
- Observing bands ; 2GHz, 8GHz, 22GHz、43GHz
- Tape recording rate ; 1Gbps
- 2 beam system for phase referencing
- Path error between 2 beam; 100 μm

相対VLBI



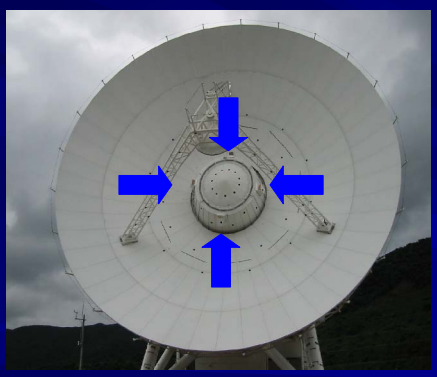
Receiver platform for 2 beam





Concept of the dual-beam
receiving system

Radiator for 2 beam phase correction on the surface



現状の精度 （～50μ秒角）

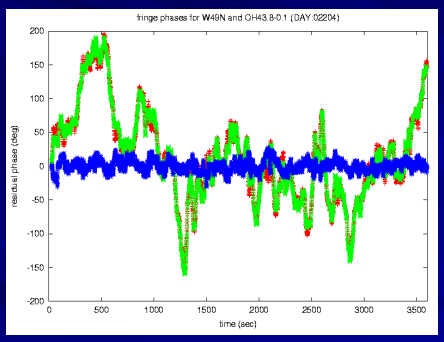
- Δθ ＝ ΔL/D　　ΔL：2B光路長誤差
  D:ベースライン長
  -> 0.1 mm => 10μ秒角

- 短期変動要因 （ランダム誤差）
  - 装置起因 ： 0.1mm 以下 < 10μ秒角
  - 大気起因 ： 0.1mm 以下 （2B光路長差換算） < 10μ秒角

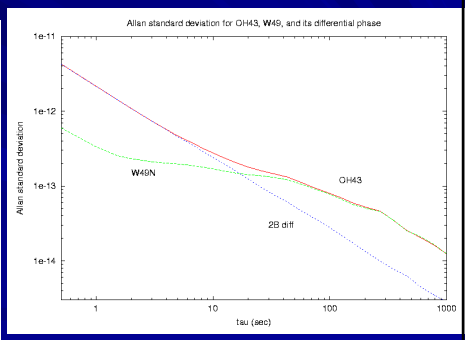
- 長期変動要因 (システマテック誤差)
  - 基線精度 ： 10mm -> 0. 3mm (2B光路長誤差@2度離角)
    -> 30 μ秒角
  - 天頂大気遅延 ： 50mm -> 0.5mm (2B光路長誤差@2度離角)
    -> 50 μ秒角

First phase variations between 2 beams

Fringe phase of W49N,OH43 and difference

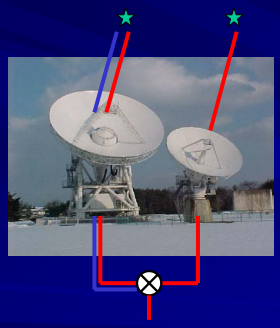


Allan variance of them

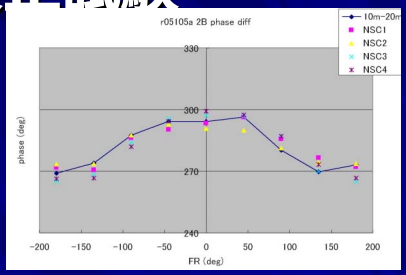


2B 位相校正試験

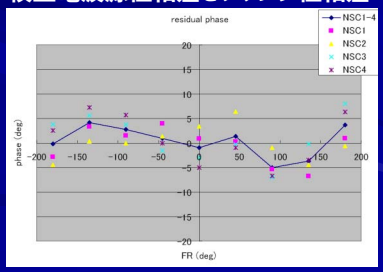
装置起因の位相誤差は,2B光路長差換算で0.1mm程度



2B間の同一天体のスイッチングによる検証、10mを参照アンテナ

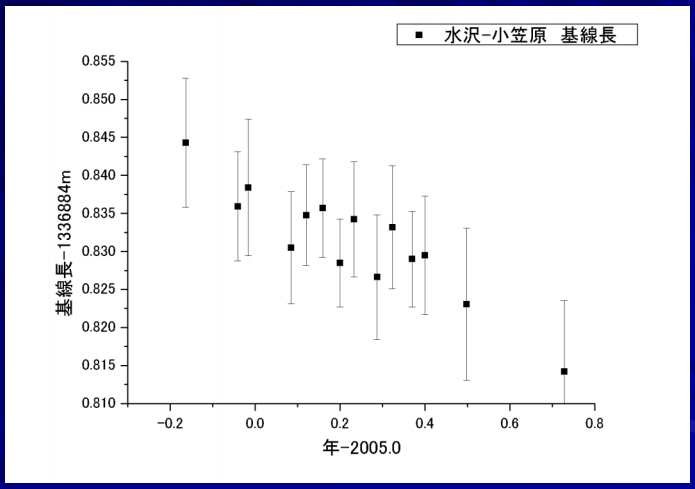


校正電波源位相差とフリンジ位相差



校正電波源位相差とフリンジ位相差の差

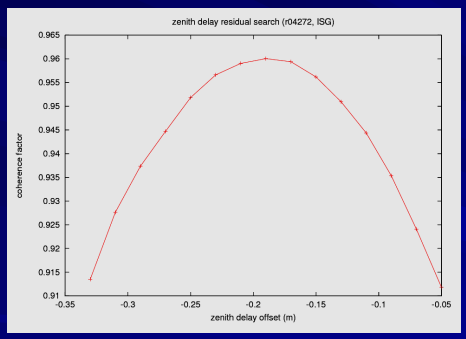
測地観測　(精度　5mm程度)



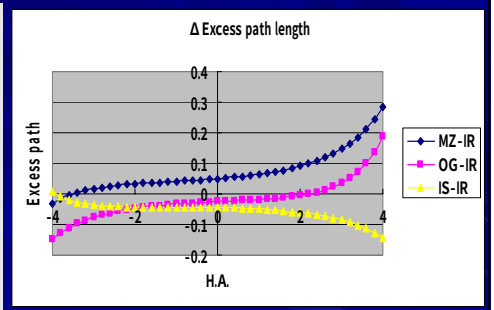
2004年10月より1Gbpsによる測地観測の定常化

天頂大気遅延の推定

天頂大気遅延の推定のための観測方法、解析ソフトの整備が必要



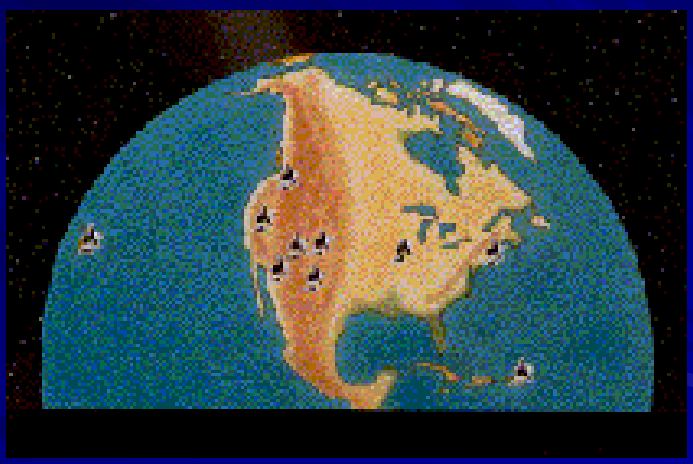
S269における天頂大気遅延の推定例



天頂大気遅延誤差10mmの時の2B光路長差の誤差

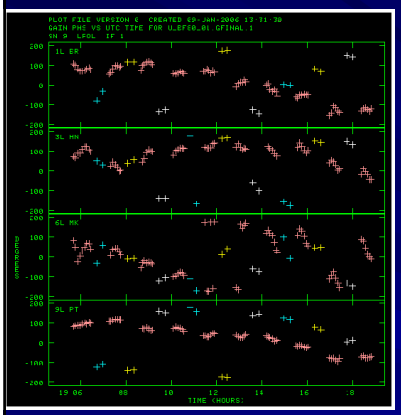
-> 位置誤差換算で　0.1mm程度

VLBI (VLBA)



VLBA PHASE FITTING AT 15 GHz by E.B.Fomalont(2006)

Observed phase



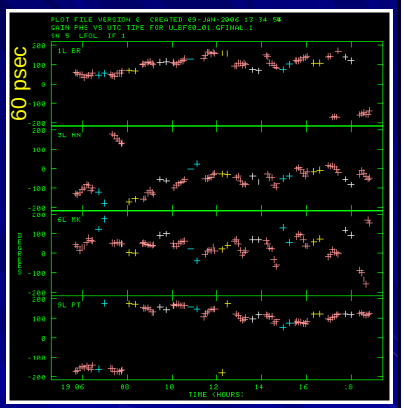
BR-OV
1050 km

HN-OV
4600 km

MK-OV
3900 km

PT-OV
700 km

Residual phase after fit



+ 3C279; + J1304; + J1256; + J1258

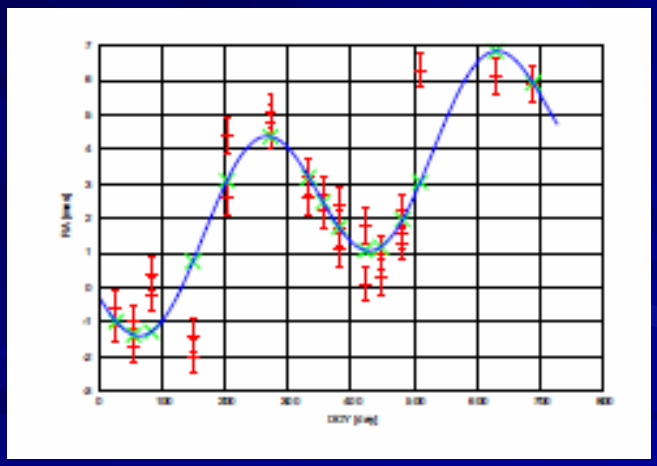
Use a 'mini-solve to determine better source positions and linear phase gradient in sky. Phase gradient is caused by the sum of many effects but dominated by the error in the zenith path delay.

Result of best fit to source positions And phase gradient. What remains is the residual temporal clock error. Relative position error About **0.03 msec**. (Structure effect has been removedl)

ＶＥＲＡによる成果

- 固有運動の検出
  - ＯＨ４３．８，　須田、　など
- 年周視差の検出
  - Ｏｒｉｏｎ－ＫＬ，　Ｓ２６９など
- 22GHz/43GHz マッピングの重ね合わせ
  - SiO(v=1,2)/H2O　NML-Tauなど
- フリンジ検出サーベイ
  - 22ＧＨｚ　H2O/Cont.
  - 43GHz SiO/Cont.
  - 22 GHz 銀河面Cont.

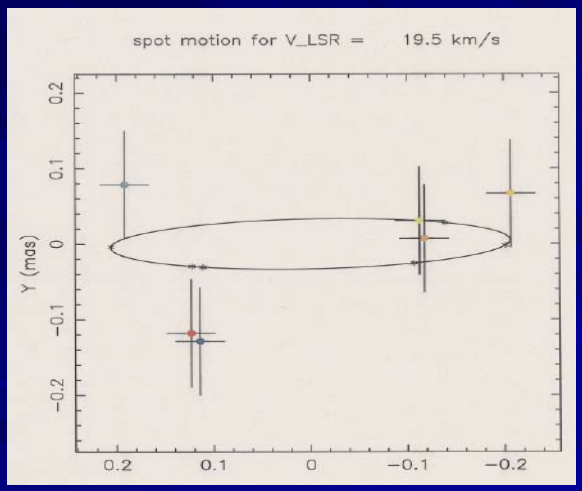
年周視差の検出 (Orion-KL)



４５０pc　±40pc

-> 廣田発表

年周視差の検出(S269)



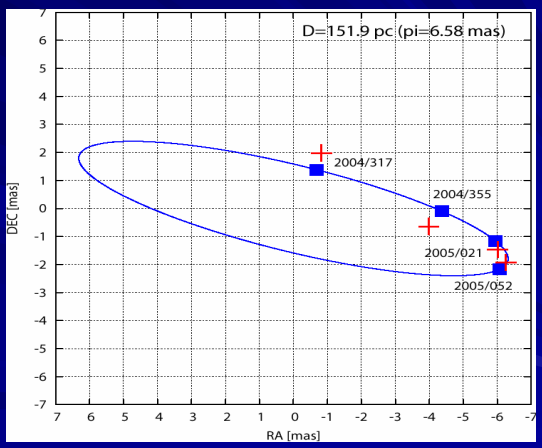
-> 本間発表

HH7−11

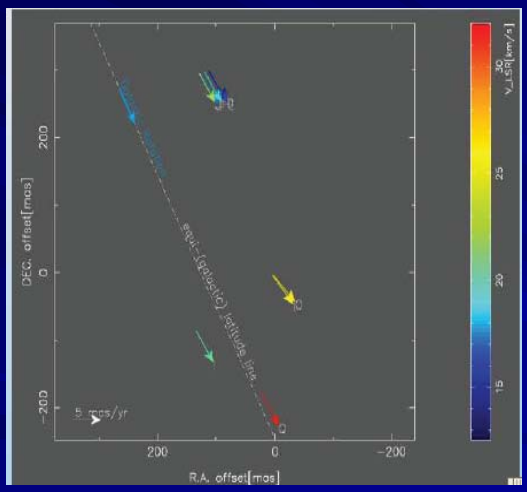
Used distance :

180 pc -250 pc

ー>廣田



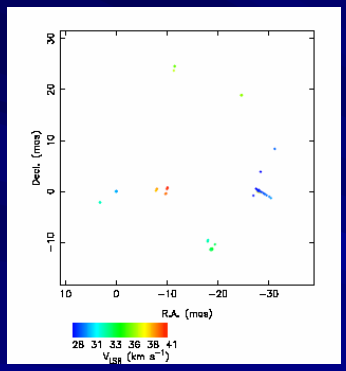
固有運動の検出(IRAS19181+1349)

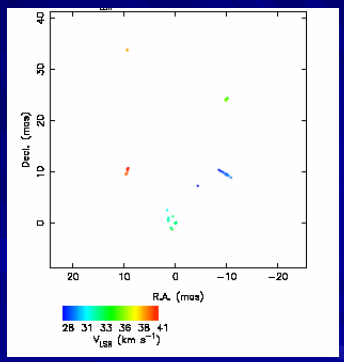


D = 9.4 kpc

-> 須田学位論文

Comparison of SiO v=1, 2





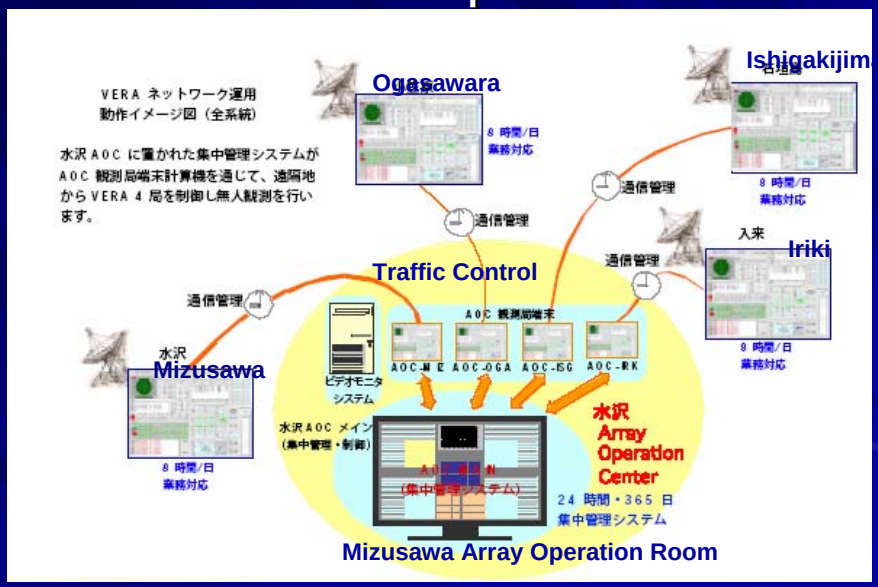
NML Tau　SiO J=1->0 v=1 and v=2

D:　250 pc　(鹿児島大、清水・松本)

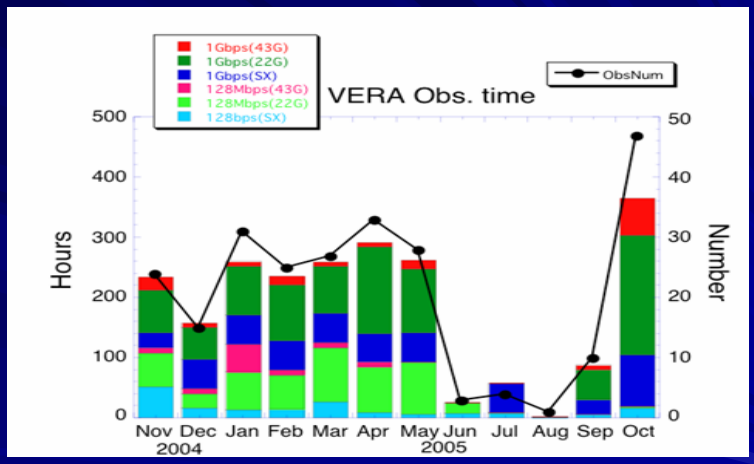
VERA プロジェクトの当初予定

VERA future timeline	2004	2005	2006	2007	2008	2009	2010	2011
○Scientific Goal								
a. Annual parallax and proper motion measurements(within 1kpc)								
3D structure of nearbt Giant Molecular	→	→	→	·····	·····			
Period-luminosity relation of Mira variables	→	→	→	→	·····	·····	·····	
b. Annual parallax and proper motion measurements(within 3kpc)								
Nearby galactic arm structure		→	→	→	·····	·····		
outer rotation curve measurements		·····	·····	·····	·····	→	·····	·····
c. Annual parallax and proper motion measurements(within 10kpc)								
distance and proper motion of SgrA*	·····	·····	→	→	→	·····	·····	·····
Galactic arm structures			→	→	→	→	·····	·····
○Measurement accuracy								
100 μas	△							
30 μas			△					
10 μas				△				
○Station position accuracy								
3mm	△							
1mm			△					

Remote Operations



2005年 VERA運用実績



月間 350時間の観測 (50%)

-> 今後、天候・トラブルに対応したダイナミックスケジューリングの検討が必要

East VLBI Network array configuration

Feature of East Asia VLBI array

- Dense station distribution
  total effective aperture :
  5,600 m^2 @8GHz
  4,400 m^2 @22GHz
- Wide band observation
  - Wide band recording
  - Optical fiber link
- Phase referencing
  - VERA : 2 beam
  - KVN : multi-frequency
- VERA reference **天体の構造効果の補正** (VLBAも)

日韓共同開発による大規模VLBI相関器

July 7th @NAOJ

2008年完成目標 **Park(KASSI)、 Kaifu(NAOJ)**

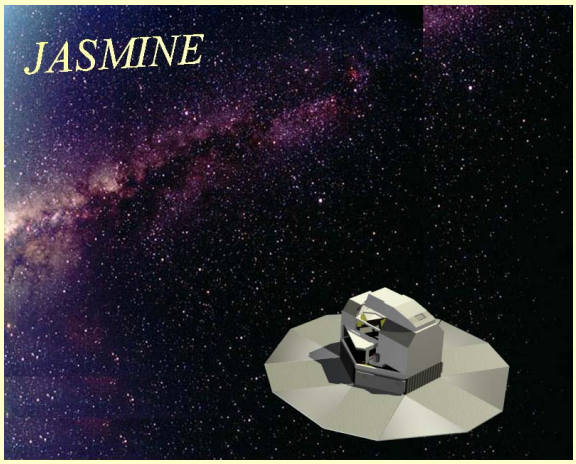
Summary

- VERA is a unique VLBI array with 2-beam system
- System implementation was finished
- Usual operation (250 days,4,200 hours per year) was started
- Annual parallax may be detected, but the accuracy still must be investigated more.
- East Asia VLBI network is organizing with Japanese, Korean and Chinese stations.

2006.2.20 銀河系研究会2006

JASMINE (赤外線位置天文観測衛星) 計画について

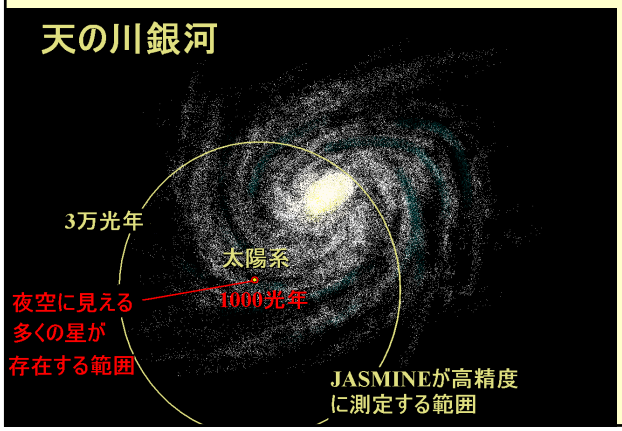
郷田直輝 (国立天文台)



§1.JASMINEのミッション概要

観測：近赤外線 (z-band:0.9μm付近)によるアストロメトリ (位置天文) 観測を衛星を用いて行う。

精度：星の位置、年周視差、1年当たりの固有運動を約10万分の1秒角の高精度で測定(z<14mag)

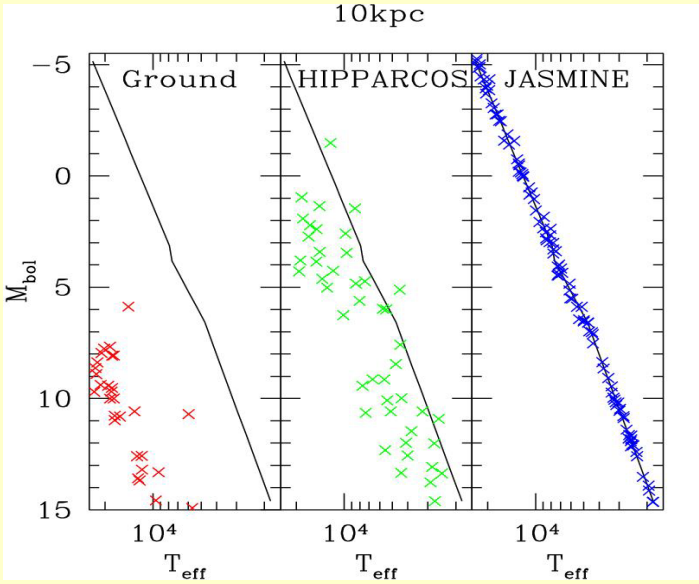


年周視差の誤差は10%以内が必要！
それ以上だとバイアス効果が入り距離評価が困難

バルジ (10kpc=> 100μ秒角)
誤差10μ秒角必要

主系列星のHR図の再現（年周視差ー＞距離ー＞絶対等級）

*仮に、太陽から10kpcの地点に主系列星が置かれていた場合



観測対象：銀河面、バルジなど天の川面上の天体をサーベイ

可視光観測（GAIA,SIM等）に比べて近赤外線観測が有利！

詳細はポスター発表参照（辻本）

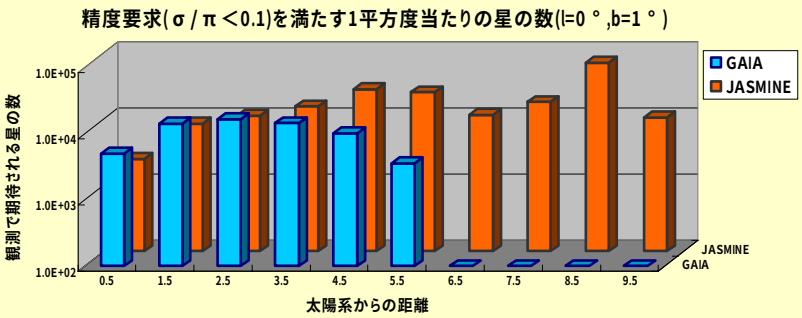
サイエンス：天文学の基本情報をカタログとして提供。様々な分野に関連。

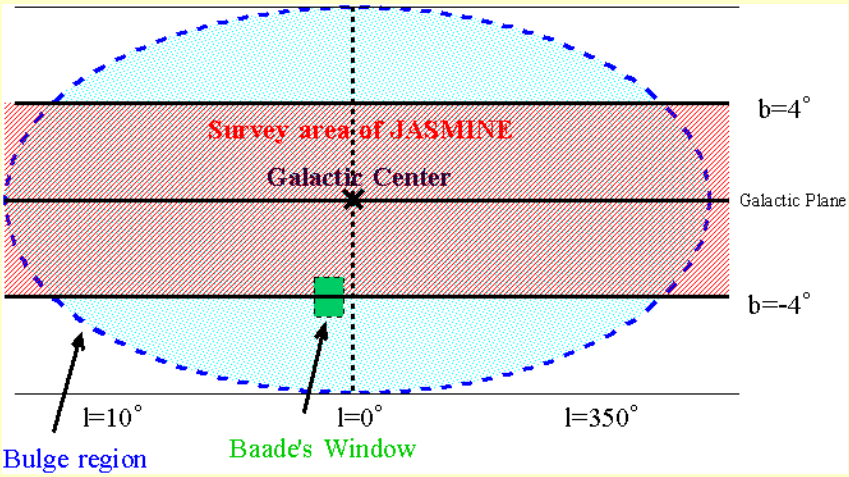
銀河系の構造と形成史、恒星進化論、星形成、惑星系形成、距離指標、重力レンズ、相対論の検証、等

計画	機関	装置	打ち上げ予定	星の観測数（個）	限界等級	精度
Hipparcos	ESA	望遠鏡	1989	120000	12	1mas@V=10
SIM	NASA	干渉計	～2009	1万	20	4μas@V=20
GAIA	ESA	望遠鏡	～2012	10億（全天）	20	10μas@V=15
OBSS	USNO	望遠鏡	～2015	10億	20	10μas@V=14
JASMINE	日本	望遠鏡	～2015	1億（銀河面）	z=17	10μas@z=14
cf.地上 VERA	日本	電波干渉計	運用開始	メーザー源を1000個		10μas

Remark:**欧米の計画はすべて可視光**

(iii)GAIA**との相補性**





JASMINE: 7.3×10^5 stars of the bulge in the survey area (with $\sigma/\pi<0.1$)

GAIA: 400 stars in the same area as that in JASMINE (with $\sigma/\pi<0.1$) (excluding Baade's window)

★VERAとの関係

◎ VERAは世界で初の10μ秒角での天体位置測定をまもなく実現する予定。

◎銀河系中心までの距離や、太陽系での銀河回転速度の測定など、銀河系の基本定数を高精度で決定

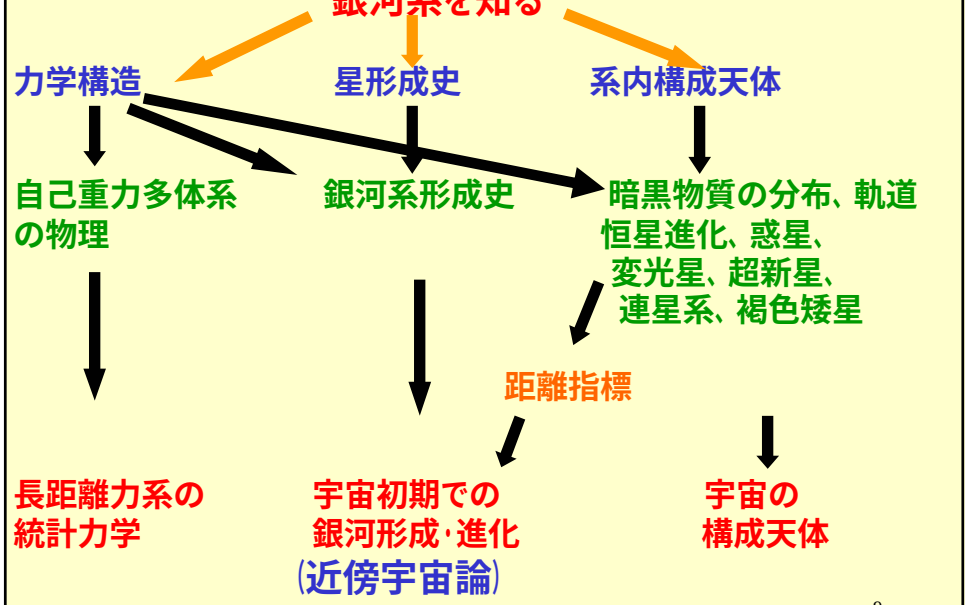
大いに期待される

ただし、メーザー源の1000個程度に対象は限定。星自体の位置測定でもない。

JASMINEでは、数千万個の星自体を高精度で測定。

日本の計画として、VERA に引き続き、銀河面の高精度サーベイを行い、天の川銀河の解明をより完成させる。

§2.JASMINEが狙うサイエンスの概要：天体の距離、運動情報



銀河系の解明のためには、

Photometry (**測光**) , Spectroscopy (**分光**) **による**

明るさ、色、元素量、視線速度の情報に加えて

天体までの距離 → **年周視差**

速度 → **横断速度**

→ **その角速度 (固有運動)**

↓

高精度なAstrometric eye**が必要**

(Astrometry:**天球上の星の位置、固有運動、年周視差**)

★ JASMINEで拓けるサイエンスの例

○天の川銀河の力学構造（本当の“姿”）

・バルジ、ディスク

・渦巻きの正体、ディスクの湾曲の原因, …

大規模な自己重力多体系の物理法則解明

○天の川銀河の形成・進化の“化石”を探る

・銀河形成史 ⟶ 銀河形成

○恒星進化論：H-R図

○星形成

○重力レンズ効果

○系外惑星

○ 基礎物理（一般相対論の検証）

○予想外の発見

1.天の川銀河（銀河系）の力学構造

○バルジ、ディスク(thin&thick disk)の力学構造

（形状、密度分布、星の運動、重力ポテンシャル）は？

＊太陽系以上の自己重力多体系の定常状態が、現実にどうなっているか、まだ分かっていない。

＊銀河系は他の銀河にみられる構造成分をすべてもっており、しかも精密に観測できる良い研究対象。

＊構造の解明は、形成史の解明に結びつく。

より具体的な例として.....

○バルジの特徴はディスクともハローとも異なる。
　バー構造の詳細は？形成史は？
　ディスクとの関連は？
○thick diskの構造と形成原因は？
○スパイラルアームは本当に密度波か？
○warpの構造とその原因は？

2. 銀河系の力学構造構築

高精度アストロメトリ観測

↓

銀河系の力学構造 ⟷ 密度分布　　分布関数
重力ポテンシャル　⟷　$f(x,v)$
mean streaming
速度分散
.
.

観測データ → どうやって、何が分かるのか？

＊位置と速度だけでは、ポテンシャルは直接分からない

＊観測は、一部の星のみ。本当はすべての重力物質の情報が必要

良いデータが出てくればくるほど、きちんと考えておかなくてはいけない

★解析方法

モデルを仮定 ↔ template ↔ 観測データ

↑ 様々なモデルを試行

統計的解析 ↓

観測からどうやって分かるか？

もし、sample数が無限なら言うことはなし

sample数は“有限”

→ それを反映する（背後にある）力学構造

（分布関数、重力ポテンシャル）は何か？

統計的解析方法の検討

モデルの構築

トーラス構築法＆軌道の重み因子計算法

＝＞上田氏の発表参照

3.恒星進化論

年周視差 ⟶ 距離 ⟶ 様々なタイプの星の本当の明るさ（絶対等級）

↓

○星の進化モデルとの比較からモデルの評価

＊H-R図が精度良く書ける

4.星の形成

例えば、

★星の初期質量関数

どのぐらいの質量の星がどのような割合で生まれたか？

＊現在では、不十分な情報

↓

○距離が分かる ⟶ 同じ星団（同じ時にほぼ誕生）に帰属してるかどうか分かる。

○運動 ⟶ フィールドにある星の昔の星団を同定

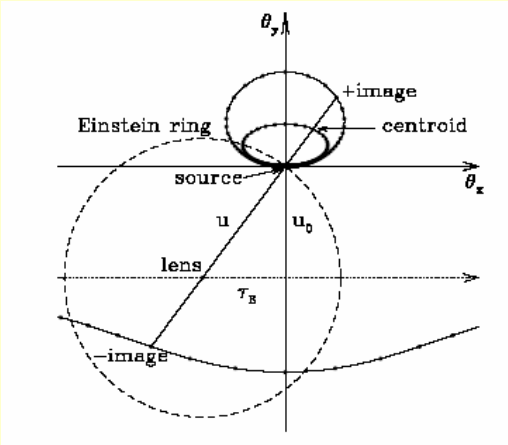
＝＞西氏の発表参照

5.重力レンズ

★重力レンズ効果

○背後星の増光（光度曲線）

○背後星の光中心の楕円運動(astrometric microlens)



＊レンズ天体の物理量：

レンズ質量、レンズまでの距離、視線に対する最近接距離、レンズと背後星の相対速度の4つ。

従来の光度曲線の情報のみならば、解けるのは2つのみ。

しかし、astrometric microlensingの情報を加味すると

4つとも解ける。

→ レンズ天体の物理量、分布により、星の情報とは独立に力学構造が解析可能

6.アストロメトリ観測による惑星探査

★Reflex motionによるずれ

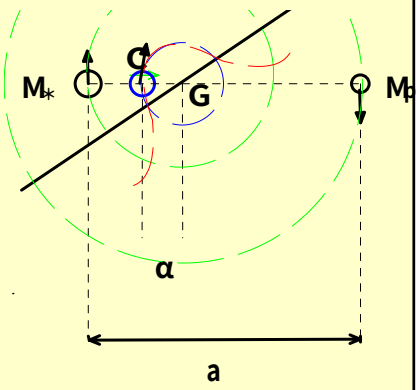
α：angular semi-major axis(as)

M_P : planet mass

M_* :parent star mass

d : 太陽系からの距離(pc)

a : M_PとM_*の間の距離(AU)



(M_P<<M_*, L_P<<L_*を仮定)

$$\alpha = \frac{M_P}{M_*}\frac{a}{d}$$

M_*=1M_{SUN}, M_P=M_J=0.001M_{SUN},

a=5AU,d=100pc－－－＞ α＝50μas

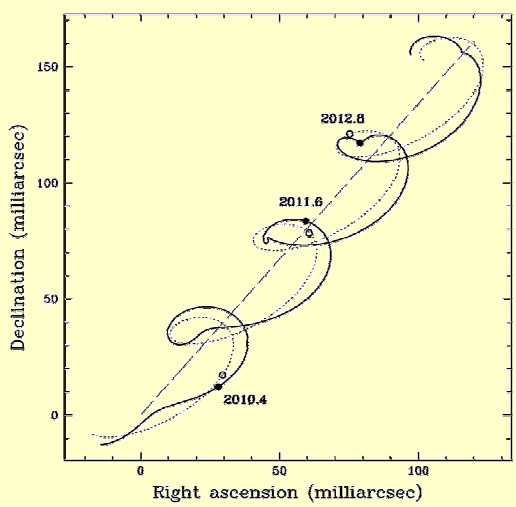
高精度アストロメトリ観測が必要

★星の動き

距離：50pc、 固有運動：50mas year $^{-1}$

M_P=15M_J、 e=0.2、 a=0.6AU

摂動の大きさは、30倍に拡大して見えやすくしている



例　10μ精度での惑星探査

○Jupiter mass planet

　ーーー＞～200pcまで検出可能

Sunー Jupiter systemで100pcの距離

(50μasのdisplacement)

～10,000個のsystemが期待 (太陽型の主星が4-5%の確率で木星型惑星を持つと仮定)

ーーー＞統計的研究へ

§3　JASMINE計画について

2つのバージョン＋超小型衛星によるデモ

I. JASMINE(オリジナル) ⟶ 天の川全面(360°×8°)

主鏡口径～1.5m　衛星重量1トン以上。

H-IIAのdual launchのフェアリングサイズを想定

II. JASMINE-light ⟶ バルジ領域のみのサーベイ (30°×20°)

主鏡口径＜1m　衛星重量1トン未満

M-Vクラスのフェアリングサイズを想定

III. Nano-JASMINE ⟶ 任意の領域 (精度は1mas程度)

主鏡口径～5cm 衛星重量10kg

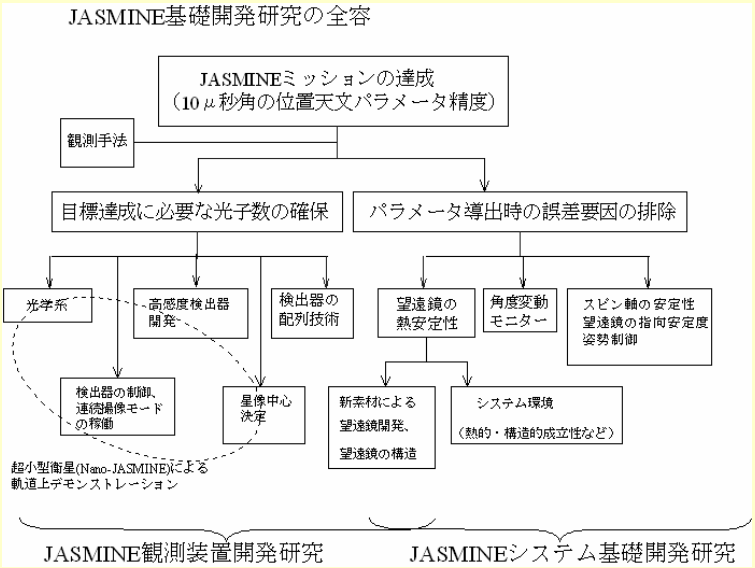
2008年打ち上げ (目標)

3-1. 目標精度達成のための手段、技術開発

◎ ヒッパルコスより2桁の精度向上。どうすれば、それが可能になるか？

★10μ秒角： 東京から見て、富士山頂にいる人の髪の毛の太さの1/10を見込む角度

★JASMINE基礎開発研究の全容



(1)目標達成に必要な光子数の確保

光子数リミット(理想的な場合)

→ 必要条件

$$\sigma \sim \lambda / \left(D\sqrt{N}\right)$$

N:星の光子数

大きな N が必要 → なるべく大口径の鏡 ～1.5m

★素材は、高強度、低膨張率、高熱伝導、軽量、低コストなどの条件。
現在、トレードオフ中

＊東芝が開発している高強度反応焼結型SiCも有力候補
地球観測望遠鏡（EORC/JAXA）等でも開発中

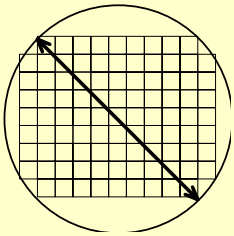
○通常の反応焼結SiCより、強度を飛躍的に上げることに成功
○焼結温度が低く、焼結収縮が1%程度と小さい
○～3g/cc
○CVD処理することなく研磨だけで鏡面として使用可能
○65cmの平面鏡焼き上げに成功

★高感度CCD、大きな視野→多くの検出器を並べる

*z-bandに高感度な新タイプのCCD検出器
(裏面照射完全空乏型)の開発(すばる望遠鏡、HOPでも使用)：浜フォトとの協力で順調に進んでいる

○現在までに、量子効率 >70%@ λ=1μm達成
○電荷転送効率改善 >0.999995
○2k×4kプロセスへ着手

*LBNLをしのぐ世界的開発成果



○配列技術の開発 *約100個並べる

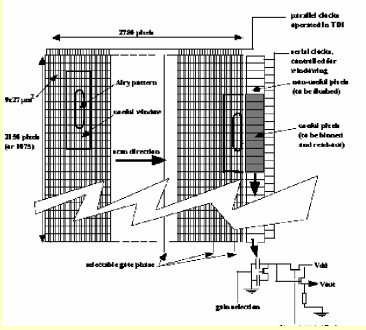
すばる望遠鏡のHyper Suprime-Cam,
HOPの超広視野カメラとも共通

＊連続スキャン観測が可能➔TDIモードの稼働

ＣＣＤの電荷転送速度

‖ 同期化

衛星のスピン回転速度



＊良い星像、広視野、長焦点距離➔光学系の工夫（3枚鏡を用いる独自の設計案完成）

*星像中心決定のアルゴリズム

（重心法：現在、実際のCCDを用いて実験中。

静止画像に関しては、1画素の1/300の精度達成！

TDIモード稼働の場合の実験を実行中）

(2)パラメータ導出時の誤差要因の排除

位置天文パラメータの導出過程

ヒッパルコス、GAIA

(i)CCD検出器上での星像中心の決定

(ii)視野の（短時間での）連結 ⟷ 大円解析

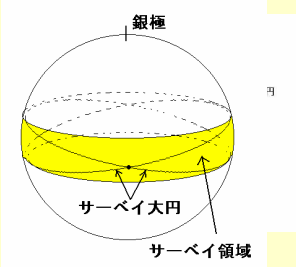
(iii)連結されたセットの組み合わせでパラメータを導出 ⟷ 球面構築

JASMINE:大円解析＆球面構築法を採用した場合

★観測手法

衛星の自転に伴い、連続的に
スキャンする。

＊衛星は、約5時間で大円を
1周。スピン軸は、銀極の周りを
約37日で1周（歳差周期）



(i)1検出器上での星像中心決定（～3秒）
星1個の観測精度：440マイクロ秒角

(ii)1視野での星像位置決定
170マイクロ秒角

(iii)大円解析（～10時間）
57マイクロ秒角

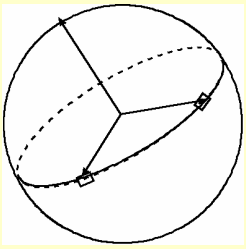
(iv)球面構築
10マイクロ秒角

(iii)大円解析

スキャン方向の星の相対位置と望遠鏡の向きの同時解析

＊従来の衛星上の望遠鏡の指向決定：
恒星センサーによる恒星カタログとの比較

JASMINEの場合は、その恒星カタログ
の精度向上を行わなくてはならない。
自分自身で、星の位置とともに、望遠鏡の
指向も決定する必要がある。



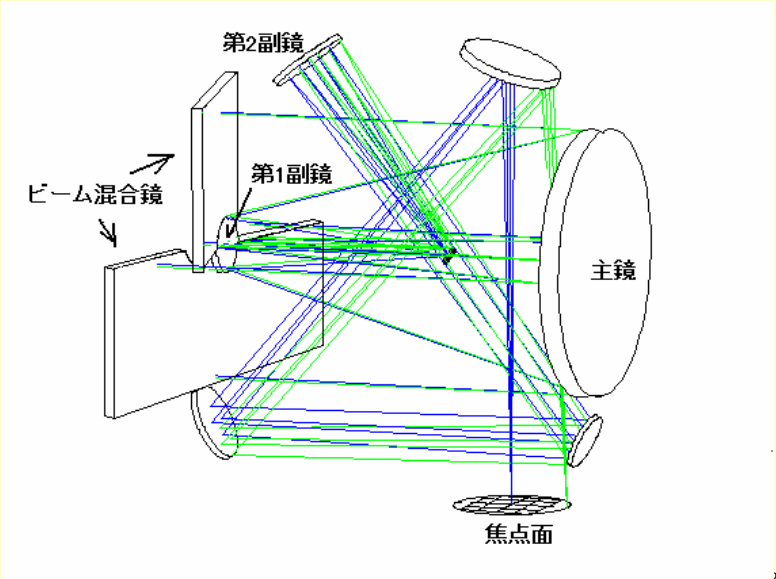
★ 星の相対位置と望遠鏡の向きを同時に解析可能にする

→ 大角度離れた視野の同時観測
（大円2周分のデータ）

→ ビーム混合鏡の導入

★この段階での位置精度は、57マイクロ秒角

(設計：矢野)



★ 位置天文パラメータ導出過程での誤差要因

観測装置や衛星の向きなどの長時間変動はモデル化により解析可能。

しかし、モデル化により解けない場合がある

(3秒～10時間の変動：大円解析まで)

(1) 検出器上での星像中心決定の際の望遠鏡の指向のずれ (望遠鏡の指向安定度)

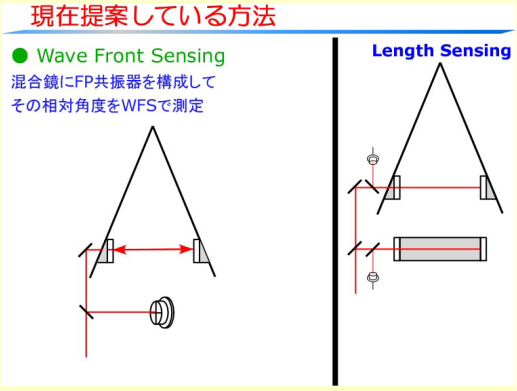
(2) スピン軸のずれにより、スキャン方向とCCD検出器の転送方向が一致せず、星像がずれていくこと (スピン軸の安定度)

(3) 衛星の自転2周分以内の時間範囲でのビーム混合鏡のなす角度 (ベーシックアングルに相当) の変動 (熱変動の抑制) ➡ 変動を高精度でモニター

★ レーザー干渉計によるベーシックアングルの高精度変動モニターの開発

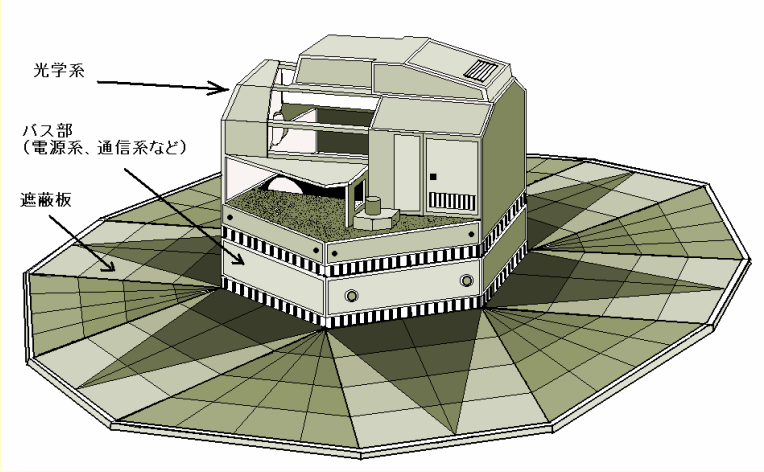
*国立天文台重力波プロジェクト推進室の新井氏との共同:重力波観測装置での実績、実証

→ ポスター発表参照 (丹羽)

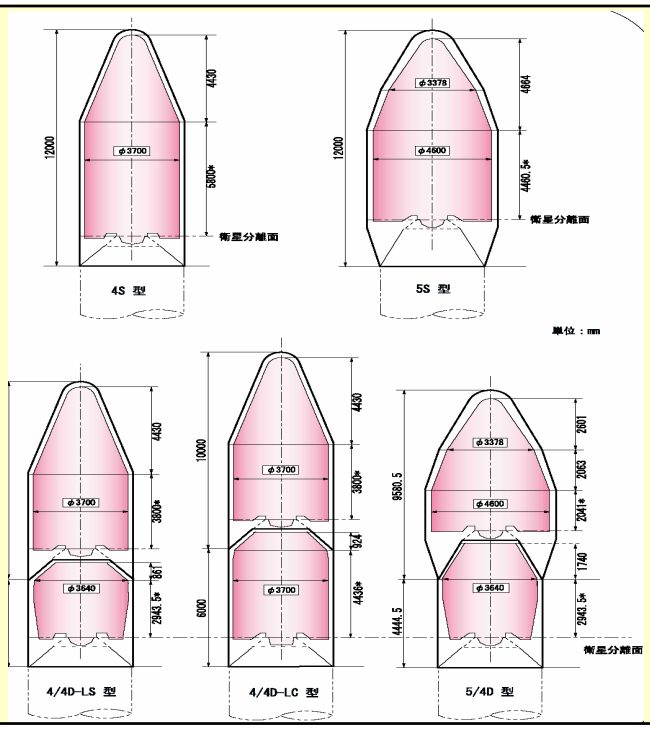


WFS法:共振器に曲率半径の大きい球面鏡を使用する工夫により、2つの平面鏡の相対角度の変動を増幅して感知できる (オリジナルなアイデア)

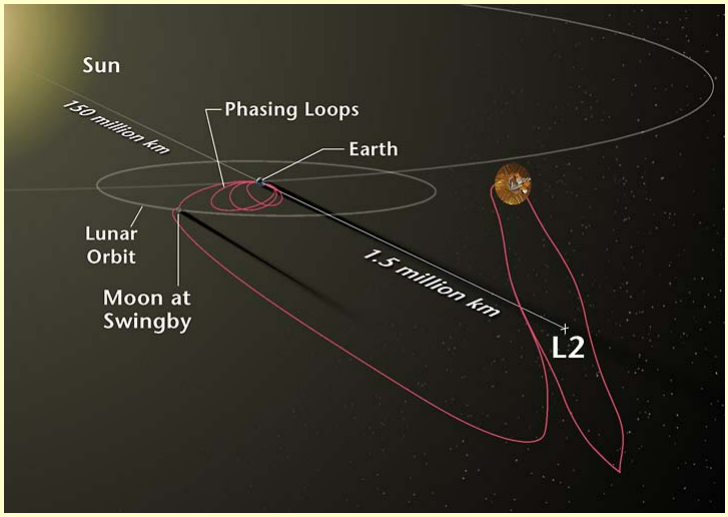
＊共振器のロック成功！
＊WFSの信号取得に成功
(相対角度の変動のみに大きな信号)

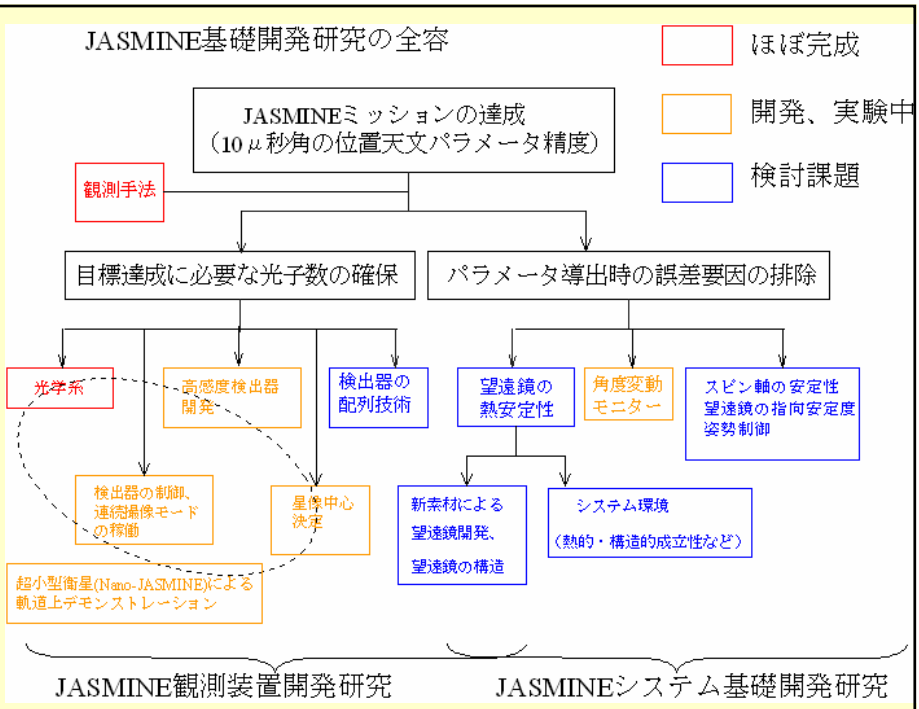


H-IIAの
フェアリング
(NASDA:
H-IIAシステム
解説書より
抜粋)



L2軌道へ (太陽と地球の重力ポテンシャルでほぼ安定な軌道)





3-2 **あらたなバージョンの考案** → JASMINE-Light **(仮称)**

＊JASMINE➔**天の川全面をサーベイ**

→ **～1.5mの主鏡、ビーム混合鏡が必要**

目標をもっと絞ってみる（予算規模縮小もにらんで。。。）

バルジ方向のみキープ（バルジは重要かつ単独でも興味深い）

→ 10**μ秒角の精度はキープ（σ/π<0.1必要！）**

かつ、その精度をz<14等級で達成（数十万個以上の星の個数が必要）：もともとの精度要求と同じ

しかし、サーベイ面積が減少

- ○**口径**1.5**m** → **口径** ≦ 1m
- ○**大円観測** → **小円観測＋α、** or **フレームの連結法・・・**

バルジ

- **・連結領域小**
- **・多数の星**

VERA**とも関連(検討会**with **笹尾、本間、倉山)**

➡ **ポスター発表参照(矢野)**

3-3.Nano-JASMINE計画

＊超小型衛星を用いた技術実証、デモンストレーション
(Nano-JASMINE計画) with 東大中須賀研

早く、安く。しかも、スペース開発の一連の作業を経験できる。

実際の宇宙環境での実験：TDIモードを稼働し、大円上 を観測。

＊主鏡口径5cmの望遠鏡、30cm立方、重さ10kg程度の衛星

*ヒッパルコスと同程度の精度

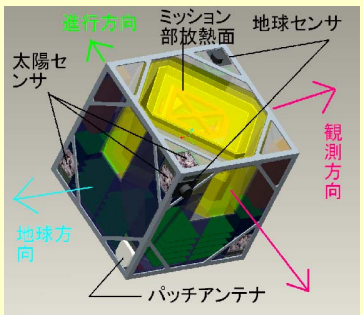
→ 固有運動の補正

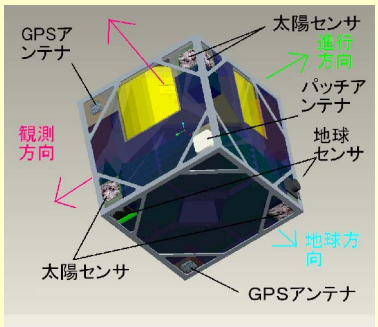
＊2008年に打ち上げ (目標)

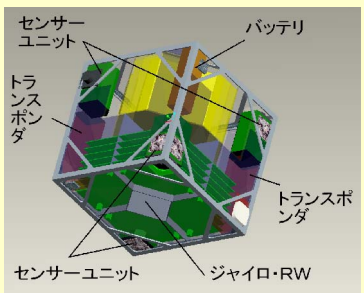
日本初のスペースアストロメトリ！

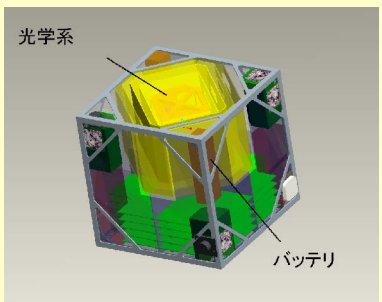
→ポスター発表参照 (小林、山田、菅沼、山内)

○Nano-JASMINE衛星のデザイン図 (中須賀研)



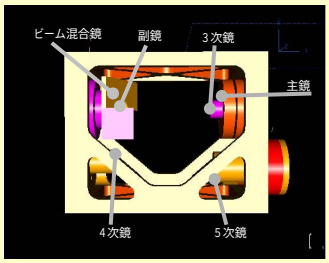




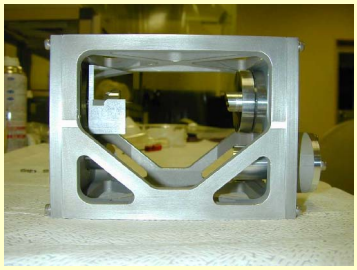


○望遠鏡の試作、試験が着実に進行中=>菅沼氏の発表

Nano-JASMINE望遠鏡の説明図



望遠鏡（全光学系）仮組



§3-4.最近の主な動き

◎ 2003年10月：宇宙研にJASMINE-WG設置が認められる（現在のメンバー数は85名）

◎ 2004年度～
国立天文台にJASMINE検討室(Aプロジェクト室）が設置される（常任スタッフ4名，併任スタッフ9名，研究員1名，外国人研究員1名，院生3名，事務支援員1名）

◎ 2005年9月：
日本学術会議天文学研究連絡委員会（天文研連）でのレビューを受け、特別議事録「光赤外線天文学将来計画の推進について」が出されるにいたった。特別議事録の中で、JASMINEは、赤外線による位置天文学の実行という日本独自の発想により、銀河系の構造と運動の解明、ダークマターの分布などの重要課題に挑むものであり、早期の計画実現をめざす活動の一層の推進を期待する、とのコメントをいただいている。

＊Google検索：”JASMINE”で検索＝＞
283000件中、我々のHPがトップ！（お茶などを抜いて。。。）

§3-5.今後の推進内容（スケジュール）

◎2006年度～2009年度頃まで

○観測手法の確立と仕様の完成、基礎開発、重要課題の技術実証実験

○超小型衛星(Nano-JASMINE)を用いた実際のスペースでのデモンストレーション実験

約2年後の打ち上げを目標

◎ 2009年度頃：JAXAへのミッション提案を目指す

◎ 2010年度～2014年度以降
概算要求、PM製作、試験、
FM製作、試験

◎ 2015年度頃：打ち上げ目標

◎ 2015年度～2020年度：観測運用、データ処理

◎ 2020年度～2022年度：データ解析、カタログの作成

◎ 2022年度：カタログの公開（ミッション終了）

★参考：人的体制

コアチーム：

郷田（常任）：計画全体の総括

小林（行）（常任）：JASMINE全般の検討・開発、特に望遠鏡、検出器の担当、Nano-JASMINEミッション部開発の総括

辻本（常任）：銀河系モデルの構築、サイエンスの検討、測光システム担当、プロジェクト室のマネージメント等

矢野（常任）：JASMINE全般の検討、特に観測手法、ミッション系およびバス系に渡る全般的な検討、Nano-JASMINE望遠鏡の開発

山田（京大理）：シミュレータの構築、オンボードデータ処理技術、機器の放射線耐用実験、CCDのコントロール、HPの管理等

川勝（ISAS/JAXA）：ミッション方法および衛星システムの検討

松原（ISAS/JAXA）：ミッション部全般および衛星システムの検討

野田、對木、歌島、小川(JAXAシステムズエンジニアリング推進室)
衛星システム全般に渡る検討、基本設計ならびに姿勢制御系、軌道、熱構造系の詳細検討

菅沼（研究員）：光学系の検討、Nano-JASMINE望遠鏡の開発

A.Kucinskas(外国人研究員)：測光システム検討、GAIA-WGとの連絡

丹羽（受託院生・京大）：レーザー干渉計型角度変動モニターの開発

山内（東大院生）：検出器制御基盤の開発

中須賀、酒匂、初鳥、田中：Nano-JASMINE衛星の開発

協力メンバー：

○国立天文台月面天測望遠鏡計画(ILOM)チーム：
（河野、花田、荒木、鶴田、浅利、田澤、野田：以上、全員併任）
＊4年前から、定期的な会合（他のスペース計画の勉強、お互いの計画の紹介・検討、共通課題の検討、実験など）
＊星像中心決定実験の継続、Nano-JASMINEなどの衛星システムの検討（特に、観測装置の試験など）に関して協力をして頂ける。
＊天文台でのスペース天文学のノウハウの蓄積、今後のスペース天文学推進体制のベース作り、月面上のJASMINE-II計画など。
○中島（併任）：観測手法、測光観測、サイエンスの検討
○高遠（ハワイ観測所：併任）：Nano-JASMINE望遠鏡の開発
○宮崎（ハワイ観測所）：CCD検出器の開発、検出器配列技術に関する協力
○新井（重力波プロジェクト推進室）： ビーム混合鏡の交差角度変動モニター（レーザー干渉計型）の検討、開発
○阪上（京大・人間環境学研究科） レーザー干渉計型モニター開発
○宮内（光赤外研究部）：JASMINE定例会への参加

今後ともご支援、ご協力をよろしくお願いします。

★JASMINEのホームページアドレス

http://www.jasmine-galaxy.org/index-j.html

Jasmine

2006年2月20日・国立天文台

銀河系2006研究会

天の川創成プロジェクト

和田桂一 (NAOJ)

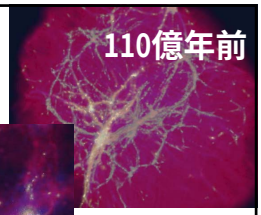
富阪幸治、小久保英一郎 (NAOJ)

牧野淳一郎 (東大)

吉田直紀 (名大)

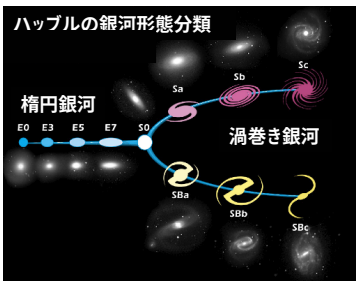
台坂博、斎藤貴之、出田誠 (NAOJ)

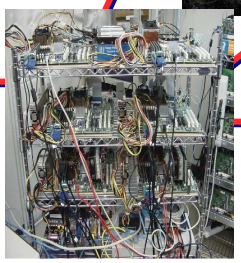
天の川創成プロジェクト

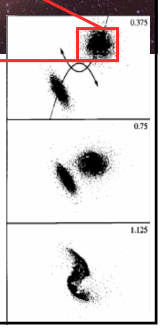


第一原理に基づく理論シミュレーションにより、

1) 天の川銀河の形成進化のプロセスを世界ではじめて示す。
   - 天の川の3次元構造 (DM分布 etc.)
   - 既知の素過程に問題があるか？
2) 銀河形態の起源を探る
3) 銀河中心巨大ブラックホールの起源

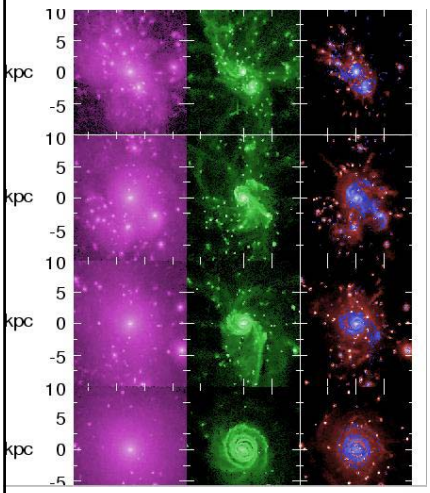




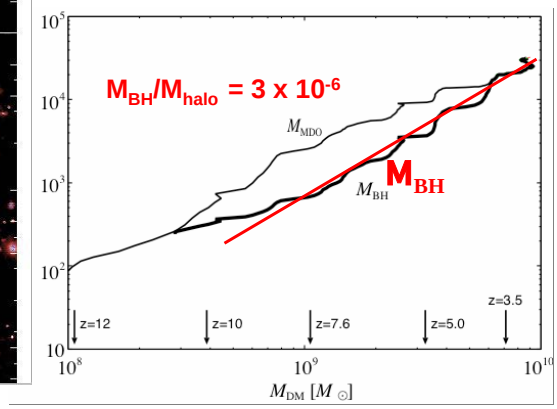


川勝、斎藤、KW (2005)

Coevolution of M_{BH} and M_{halo}



M_{BH}/M_{halo} is nearly constant from z~8 to z~2.

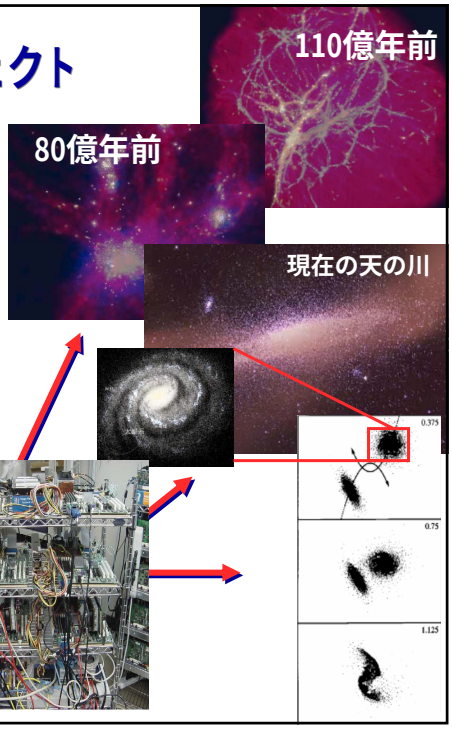


Baes et al. (2004)

$$\frac{M_{BH}}{10^8\,M_\odot} \sim 0.11 \left(\frac{M_{DM}}{10^{12}\,M_\odot}\right)^{1.27}$$

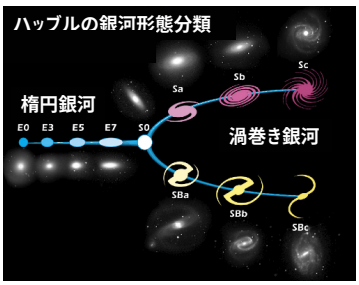
→ $M_{BH,max}$ ~ 3 x 10^4 M_{sun} at z~2

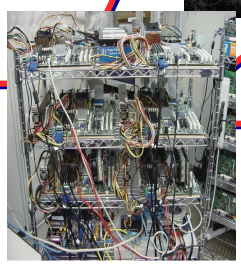
天の川創成プロジェクト

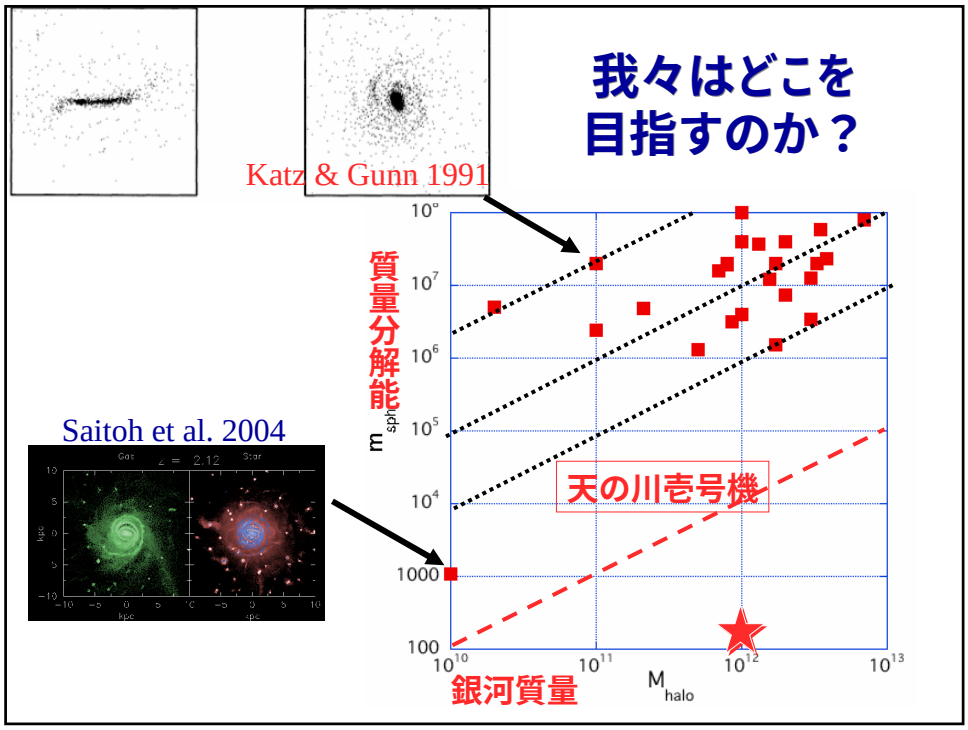


第一原理に基づく理論シミュレーションにより、

1) 天の川銀河の形成進化のプロセスを世界ではじめて示す。
   - 天の川の3次元構造
   - 既知の素過程に問題があるか？
2) 銀河形態の起源を探る
3) 銀河中心巨大ブラックホールの起源







なぜ高分解能が必要か

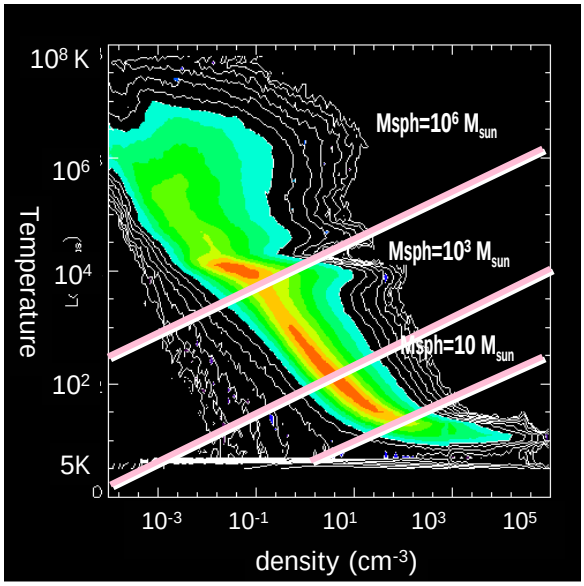
星形成領域の構造を分解したい

Msph=10^6 M_{sun} では、
1 cm^{-3}, 10^4 K のガスしか
扱えない。

星形成、フィードバックに
ad hocなモデル導入が不
可避

Msph=10 M_{sun} で、
分子雲1000 cm^{-3}, 100 K
を分解

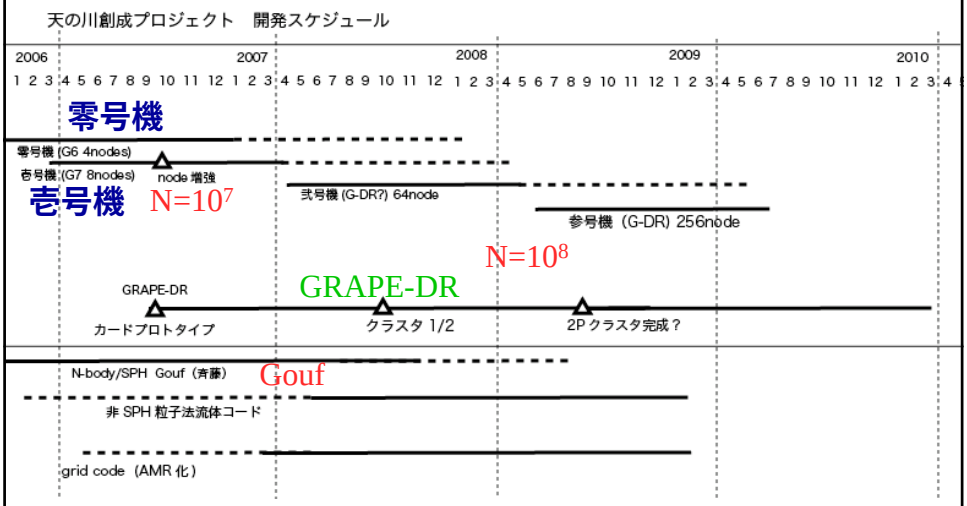
天の川サイズで、
SPH=10-100億体



カラーコントア：星間ガスの高精度mesh計算(volume)

天の川創成プロジェクト

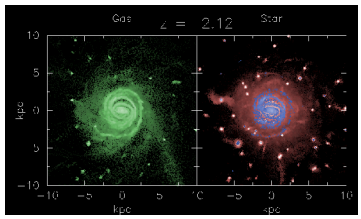
開発スケジュール (ハード、ソフト)



零号機

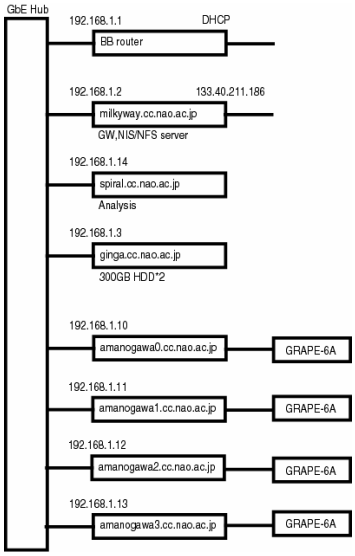
科研費基盤B、台内予算で開発

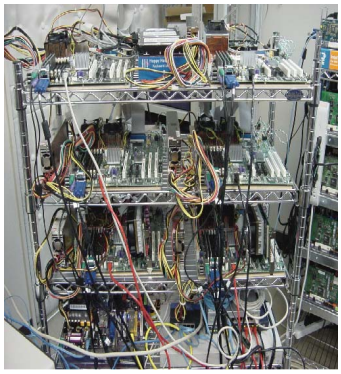
- 4 CPU (Xeon)+GRAPE-6A
  - 銀河形成並列計算コードの開発
  - 性能評価 (ピーク性能0.2TF程度～VPP5000/32)
- プロダクトラン
  - Total mass 10^{10} M_{sun} (ISM 10^9 M_{sun})の銀河形成
  - ガス質量分解能500 M_{sun}　SPH 200万体
  - 数週間/1モデル
    - Cf. 現状　1000M_{sun} w/ SPH 100万体
      - 6ヶ月/1モデル (GRAPE-5)



GRAPE5による
100万体SPH計算
©斎藤貴之

零号機構成





詳しくは、台坂博「天文学とUNIX」(UNIX Magazine)の連載

天の川零号機　仕様

表 2　天の川零号機の各マシンの仕様

	サーバー	計算ノード	予備ノード
ホスト名	milkyway	amanogawa0〜3	spiral
CPU (Xeon EM64T)	3.6DGHz (デュアル)	3.6DGHz (シングル)	3.2DGHz (シングル)
マザーボード	Intel E7520BD2 (7520 チップセット)		
メモリ	DDR-400 reg. 512MB×4		DDR-333 1MB×2
内蔵 HDD (OS 用)	40GB ATA133		
外部 HDD	—	300GB×2 SATA	—
OS	Fedora Core 2	FreeBSD 5.4R amd64	Fedora Core 2

GRAPE-6A　400GFlops

壱号機(プロトタイプ2号)
2006年度

- Total mass: 10^{10} M_{sun} (ISM 10^{8-9} M_{sun})
- ガス質量分解能 100 M_{sun} (星形成領域分解)
  ⇒ SPH 1000万体
- 恒星系空間分解能 10-100 pc (diskがなんとか分解) ⇒ N体粒子 1000万体
- 1モデル/1ヶ月

天の川壱号機仕様

製作: 1～2ヶ月以内、 夏までに1000万体計算

8ノード: Opteron 250(2.4GHz)/2GB +GRAPE7

GRAPE-7
(Fukushige et al.)

無衝突系用 (G5後継機)、
PCI-Xバス 1GB/s (PCIの8倍)
FPGA (再構成可能デバイス) によるコスト削減
ピーク性能: 0.7TFlops (G5の15倍、G6Aの2倍)

予算が獲得できれば、ノード数を増加

コード開発 (純国産) 斎藤貴之 (国立天文台)

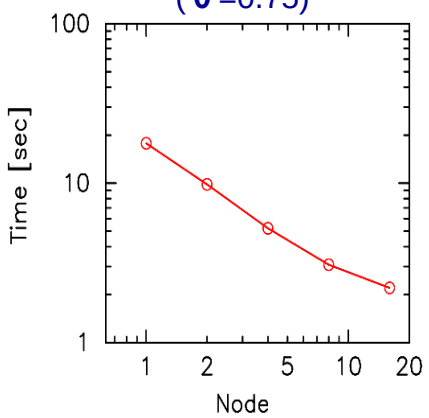
Gouf仮

- 領域分割：Bisection
- 重力：Tree+GRAPE
- 流体：Smoothed Particle Hydrodynamics
- ガス冷却＆超新星爆発：Type Ia/II
- 並列方法：Message Passing Interface

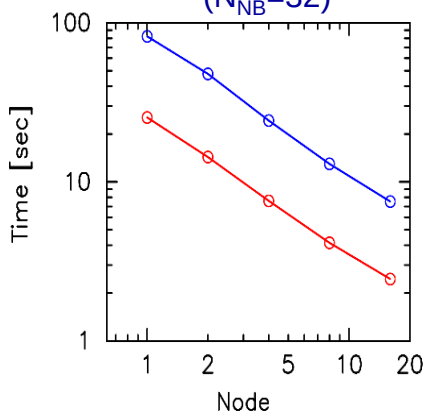
コードチューニング中

ベンチマーク(100万粒子一様球)

重力計算
(θ=0.75)



流体計算
(N_{NB}=32)



ホスト：Pentium 4 3.6GHz + GRAPE-5 x 16(MUV)

860万粒子/16node ⇒ 重力12sec, 流体80sec/step

銀河中心の恒星系力学

牧野淳一郎 (東大理)

概要

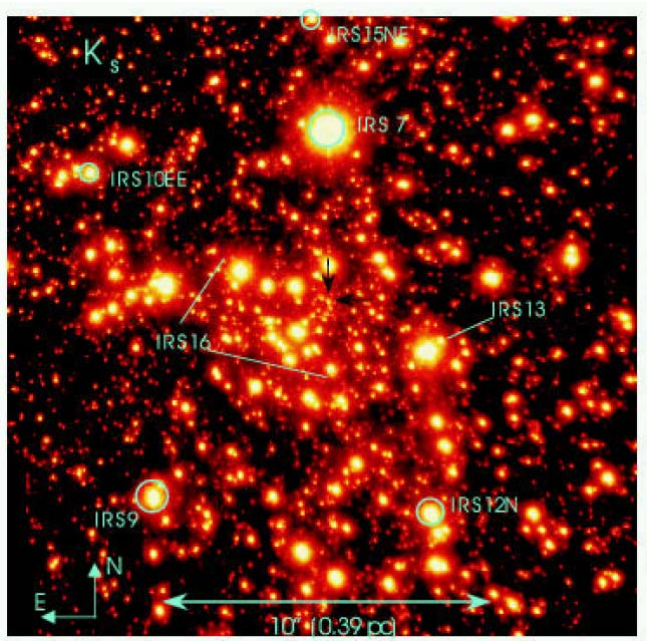
1. 観測でわかっている (らしい) こと
   - Central Cluster
   - Stellar Disk(s)
   - Star Cluster(s)
2. 理論モデルについて少し
3. まとめ — 今後の研究の方向

観測でわかっている(らしい)こと

- Central Cluster
- Stellar Disk(s)
- Star Cluster(s)

Central Cluster

Genzel et al 2003
K-band
shift-and-add image
中心付近の黒い矢印の先が SgrA*



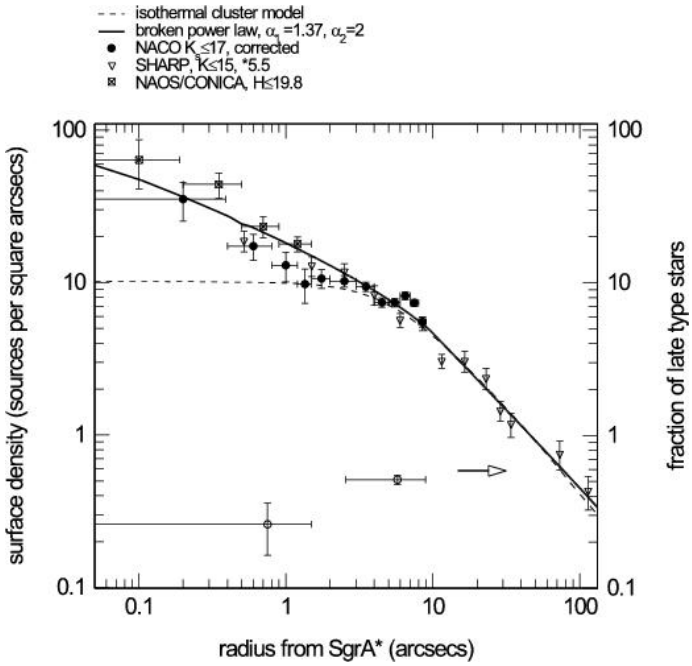
Surface density

Genzel et al 2003

10” 以内の恒星の質量 $\sim 10^6 M_\odot$ (あんまり信用はできない)

若い星が結構多い。

0.5” 以内でも若い星がある。(S1, S2, S0-16 ...)



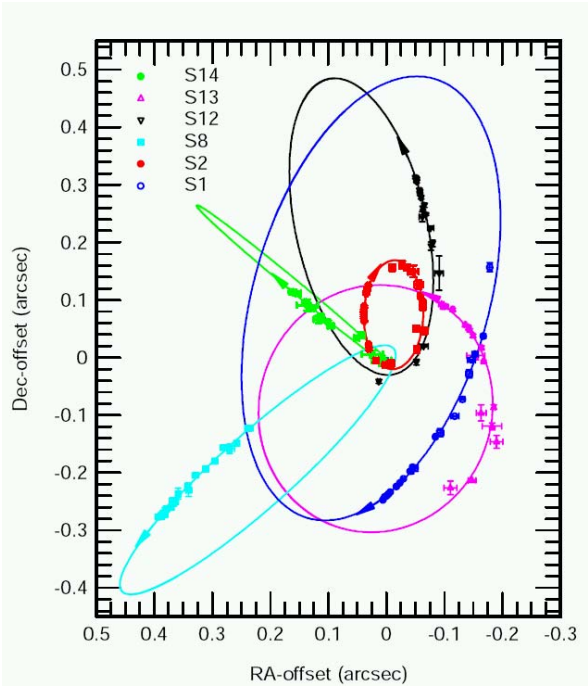
いくつかの中心付近の星の軌道

Eisenhauer et al 2005

星の分布は「等方的」少なくとも円盤的とはいいがたい

これらの星は結構若い ($10M_\odot$ 以上)

もっと暗い星は普通の赤色巨星

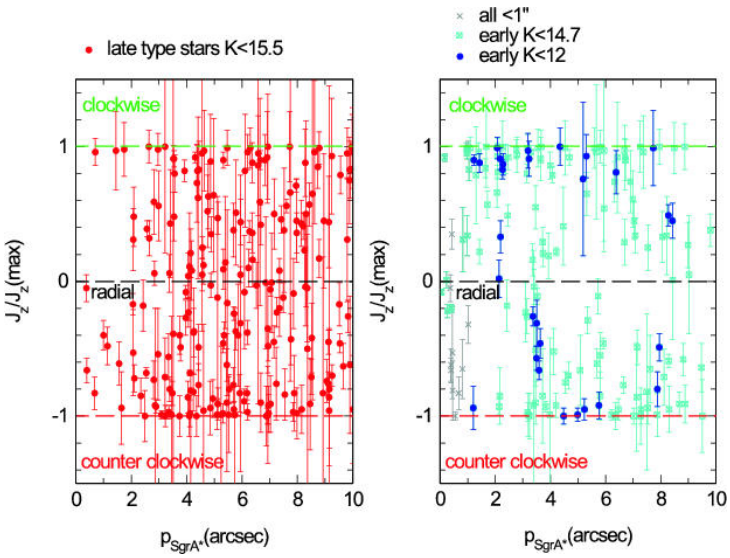


理論屋から見た課題

- 何故若い星がそこにあるのか
  - その場で作る？
  - 少し近くから緩和で運ぶ
  - 遠くからなんとかして運ぶ
- まだ見えない星はどんなふうか
- 中心ブラックホールの形成・成長との関係は？

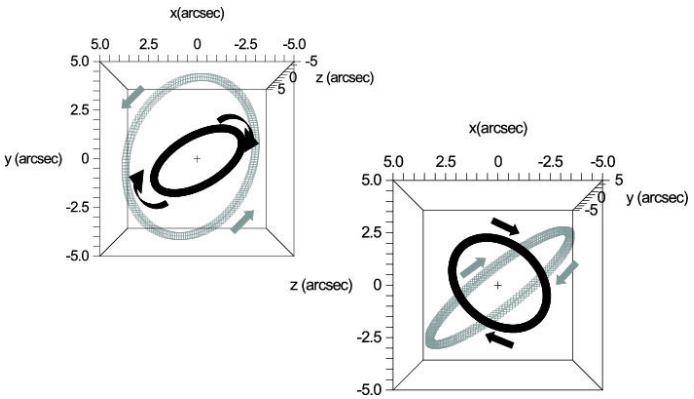
Stellar Disk(s)

また Genzel et al 2003。中心からの距離と角運動量



特に明るい星は 等方的ではない。時計回りと半時計回りの 2 つのリング。

空間構造



Paumard et al 2006 (図は Genzel et al 2003 から) 傾いている。

どちらも星の年齢 $6 \pm 2 Myrs$

そんなに薄いわけではない ($e \sim 0.3$)

なぜそんなものがそこにあるのか良くわからない。

理論屋から見た課題

- どうやってディスクを作るか
  - その場で作る (Nayakshin et al 2005)
  - 遠くから星団で運ぶ (Hansen & Milosavljevíc 2003)
- 中心部の星との関係
- Minispiral との関係 (?)

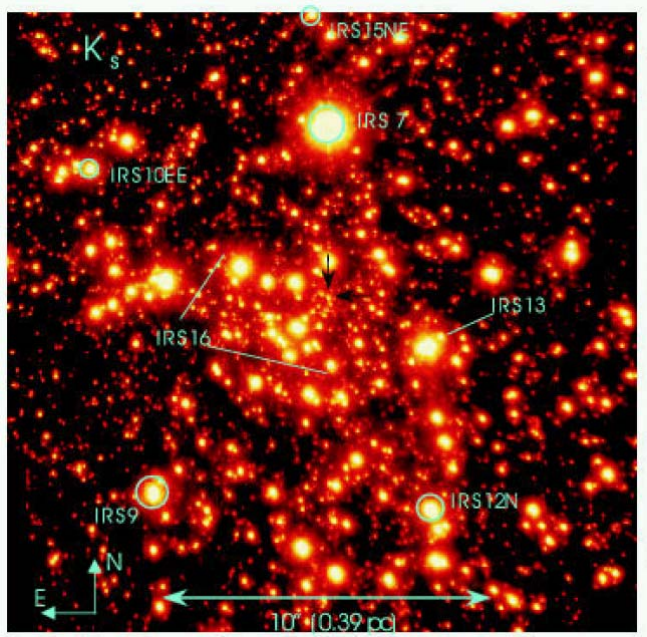
Star Cluster(s)

IRS13E, 16SW はそれぞれ星団らしい (?)

IRS13E: 反時計回りディスク

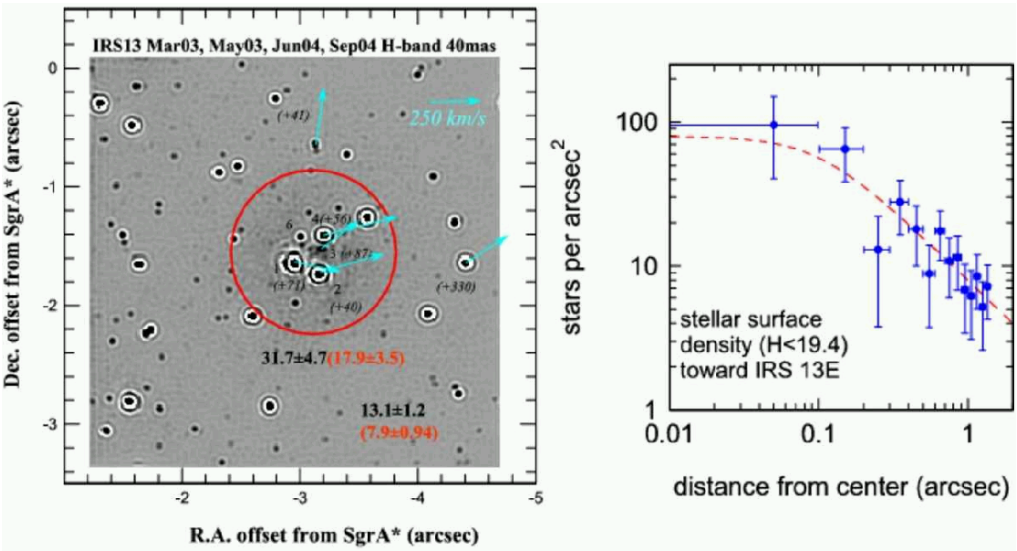
IRS16SW: 時計回りディスク

bound だとすると結構質量が必要
→ IMBH???



IRS13E は本当に星団か？

Paumard et al 2006 H-band 観測



見た目星団っぽい。

星団だとすると

コア半径 0.17”
潮汐半径 1” 以上？
銀河中心までの距離 4” くらい。

潮汐半径が 1” とすると $4 \times 10^4 M_\odot$ くらい必要。
これは Sgr A* の速度と矛盾するかも。 Paumard et al ではこの問題は無視されている。

観測のまとめ

- 妙に若い星がある
- 0.3pc くらいより内側ではカスプのスロープ浅い
- 0.1pc くらいより外側では若い星はディスク状。ディスクは2つある。
- それぞれのディスクの中に星団のようなものもある。
- ディスクの星は結構年齢がそろっている

銀河中心の理論モデル

いろんなことを統一的に説明できるような理論モデルはあるか？

とはいえ、一度に全部、は無理なので、まずディスクを考える

提案されているモデル

- ガスディスクから作る
- 星団を落とす

ガスディスクから作る

Milosavljevíc & Loeb 2004
Nayakshin and Sunyaev 2005
個人的にはあんまり本当とは思えない

- ほぼ同じ時期、ほぼ同じ場所に逆回転するガスディスクが2つというのはあまりに無理
- 星の「ディスク」がガス起源にしては速度分散が大きすぎる
- 星が重力相互作用でディスクを加熱する時間スケールは結構短い。速度で 6km/s までに 10^4 年くらい。自己重力的になるほどディスクが薄くならない

星団を落とす

Hansen & Milosavljevíc 2003
Portegies Zwart et al. 2005
これも色々無理が、、、

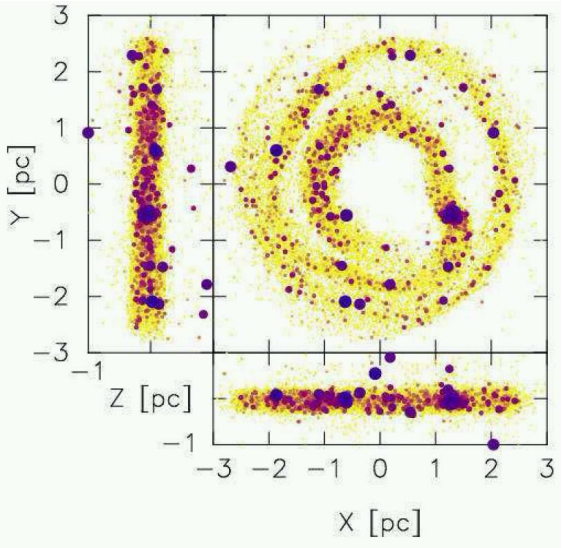
- よほど近くに星団があるか、ありえないほど重いかでないと力学的摩擦では落ちてこない

とはいえ利点もある。

- 若い星団はある。 Arches, Quintuplet
- IMBH があるとすると、銀河中心近くまで若い星をもってくのは可能
- 複数ディスクも問題ない。星団とディスクも同時に説明

星団を落としてできるもの

もちろんかなり厚いトーラス
観測とは矛盾しない



Portegies Zwart et al 2005 これはちょっと外側すぎる例。

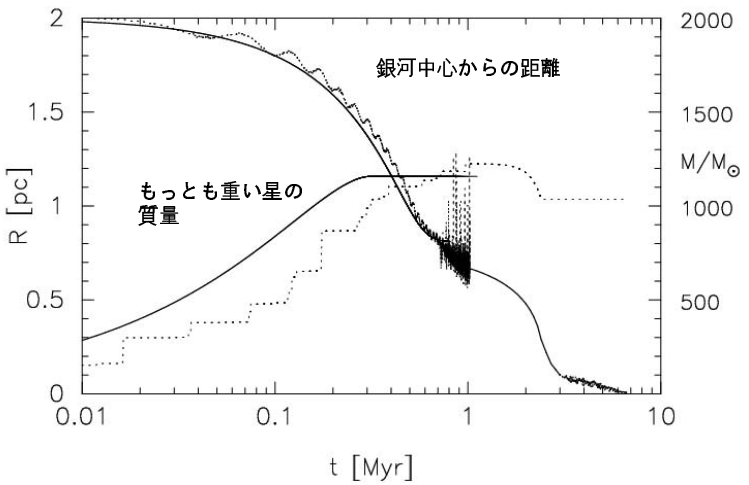
N-body simulation の例

Portegies Zwart et al 2005

- **64K stars, Salpeter IMF (lower cutoff: $0.2M_\odot$)**
- **2pc from GC, circular orbit**
- **Roche-lobe filling King model ($W_c = 9$)**

これは、 IRS13E みたいなものをつくろう、という話。

結果



破線: シミュレーション、実線:解析的モデル

つまり

- 2pc くらいに $10^4 M_\odot$ くらいの星団ができれば数 Myrs で落とせる
- 5pc とか 10pc だとはるかに重い必要がある。

つまり: IRS13E みたいなものを作れなくはないが、
結構不自然な初期条件が必要？

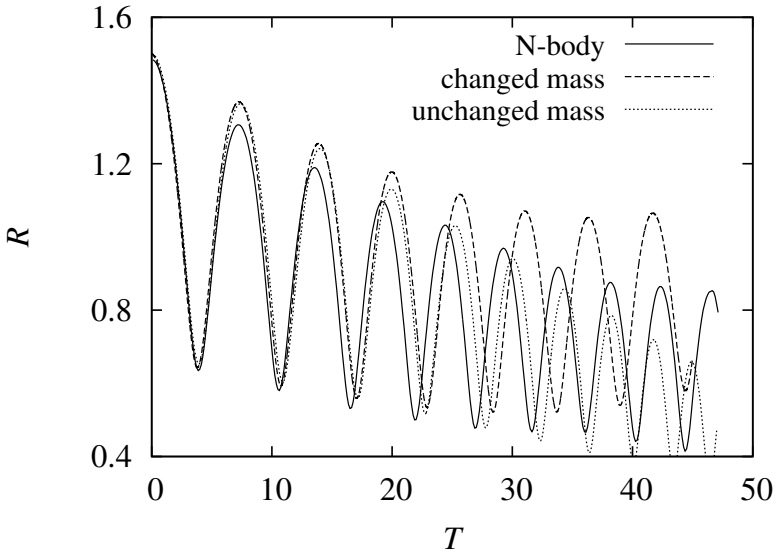
N 体計算は信用できるか？

実は色々疑問。

- 星団の軌道進化は力学的摩擦を手でいれている。
- 初期の軌道が円軌道というのは本当かどうかわからない。

星団の軌道進化

藤井他 2006: 衛星銀河の N 体計算では、実は力学的摩擦を手でいれたのより速く落ちる。



速く落ちる理由

- 衛星銀河から逃げた星に角運動量を渡す
- 逃げた星もまだ衛星銀河本体近くにいると、その重力で力学的摩擦を大きくする

どちらも微妙な効果だが結構大きい。

円軌道？

若い星団がどうやってできたかは不明。

従って、どういう軌道を考えるべきかもあんまり根拠はない。

できた時にあまり軌道角運動量もってなければ速く落ちる。

星団のできかたと、ガスの運動との関係の理解が必要？

まとめ

- 最近の観測の進歩により、銀河中心の恒星系がどうやってできたかは良くわからなくなった。
- 特に若い星の起源、ディスクになっている理由についてはあまりよい理論モデルがない。
- ある程度遠くでできた星団が力学的摩擦で落ちてきた、というモデルは色々良い性質を持つが、軌道進化のタイムスケール等問題もある。
- でも、若い星がその場でガス円盤からできた、というのよりは問題が少なそうな気がする。

おまけ

シミュレーションはどんなことができるか？

GRAPE-6 での直接計算
SMBH-IMBH-回りの星、という系を完全に star-by-star でシミュレーションする (松林他 2006)

GRAPE-DR and/or direct+tree ハイブリッド
銀河中心 10pc くらいなら star-by-star ベースでできる。

2 体緩和による進化をちゃんといれて今見えてない暗い星の分布を理論的に予言できる？

おまけ 2

銀河中心:理論屋には夢のような領域

- 星の軌道が見える
- 軌道の変化もみえそう。緩和過程

どんなものを観測して欲しいか？

- とにかく暗い星まで見る
- 3 次元的な速度

おまけ 2

銀河中心:理論屋には夢のような領域

- 星の軌道が見える
- 軌道の変化もみえそう。緩和過程

どんなものを観測して欲しいか？

- とにかく暗い星まで見る
- 3 次元的な速度

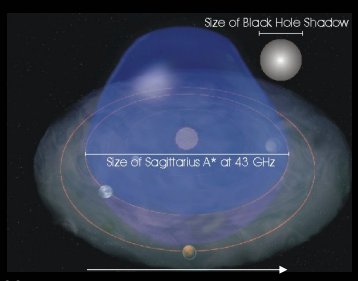
21 世紀は精密アストロメトリの時代

メーザーで探る銀河系中心
(数pc以内の位置、固有運動計測)

小山友明、出口修至、三好真、小林秀行 (国立天文台)　今井裕 (鹿児島大)、Shen, Zhi-Qiang (上海天文台)

銀河中心領域 (数pc以内)

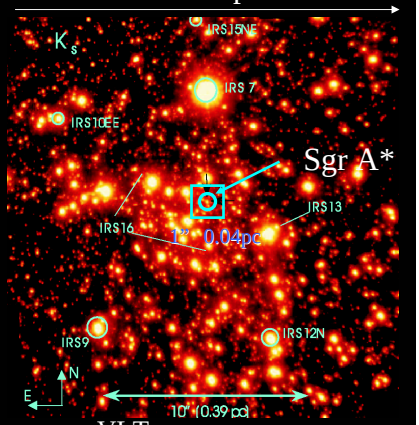
- SMBHの存在 $4\times10^{6} M_{Sun}$ (Ghez et al. 2003)
- 多数の星団の存在 (赤外線)
- 非熱的コンパクト電波源
  SgrA*の存在 (1 mas@7 mm)



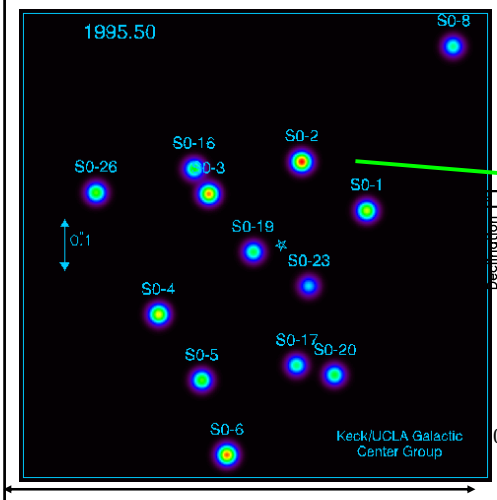
Falcke 2004

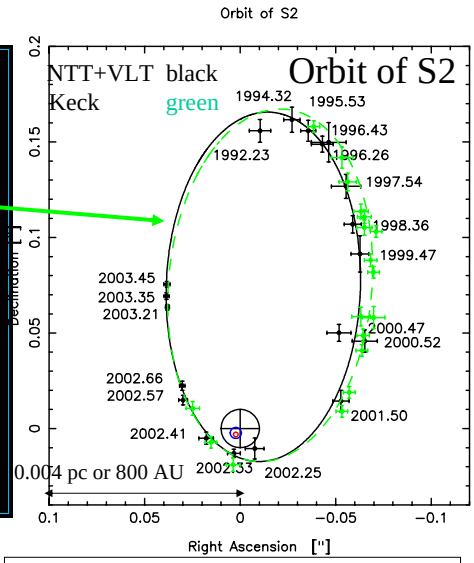
0.7 mas or 5.6AU

0.8 pc 20”



VLT Genzel et al. 2003



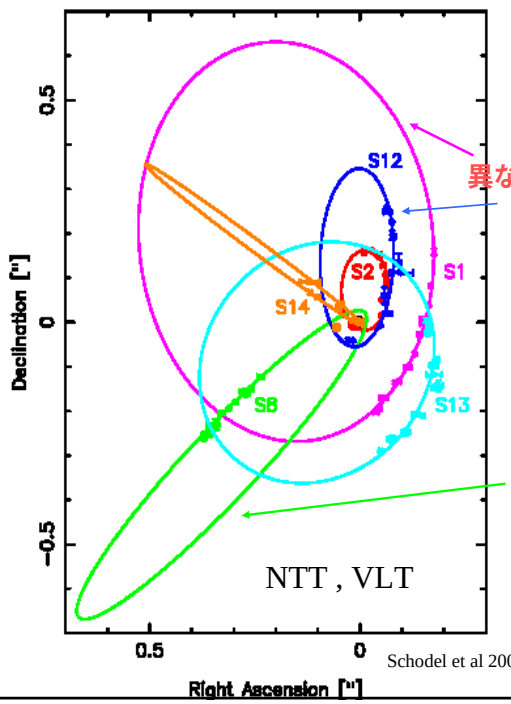


Keck , Ghez 0.8" 0.032 pc

Sgr A* は赤外では非常に暗い (3σ)

- ●Period 15.56±0.35 year
- ●V(peri) ～7000 km/s
- ●Pericenter 13.75 mas (110AU = 1200 Rsh)

Ghez et al.2003、Genzel et al. 2003



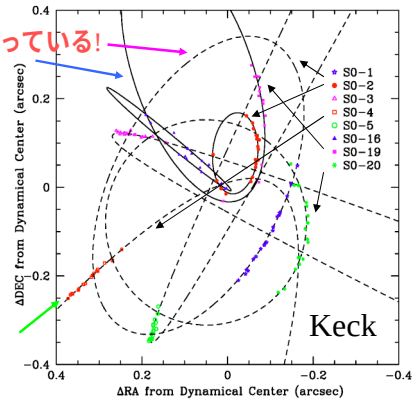
Schodel et al 2003

S1=S01
S2=S02
S8=S04
S12=S019
S13=S020
S14=S016

軌道が異なっている！

相対運動による影響
焦点の不定性による影響

異なっている!

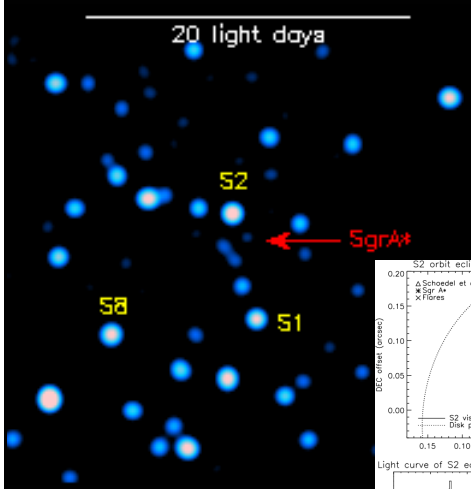


0.016 pc

視野狭い

Ghez astroph 030610

The detection of Flare

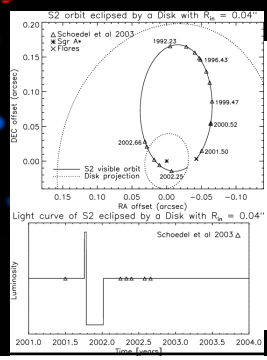


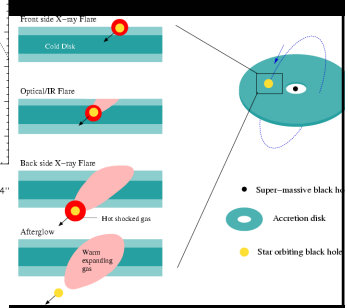
VLT K band Genzel 2003

Where is the flare?
(Present activity)

•0〜23 mas from focus of S2 (H, K, L)

•Stellar wind of S2 (15 mas;120AU),
S16 (11 mas;90AU)





Motivation

- 赤外mapにおける Sgr A*の位置をより高精度で測定（10 mas以上）

  ⇒電波（SiOメーザー）と赤外両方で検出できる星をもちいて、電波での星とSgr A*の相対位置を測定し、赤外のimageでのSgr A*の位置を導く

- Sgr A* (dynamical center) に対して SiOメーザーの付随した星の運動を測定
  （赤外での固有運動計測は相対運動のみ）

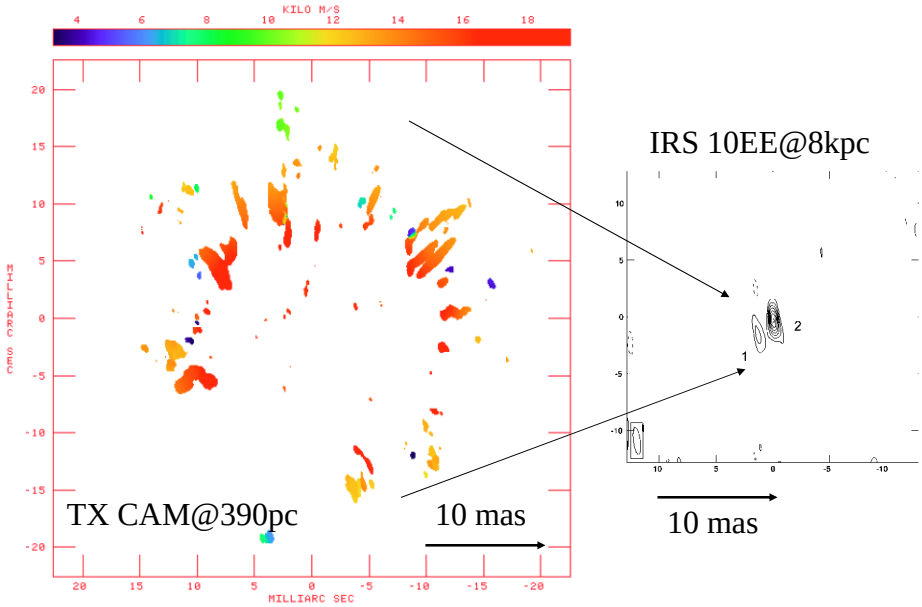
- 銀河中心0.3pcより外側について固有精査（質量分布等）
  （赤外観測では視野、測定精度に制限約40”×40”、100 km/s > 2.5 mas/y）

  過去の固有運動計測精度（VLA） ±0.16〜±3.47 mas/year
  （メーザーの空間分布を把握できていないことによる）

↓

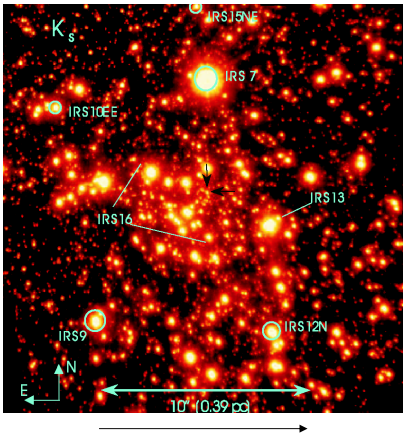
高精度化に向けてメーザーの空間分布を詳細に把握する事が必要
（VLAでは分解能不足50 mas）⇒位相補償相対VLBI（長時間積分）

ミラ型星のメーザー分布



Observation

- **観測日時**
  - ① 2001/05/16, 7/31 ,10/1
  - ② 2003/01/11, 3/12, 10/6
  - ③ 2004/3/8, 20
- **観測** VLBA (**位相補償長時間積分**)
  - In beam
- **システム雑音温度** 150K - 400K
- **観測天体**
  - SiO**メーザーの付随した星** (1Jy**以下**)
  - IRS 7 (0.22 pc)
  - IRS 10EE (0.35 pc)
  - **他**8**天体** (～1.8 pc)
- **参照天体** Sgr A*

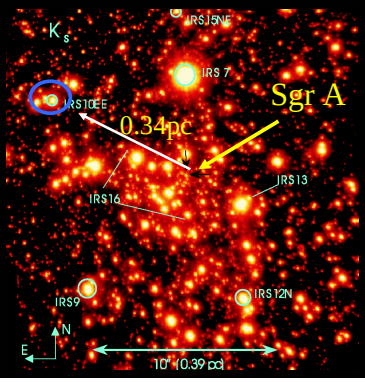


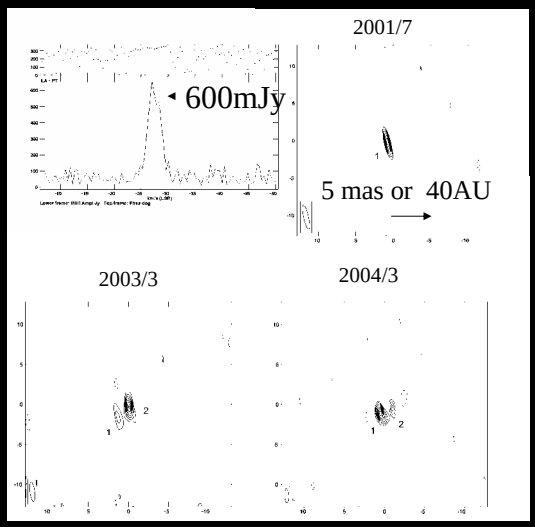
0.4 pc

Date	v	Band width	Resolusion(Freq)	Int time(FOV)	Tracking center
01/05 ,07	1,2	4MHz×8	0.44 km/s	1 (7.6”)	5 (Sgr A*, IRS10 EE, IRS 7, SiO6, SiO8)
03/01,03,10	1,2	8MHz×4	0.88 km/s	0.13 (55”)	1 (Sgr A*)
04/03	2	16MHz×2	0.44 km/s	0.6 (12”)	3 (Sgr A*, IRS 10EE, IRS 9)

Positions and distributions of maser spots of IRS 10EE

- MIIII (Figer et al 2004)
- 2-10 mas (16-80AU)
- Mira or Super giant
- OH Δv = 40km/s (Sjourman 1998)
- Period 732 day (wood 1998)
- 0.34 pc from GC

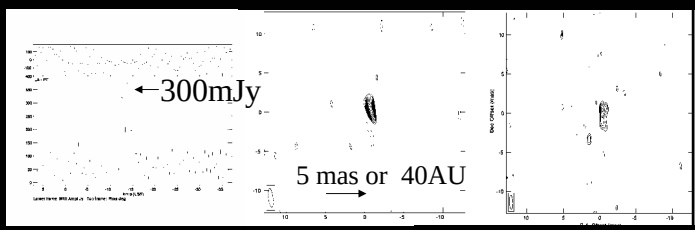




Positions and distributions of maser spots of IRS 15NE and SiO 6

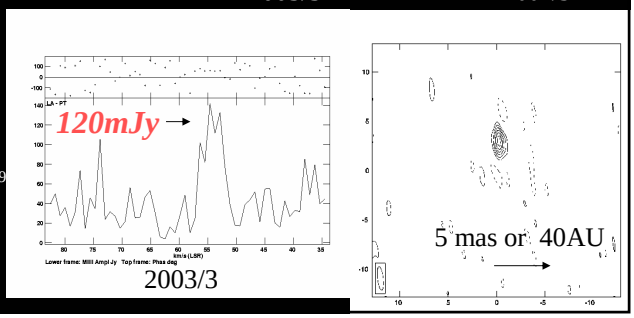
IRS 15NE

- MIII (Figer et al 2003)
- 2 mas (16AU)
- Mira
- 0.44 pc from GC

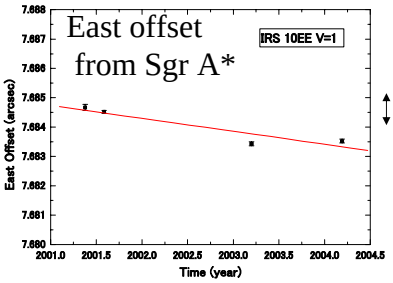


SiO 6

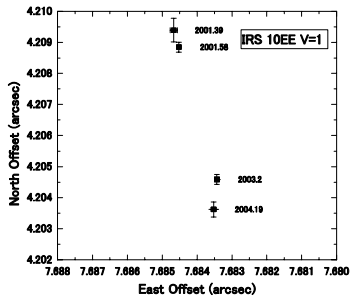
- 2-3 mas (16-24AU)
- Mira
- OH Δv = 22km/s (Sjourman 199
- 45"(1.82pc)
- H2O maser (Leveine 1995)

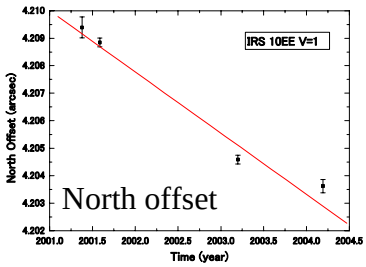


IRS 10EE v=1



1mas

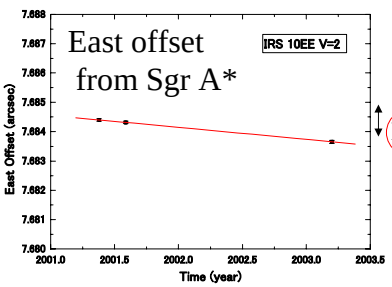




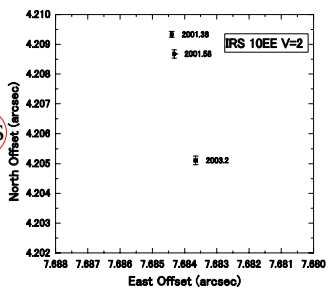
	μ_x	μ_y
This work	-0.44±0.03 mas/y	-2.22±0.10 mas/y
	-16±1 km/s	-85±4 km/s
Reid 2003	0.20±0.16 mas/y	-2.12±0.20 mas/y

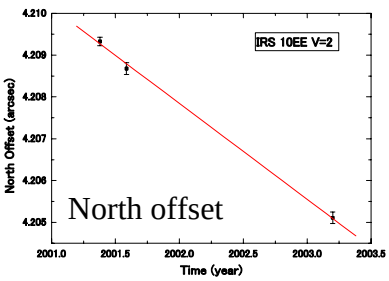
With respect to Sgr A*

IRS 10EE v=2



1mas

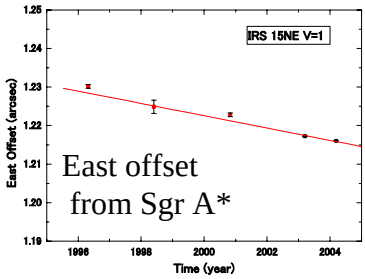




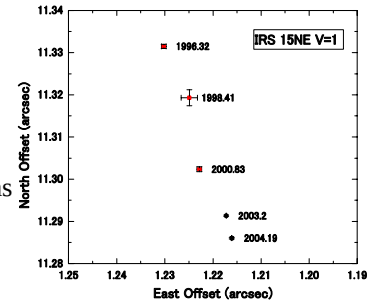
	μ_x	μ_y
This work	-0.41±0.03 mas/y	-2.29±0.09 mas/y
	-16±1 km/s	-85±4 km/s
V=1	-0.44±0.03 mas/y	-2.22±0.10 mas/y

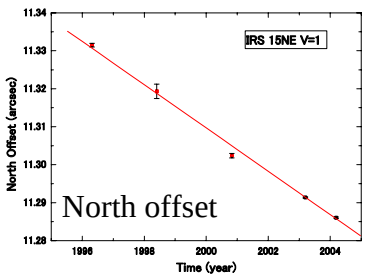
With respect to Sgr A*

IRAS 15NE



10 mas



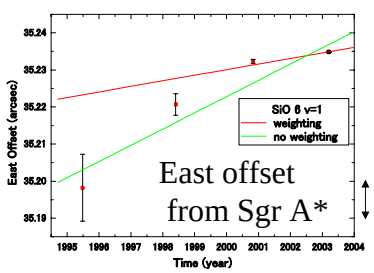


10 mas

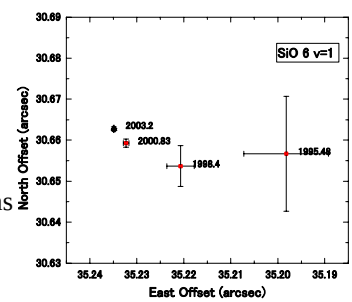
	μ_x	μ_y
This work	-1.60±0.05 mas/y	-5.70±0.06 mas/y
	-60±2 km/s	-215±2 km/s
Reid 2003	-1.66±0.24	-5.96±0.35

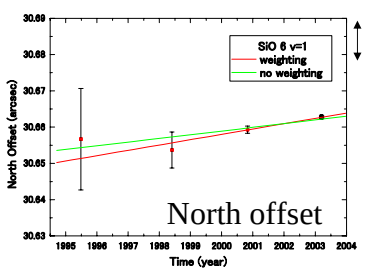
With respect to Sgr A*

SiO 6



10 mas



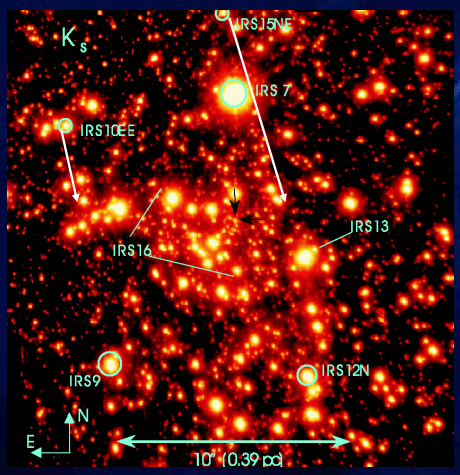


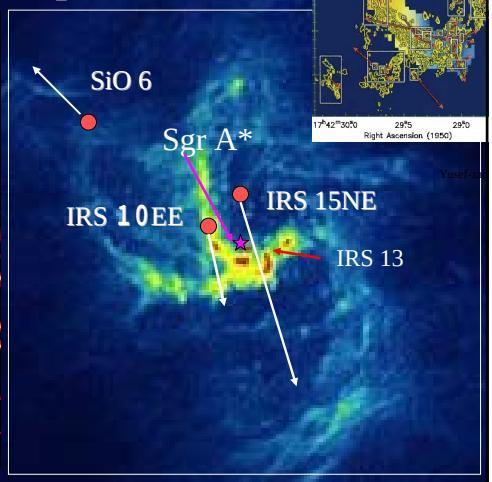
10 mas

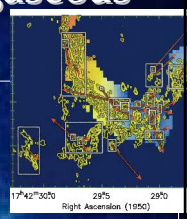
	μ_x	μ_y
This work	1.51±0.23 mas/y	1.47±0.38 mas/y
	57±9 km/s	56±14 km/s
Reid 2003	5.30±0.99	1.59±1.64

With respect to Sgr A*

Proper motions of stars near the gaseous minispiral







100km/s 0.4 pc 100km/s 2 pc or 50”

The position of Sgr A on the NIR images at May 2002*

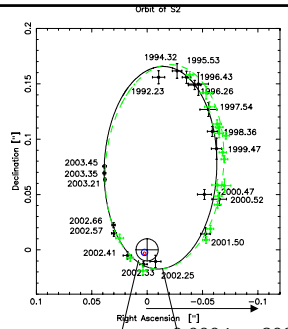
- VLA (Reid et al) ＋VLTで求められた2002/5 でのSgr A*ー星 (IRS10EE,IRS15) の相対位置を用いて、VLBAとVLA (Reid)の星の位置の差から2002年5月のVLTでのSgr A*の位置 (差) を新たに求めた

- 0.935 mas (east) 0.015 mas (north) offset from Reid et al

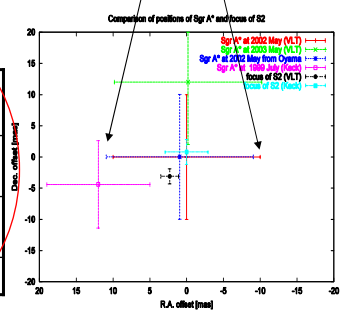
(Non Keplerian orbit)

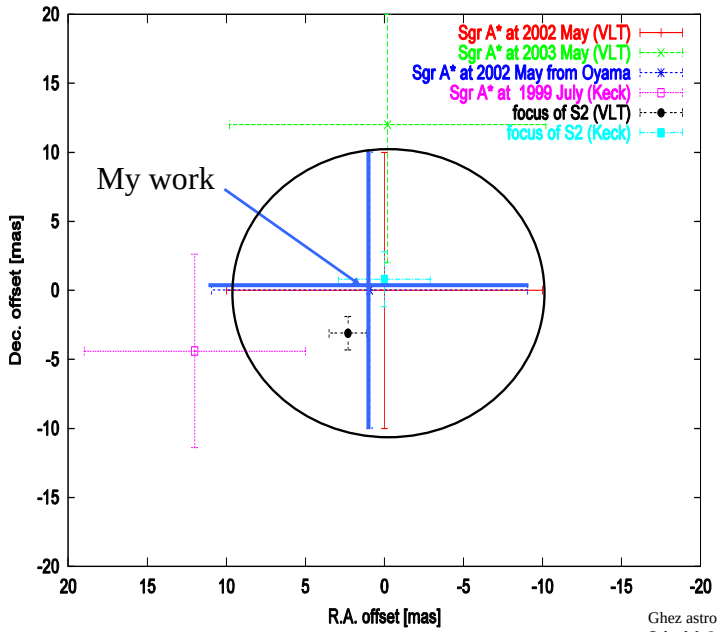
Star	VLBA (x:mas)	VLBA (y:mas)	VLA+ VLT	VLA+ VLT	Θy (diff)	Θy (diff)
IRS 10EE	7.6842	4.2071	7.6847	4.2069	0.47	-0.27
IRS 15NE	1.2190	11.296	1.2204	11.296	1.4	0.3
Average					0.935	0.015

2002年5月でのSgr A*ー星の相対位置



0.0004pc 800 AU

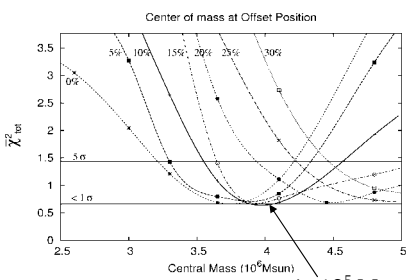




Ghez astroph 030610
Schodel 2004

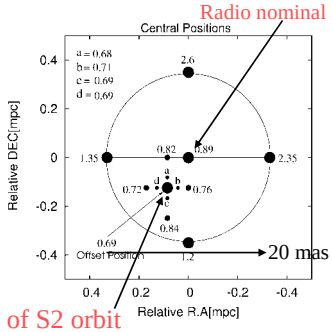
Non Keplerian Fit

Mouward et al 2003, 2004,2005

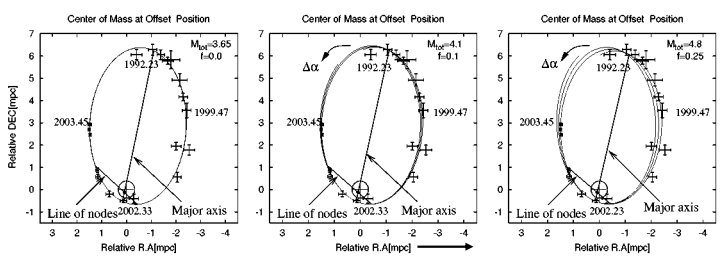


$4\times10^5 M_{sun}$

Radio nominal position



Focus of S2 orbit



50 mas

Fragile et al. 2000
Rubilar et al. 2001
Eckart et al 2002

Peculiar motion of the Sgr A* on the NIR images ?

IRS10 EE	μ_x (radio) (mas/yr)	μ_y (radio) (mas/yr)	μ_x (IR) (mas/yr)	μ_y (IR) (mas/yr)	μ_x (diff)	μ_y (diff)
VLA	+0.20±0.16	-2.12±0.20	+0.08±0.32	-2.21±0.93	-0.12±0.36	-0.09±0.95
Oyama	-0.44±0.03	-2.26±0.10	+0.08±0.32	-2.21±0.93	+0.52±0.32	+0.05±0.94

IRS 10EEの赤外、電波で計測された固有運動を比較する

↓

R.A方向に0.52 mas/year (20 km/s) 1.6σの運動を検出

↓

Sgr A* (dynamical center)に対するCluster(星団) の運動

or

Cluster (dynamical center)に対するSgr A*の運動

Sgr A* or Cluster?

☆系外電波源に対するSgr A*の運動計測 (VLBA)

⇒－241±15 km/s (銀経)

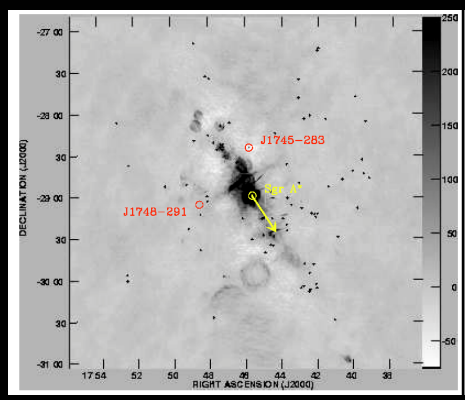
－7.6±0.7 km/s (銀緯) $R_0 = 8kpc$

5.25、7.17 km/s (Dehnen 1998)
27.19±0.87 km/s kpc^-1 (Feast 1997) $R_0 = 8kpc$

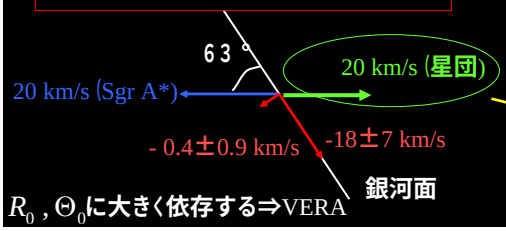
Peculiar motion

⇒－0.4±0.9 km/s (銀緯方向)

－18±7 km/s (銀経方向)



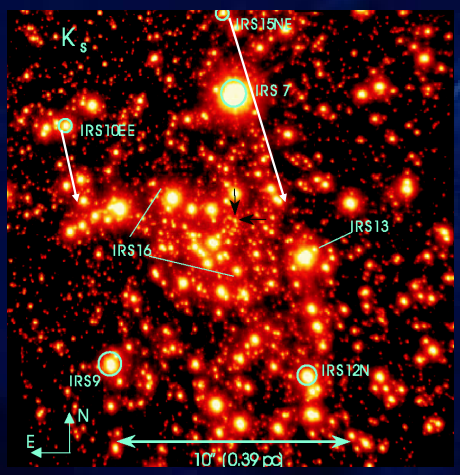
Reid et al. 2004

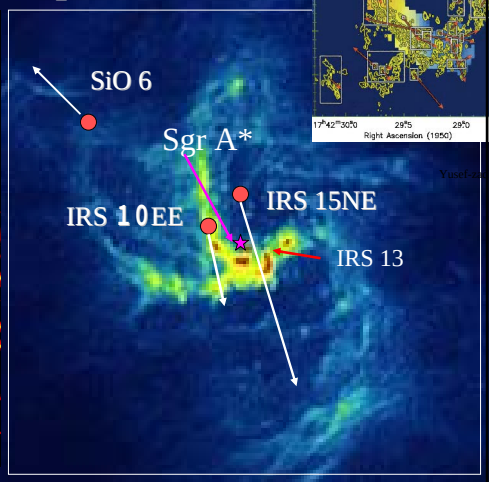


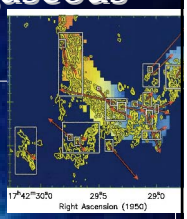
若い星団＋IMBH (Hansen et al. 2003, Levin et al. 2005, Ebisuzaki et al. 2001, 2005 年会)

R_0 , Θ_0に大きく依存する⇒VERA

Proper motions of stars near the gaseous minispiral

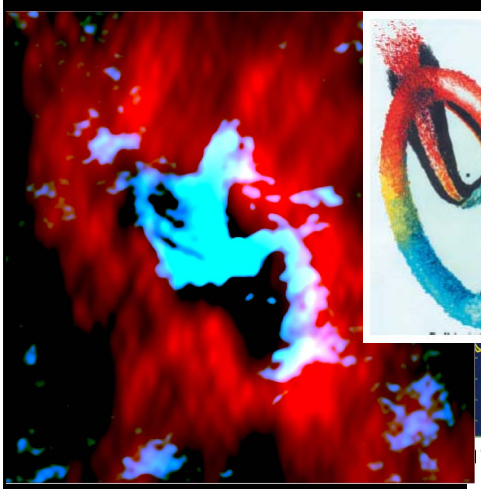


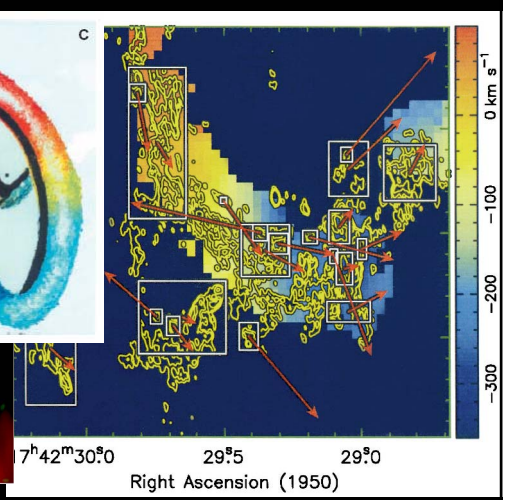




100km/s 0.4 pc 100km/s 2 pc or 50”

Mini spiral and Circum nuclear Disk





HCN, 1.2cm radio continuum

2 cm radio continuum

Yusef-Zadeh et al. 2000

Conclusion

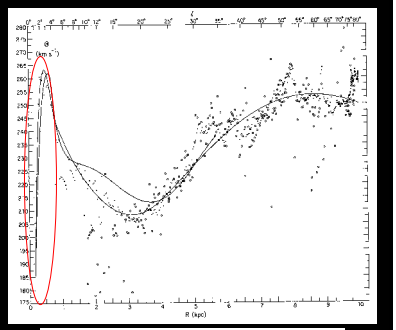
銀河中心近傍数 pcに存在する3つの星（1Jy以下の弱いメーザーが付随）について位相補償長時間積分によりイメージを取得し、またその固有運動を従来より5倍高精度で検出した
（従来±0.2 mas ⇒今回　±0.04 mas/year　IRS 10EEの場合）
（VLBI初検出(120mJy)）

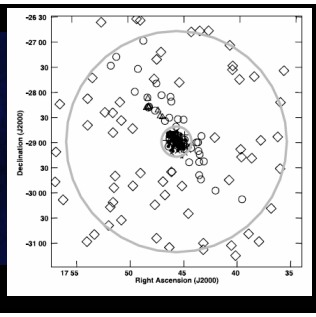
これにより

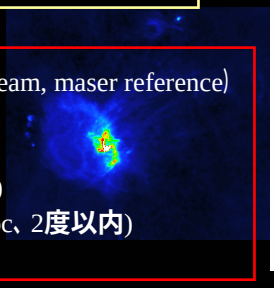
- 赤外imageでのSgr A*の位置が (Reid 2003)の値より0.935 mas 東へづれている事を見出した（$4\times10^5 M_{sun}$ 以上のdark massの存在を示唆）
- Star clusterが銀河中心Sgr A*(dynamical center) に対して 20 km/s(1.6σ）で動いている事を見出した
- 銀河中心 0.4 pc(projected)以内の質量下限値　$2.7\times10^6 M_{sun}$ を求めた

Future and Present works

- 赤外による銀河中心の観測（すばる）
- θ_0、R_0　の精密計測（数10km/s以内）⇒VERA
- メーザーの強度変動をモニター
  IRS 7 (Super giant　10 masの広がり）
  IRS28　(固有運動計測精度　現状±2-3 mas)
- VERA+Nobeyama(45m)+kashima(34m)
  (感度向上2倍、速度幅 800km/s、
  視野50秒、V=1,2同時観測)







- 0-0.3°(switching or In beam, maser reference)
  0.3-2°（VERA)
  mini spiral (2 pc)
  CND　(3-10 pc)
  CMZ　(〜300 pc、2度以内)
  Bulge

Object	v	May 01	Jul 01	Oct 01	Jan 03	Mar 03	Oct 03	Mar 04a	Mar 04b	
IRS 10EE	1	yes	yes	no	yes	yes	yes	yes	yes	-27m/s
	2	yes	yes	no	yes	yes	yes	···	···	
IRS 12N	1	no	no	no	···	···	···	···	···	-63km/s
	2	no	no	no	···	···	···	···	···	
IRS 15NE	1	no	no	no	no	yes	no	yes	no	-12km/s
	2	no	no	no	no	yes	no	···	···	
IRS 9	1	···	···	···	···	···	···	no	no	-340km/s
	2	···	···	···	···	···	···	···	···	
IRS 7	1	no	no	no	···	···	···	no	no	-120km/s
	2	no	no	no	···	···	···	···	···	
IRS 28	1	no	no	no	···	···	···	no	no	-55m/s
	2	no	no	no	···	···	···	···	···	
SiO 6	1	no	no	no	no	yes	no	···	···	+52km/s
	2	no	no	no	no	yes	no	···	···	
SiO 8	1	no	no	no	no	no	no	···	···	+72km/s
	2	no	no	no	no	no	no	···	···	
IRS 17	1	···	···	···	no	no	no	···	···	+75km/s
	2	···	···	···	no	no	no	···	···	
SiO 12	1	···	···	···	no	no	no	···	···	+82km/s
	2	···	···	···	no	no	no	···	···	

Vlsr

"yes" represents detection.
"no" represents nondetection. Upper limits are shown in Table 5.1.
··· represents out of observed band.

銀河系研究会 @国立天文台
2006.2.20

近赤外サーベイ観測による銀河系中心領域における若い星の選出

村井 優香 (京大)
長田哲也、永山貴宏 (京大)、西山正吾 (名大)
IRSF/SIRIUSグループ

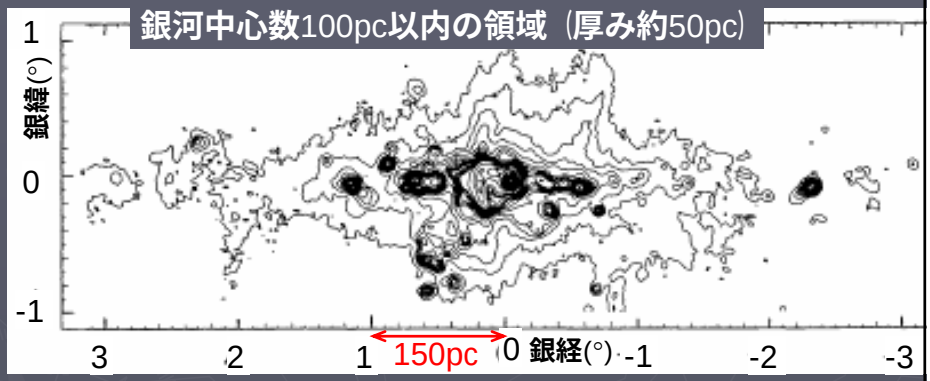
1. イントロダクション

目標:
銀河系の中心部における
若い星(O型星、YSOs)の数と分布を知る

➔銀河中心の最近数Myrの星形成の様子

銀河系のバルジ・・・古い(〜8Gyr)星がほとんど
しかし、中心数100pc以内では、直近 (<数Myr) に星形成

＜銀河中心での直近（<数Myr）の星形成＞



電波連続放射 3cm (Cox et al. (1989))

H_2 ： 銀河系全体の10% ←*星形成の原料*

紫外光 ： 銀河系全体の5-10% ←*大質量星(年齢～数Myr)*

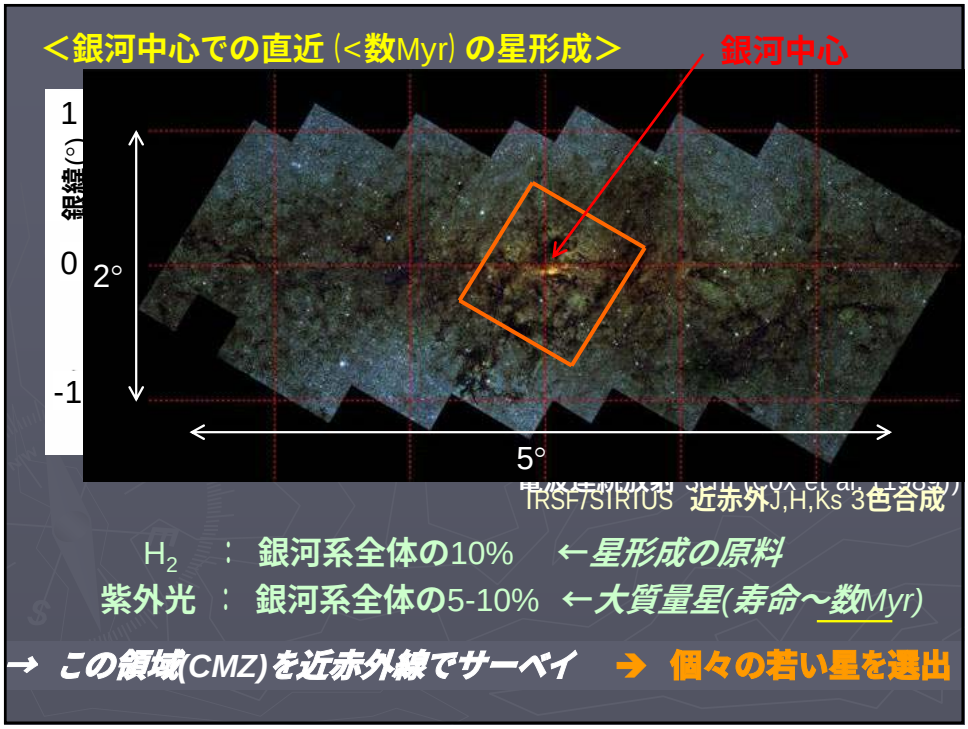
→ *この領域(CMZ)を近赤外線でサーベイ* ➔ 個々の若い星を選出

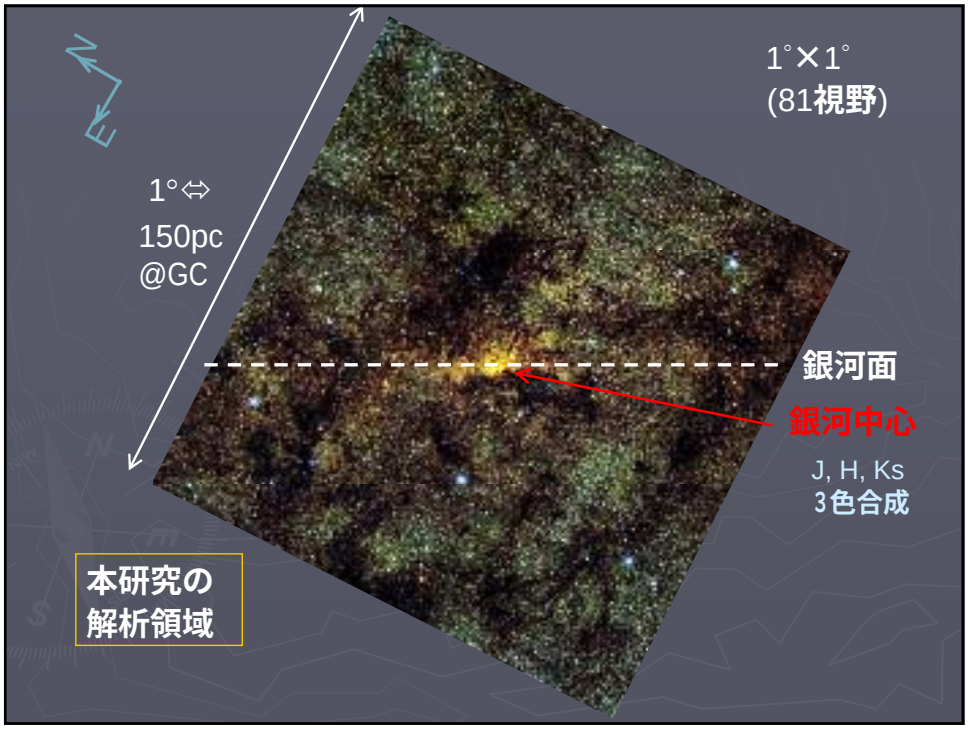
IRSF 1.4m望遠鏡
@南アフリカ天文台
（南緯32度）
＋
SIRIUS

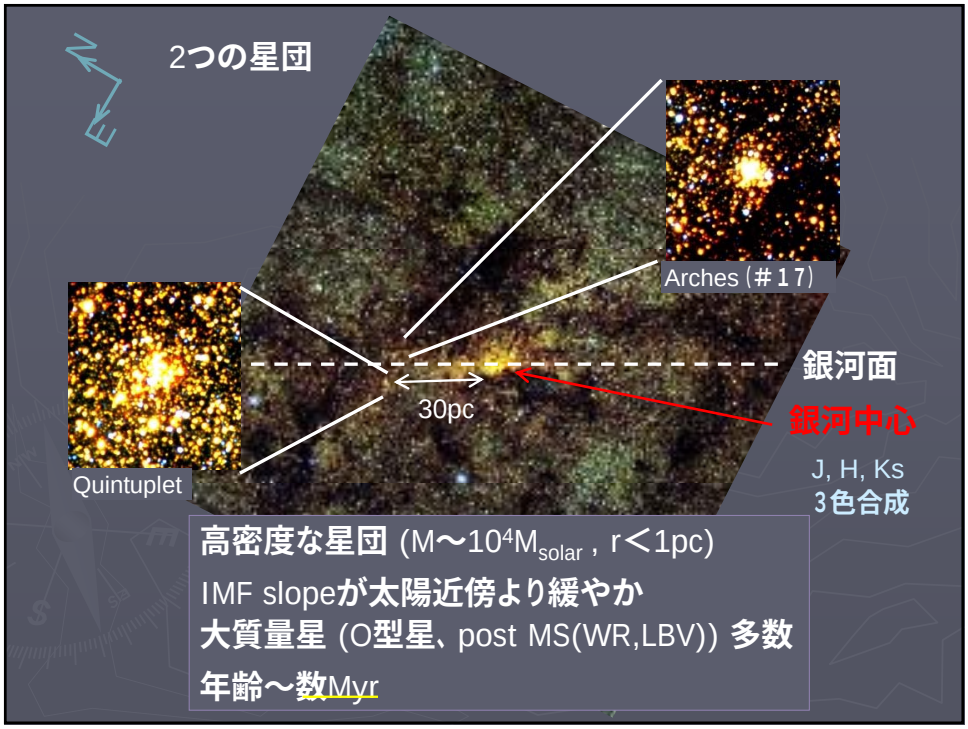
近赤外3バンド同時撮像
J (1.25μm), H (1.63μm)
Ks(2.14μm)

pixel scale : 0”.45/pixel

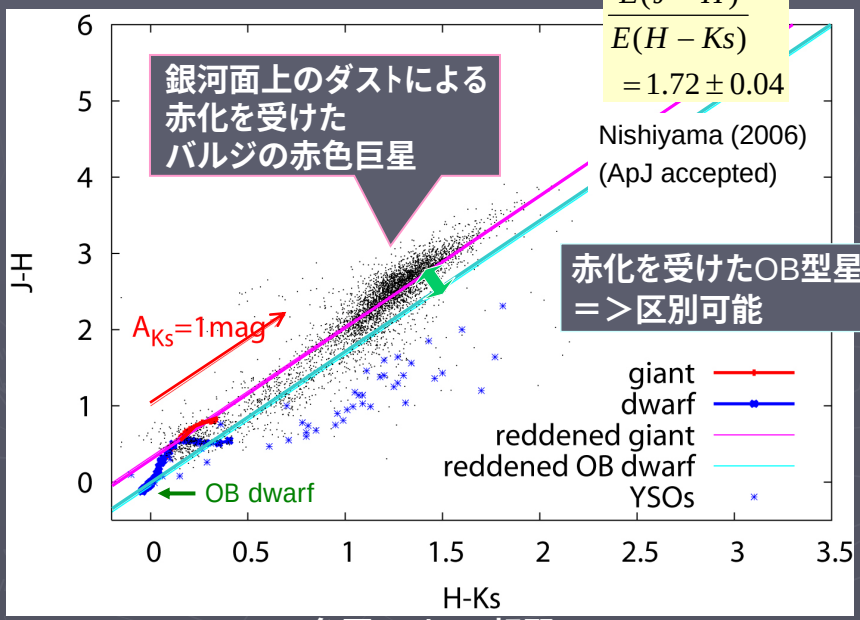
FOV:7’.7


<銀河中心での直近 (<数Myr) の星形成>
銀河中心
1
0
-1
銀緯(°)
2°
5°
IRSF/SIRIUS 近赤外J,H,Ks 3色合成
H2 ： 銀河系全体の10% ←星形成の原料
紫外光 ： 銀河系全体の5-10% ←大質量星(寿命～数Myr)
→ この領域(CMZ)を近赤外線でサーベイ ➔ 個々の若い星を選出

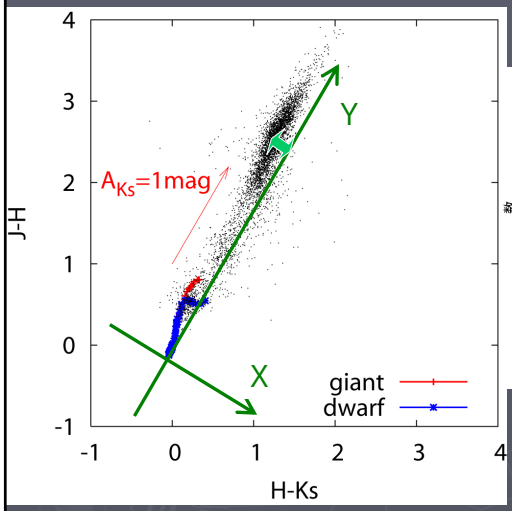

N
E
1°⇔
150pc
@GC
1°×1°
(81視野)
銀河面
銀河中心
J, H, Ks
3色合成
本研究の
解析領域



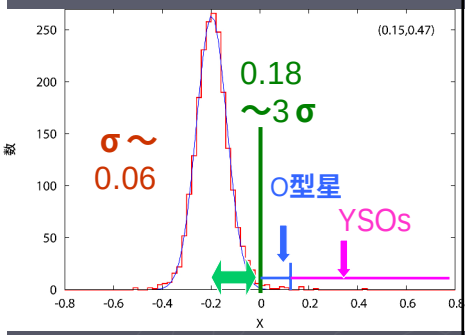
2. 解析方法 (選出条件)



(J-H) vs (H-Ks) 2色図　(ある1視野：(l,b)=(0.05,0.4))

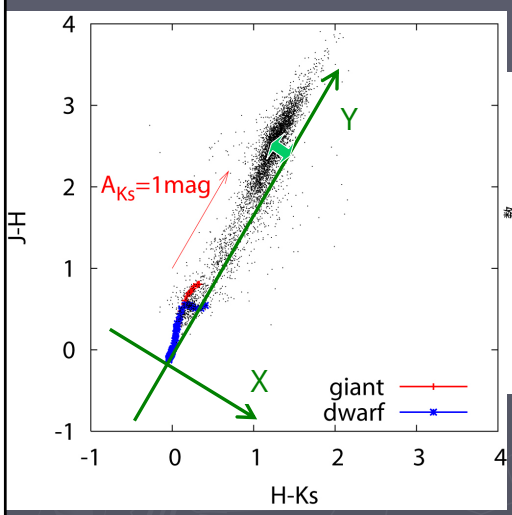


Xに射影した
ヒストグラム

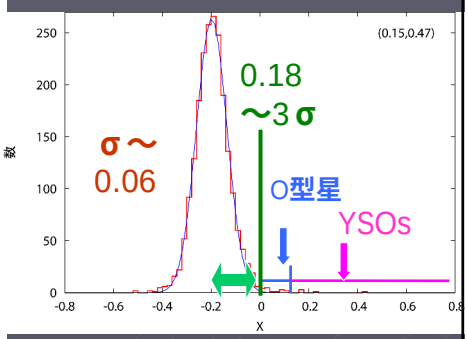


◎ 若い星の選出 ：色 (X)

Y ：赤化の向きと平行
X ：赤化に影響されない

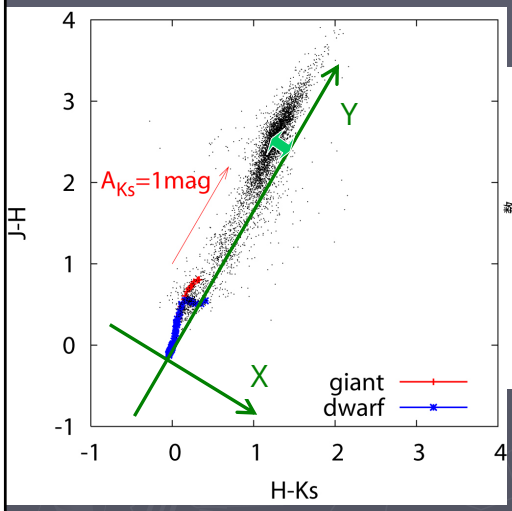


Xに射影した
ヒストグラム

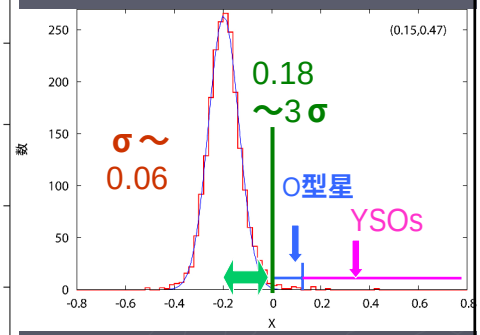


◎ 若い星の選出 ：色 (X)
◎視線上で 銀河中心に限定
：赤化量 (Y)
Dutra et al.(2003) 減光マップ
➔各視野に対して行う

Y ：赤化の向きと平行
X ：赤化に影響されない



Xに射影した
ヒストグラム



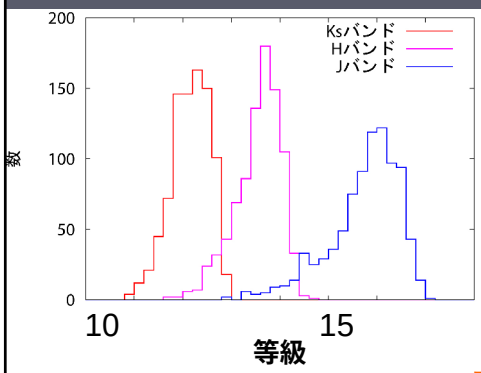
Y ：赤化の向きと平行
X ：赤化に影響されない

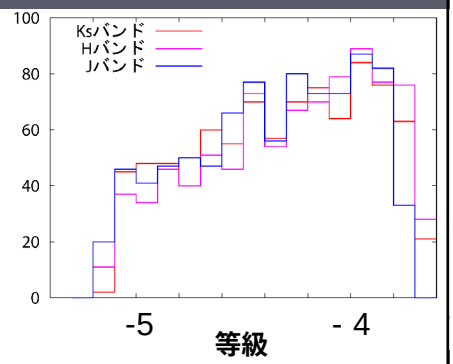
◎ 若い星の選出 ：色 (X)
◎視線上で 銀河中心に限定
：赤化量 (Y)
Dutra et al.(2003) 減光マップ
◎ AGB星を除く：補正した明るさ
(距離指数14.5mag+減光量)

3．結果

O stars + YSOs ：878個
O stars ：532個
(total：9万天体)

●光度関数



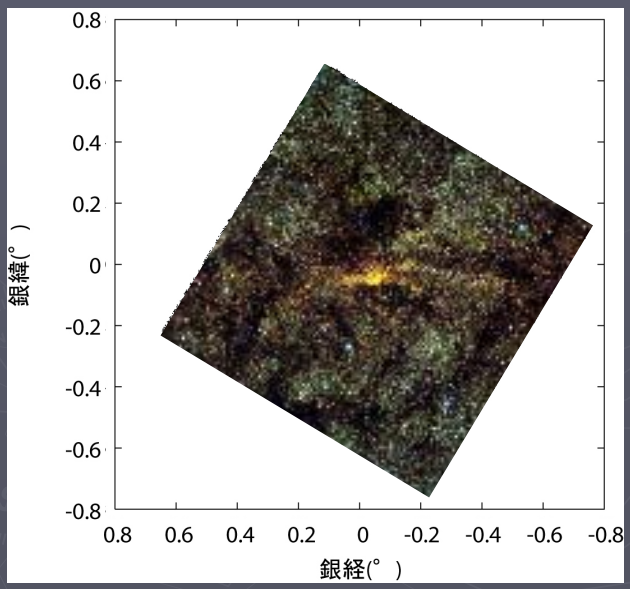


スペクトル型 O3 O5 O7 O9

観測値(O stars+YSOs)

補正値(O stars)
距離指数 (14.5mag) ＋減光量

●分布



O stars + YSOs

(838個)

赤：候補星

黒：

サチらず

限界等級を超えず

測光エラー＜0.05等

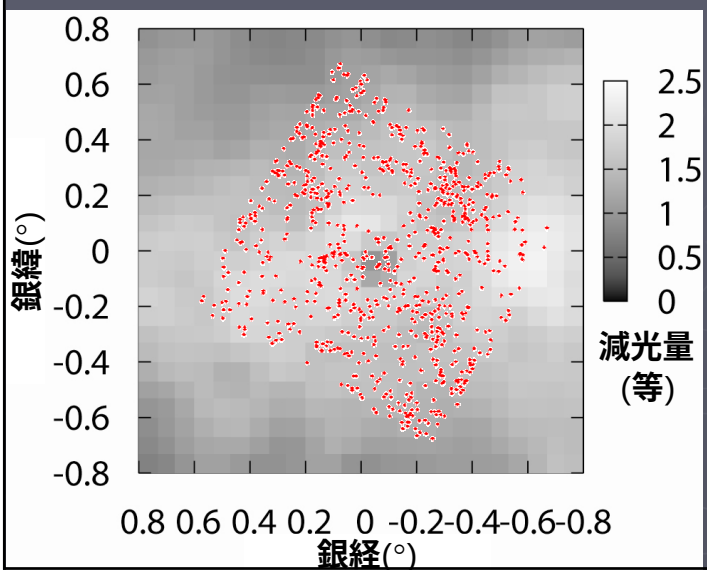
(約9万天体)

領域内に散在する候補星

●減光量分布と比較

候補星：減光量分布に沿って分布

➔減光の大きい視野では、late Oは銀河中心まで見通せていない



➔下限値
(選出された数)

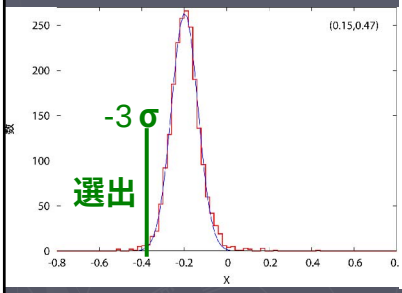
・測光エラーの制限(<0.05mag)

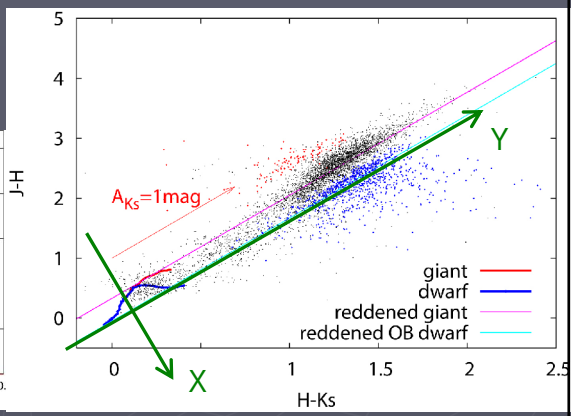
・O型星だが赤色巨星と観測されるもの

O+YSOs(878)

Dutra et al.(2003)
減光マップ

●赤色巨星混入の評価





O+YSOs(878個) ← 110個
O (532個) ← 91個
:コンタミネーション

O型星候補の数 ＞ 532－91 ～ 400個 / 150×150 pc^2

↑

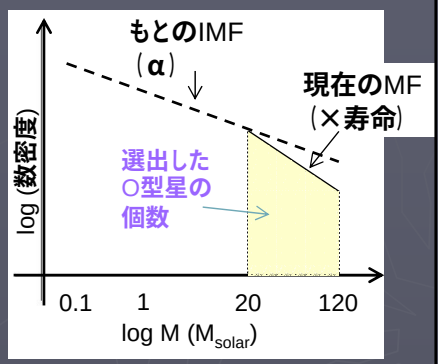
深さの不足・測光エラーの制限・O型星の色のばらつき

●Star Formation Rate (SFR)

O型星＞ 400個 / 150×150 pc^2

=＞星形成率 (M_{solar} yr^{-1})

※星形成はcontinuous を仮定



IMF	Salpeter	Arches (α = 1.6)	lower initial
SFR (M_{solar}	0.04	0.01	0.1

SFR ＞ 0.01-0.04 M_{solar} yr^{-1} / 150×150 pc^2

●Star Formation Rate (SFR)

SFR ＞ 0.01-0.04 M_{solar} yr^{-1} / 150×150 pc^2

Quintuplet, Arches ：
<質量>数×10^4 M_{solar} ➔ ～0.01 $M_{solar}yr^{-1}$ / 星団
<年齢>数×10^6 yr

： これ以上の星形成 (150pc四方で星団以外に)

Figer(2003)：星質量 ➔ 0.02 $M_{solar}yr^{-1}$
/ 銀河中心から半径30pc以内

面密度で小さい ：下限値であるからよい･星形成が中心集中？

●number of UV photon (N_{Lyc})

N_{Lyc} ＞ 6-9×10^{51} photons s^{-1} / 150×150 pc^2

Quintupletの大質量星 ➔ 0.8×10^{51} photons s^{-1}
Arches の大質量星 ➔ 4 ×10^{51} photons s^{-1}

Mezger & Pauls (1979)：CMZ全域 ➔ 1.7×10^{52} photons s^{-1}
：約半分を説明可能

6．まとめ

◎銀河中心 150pc四方の領域で若い星(O型星、YSOs)を選出
（近赤外2色図を用いて）

◎ O型星候補532個、O型星＋YSOs候補878個
（赤色巨星の混入が約100個）

◎領域内に散在する候補星

◎（下限値として）星形成率は 0.01-0.04$M_{solar}yr^{-1}$、
UV photonは6-9×10^{51}photons s^{-1}

◎課題： 解析領域の拡大、銀経・銀緯依存性
分光観測による同定
（スペクトルアトラス： Hanson et al., 1996・2005）

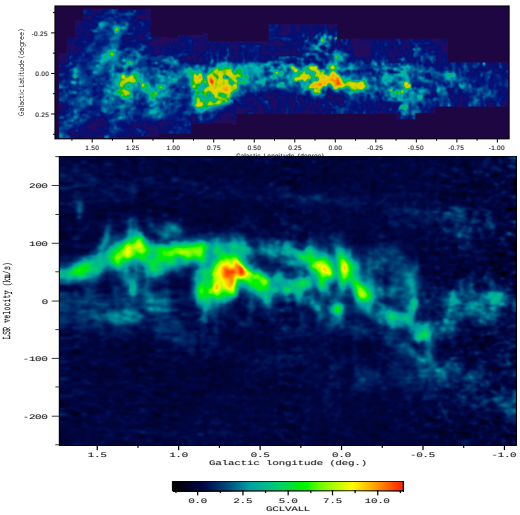
銀河系中心超新星残骸SgrAeast と50 km/s分子雲との相互作用

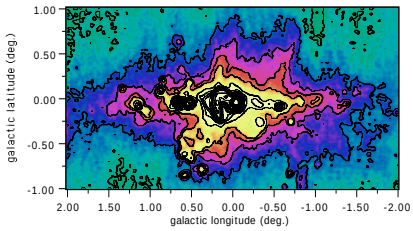
坪井昌人(国立天文台野辺山宇宙)
宮崎敦史(上海天文台)
奥村幸子(国立天文台野辺山宇宙)

銀河系中心分子雲: CMZ

CSJ=1-0

- 分子雲の総量は1x10^{8}太陽質量である。
- 銀河系全体の10%の中性ガス(水素分子ガス、水素原子ガス)が集中していることになる。
- 分子ガス平均密度は10^{2}cm^{-3}程度以上である。
- 銀経450pcx銀緯50pc
- 観測される速度幅　10-50 km/s
- 銀河系中心の銀河回転の速度は200km/s以上である。分子雲は100km/s以下に集中している。
- 5割の分子ガス正銀経かつ正速度





この領域の電波／赤外線の強度によると分子ガスの割に星は生まれていない。平均した星生成率は円盤部に比べて低く1／10である。

銀河系中心領域の分子雲の広い速度幅

原因

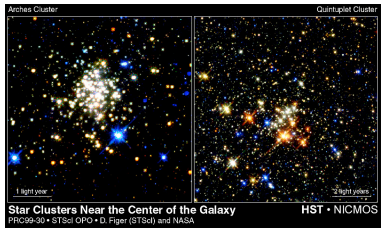
1）超新星／超新星の連鎖による分子雲への影響

2）分子雲同士の衝突

3）はげしい星生成

ー＞銀河系中心領域の星生成にどんな影響を与えているのか？

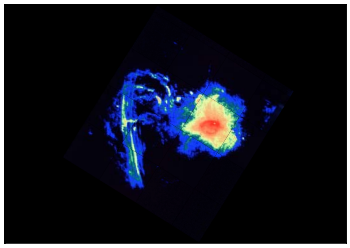
- 銀河系中心は円盤部で見ることができない明るいArches Cluster,Quintuplet Cluster, そしてCentralClusterなど高密度な星団が存在する。これらはどうやってできたのだろうか？



超新星と分子雲の衝突をケーススタディとして調べる

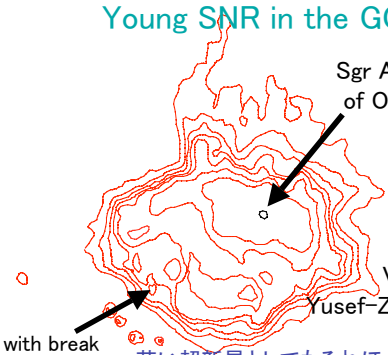
- 銀河系中心超新星残骸SgrAeastと50km／s分子雲

What is Sgr A east ?



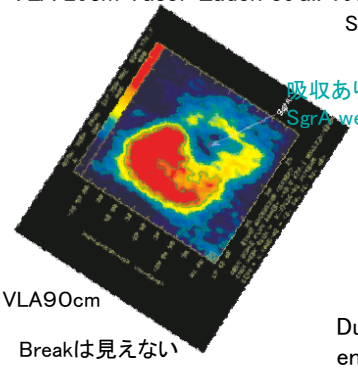
VLA 20cm Yusef-Zadeh et al. 1984

Young SNR in the GC



若い超新星としてもそれほどおかしくない。

Steep spectrum

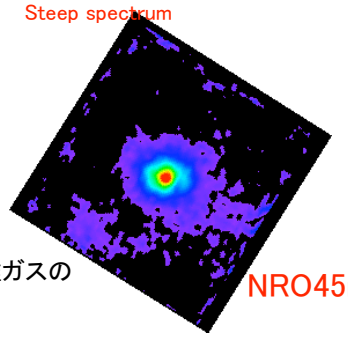


吸収あり

SgrA west の向こう側

VLA90cm

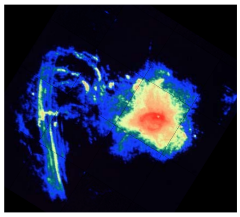
Breakは見えない



Dustまたは電離ガスの
envelope

NRO45m 3mm

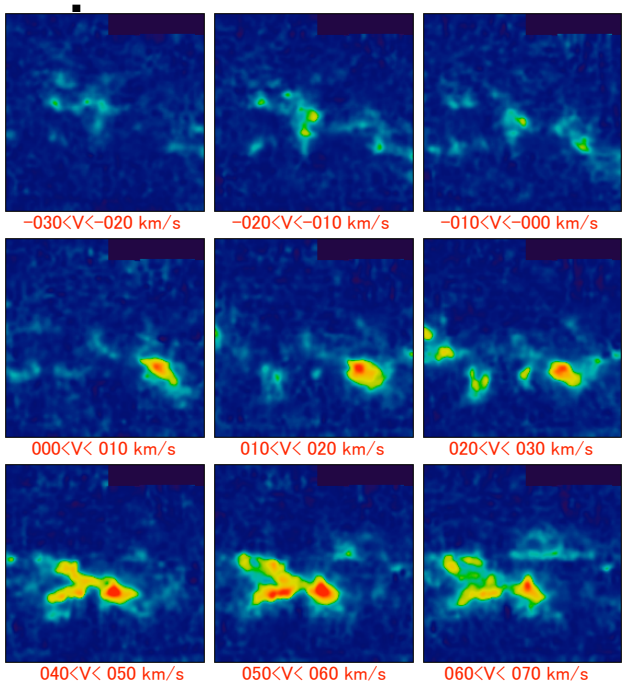
電波アークに付随する分子雲



Galactic Center Molecular clouds in CS J=1-0
-0.25d<l<0.25d,
-0.25d<b<0.25d

20km／s分子雲

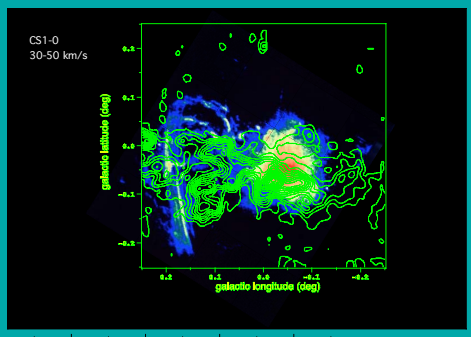
50km／s分子雲



銀河系中心超新星残骸SgrAeast と50 km/s分子雲；観測

- 以下、野辺山ミリ波干渉計を用いてCSJ=1-0輝線で行なわれた銀河系中心50 km/s分子雲の観測の解析結果を報告する。

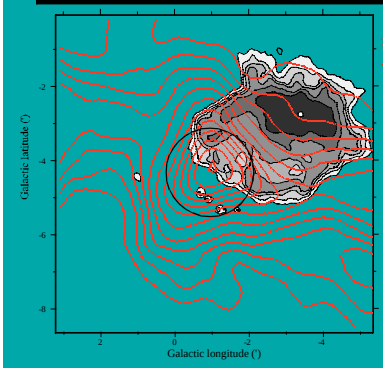
今回の高分解能観測により相互作用の確かな証拠とこの相互作用により起こる分子雲の性質の変化が捉えれると期待できる。45m鏡の観測から50 km/s分子雲がSgrAeastに食い込んでいるように見える部分があり、そこを観測した。



50 km/s 分子雲

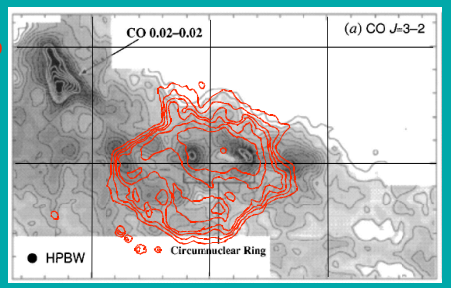
銀河系中心で最も目立つ分子雲
20cm連続波で見えるSgrAeastシェル
の途切れた部分に一致

45m CS J=1-0 data でも超新星残骸
SgrAeast相互作用を予想される。



赤コントアCSJ＝1−0
グレイ　6cm連続波

Tsuboi et al 1999
CSJ=1-0
10-70 km/s



高励起輝線との関係
Oka et al. 1999
CO J=3-2では50km/s分子雲とshellとの関係は
はっきりしない。

野辺山宇宙電波観測所

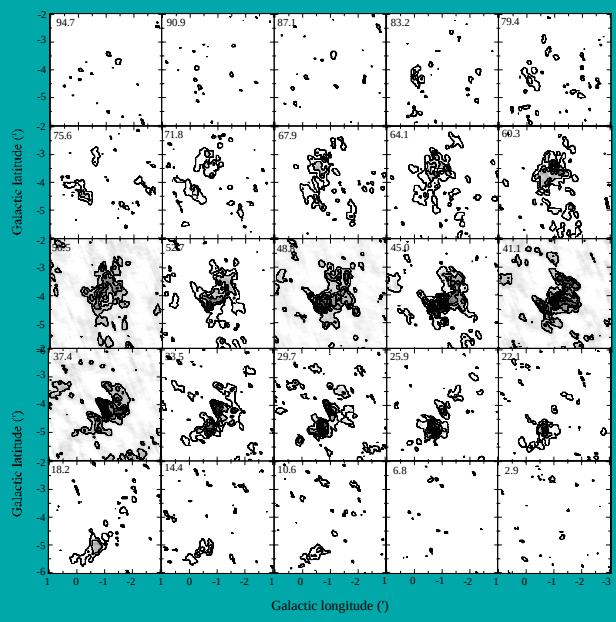
Nobeyama Millimeter Array
6x 10-m dish mm-wave interferometer
本当に来年度末でしめていいですか？

GC 50 km/s MC
with Nobeyama
Millimeter Array

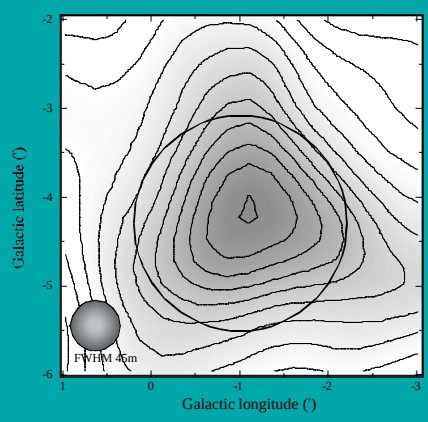
CS J=1-0 (48.991 GHz)

System Noise 400K
Resolution 8.5”x10”
FOV 2.4’

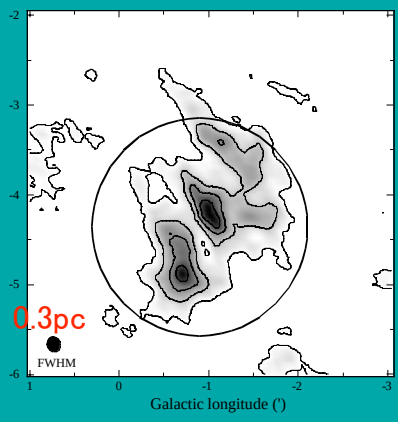
NMAはCS J=1-0 を観測できる唯一の干渉計であった。
解析のもとになった観測データは1988-1989年に取得されたものである。



NMAによって3角形の分子雲は
3つの成分に分解された。

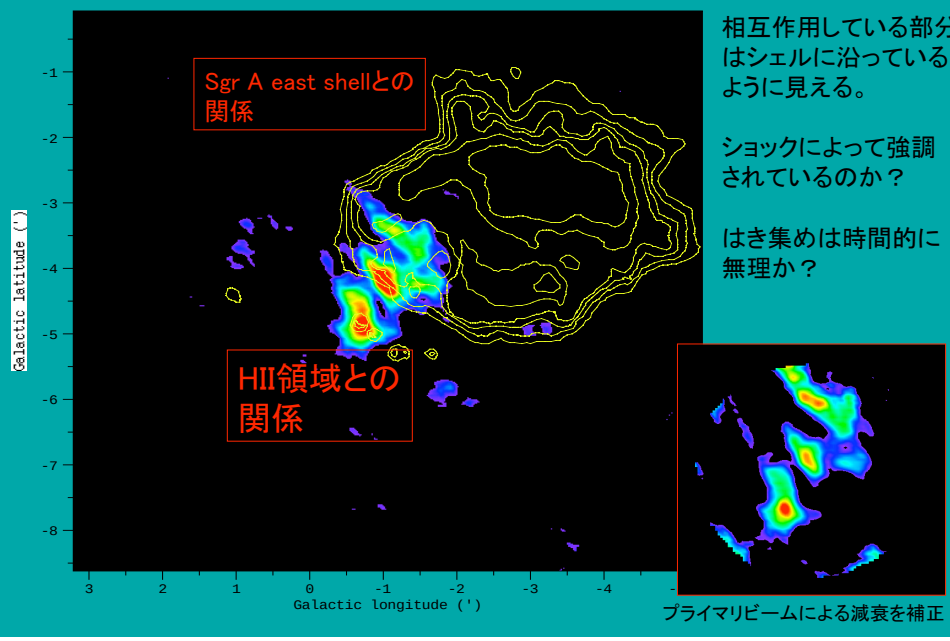


Optical thickness 3
(from 45-m RT)



observed flux 40%

SgrA east shellとの位置関係

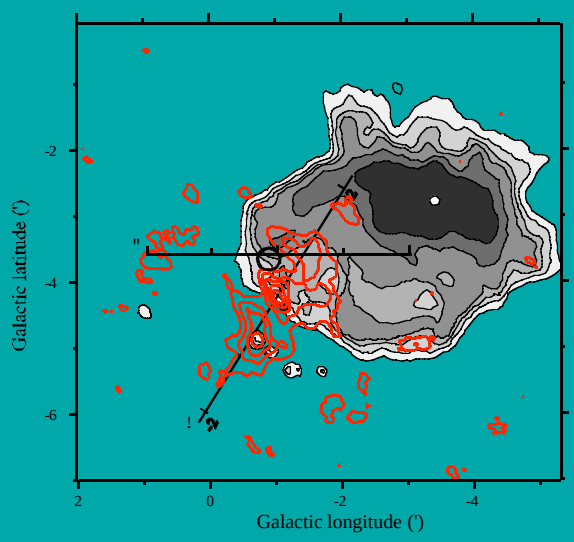


プライマリビームによる減衰を補正

相互作用している部分はシェルに沿っているように見える。

ショックによって強調されているのか？

はき集めは時間的に無理か？



これまでの証拠

OHメーザーとの関係

隣り合うが同じ場所ではない。

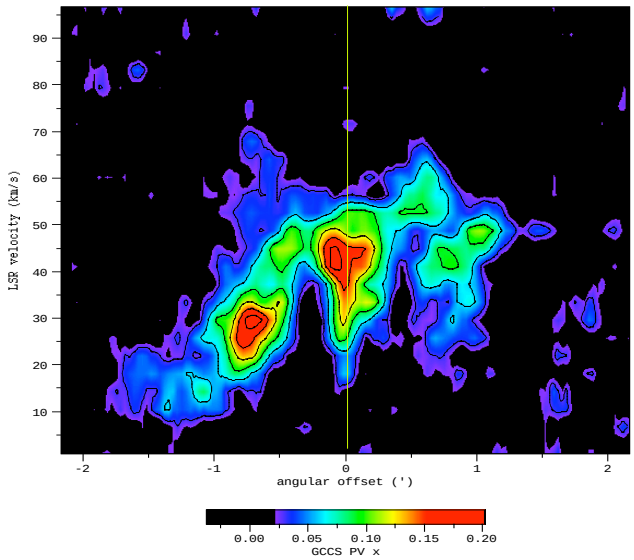
速度構造は？

図示の線上でのPV図をとってみる。

aに沿ったPV図

接触点

速度幅50km／s

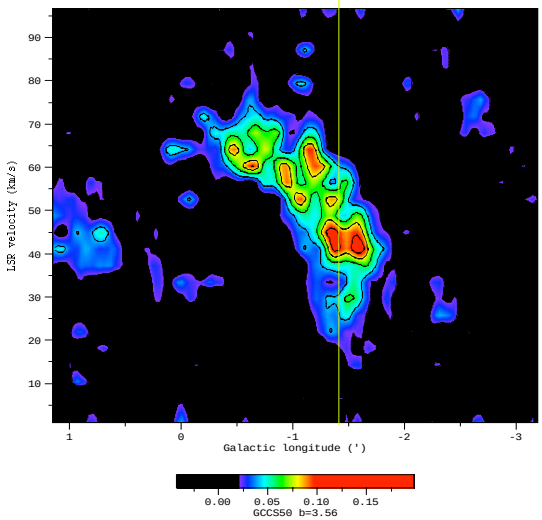


SgrAeastシェルと50km/s分子雲のみかけ上の接触点で速度幅が3倍になる。

負速度側にのみウイング構造があり正速度側にはない。

bに沿ったPV図

接触点

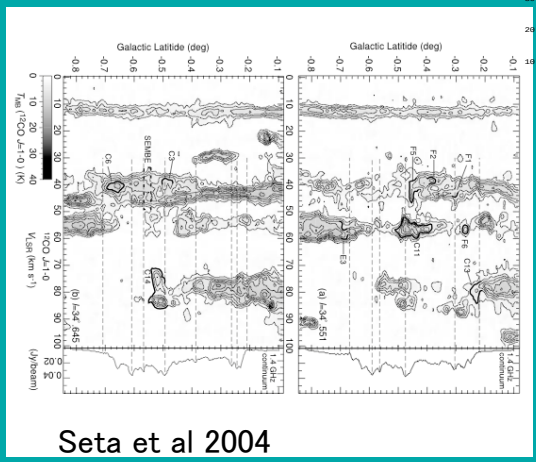


SgrAeastシェルと50km/s分子雲のみかけ上の接触点で速度幅が急激に増加する。

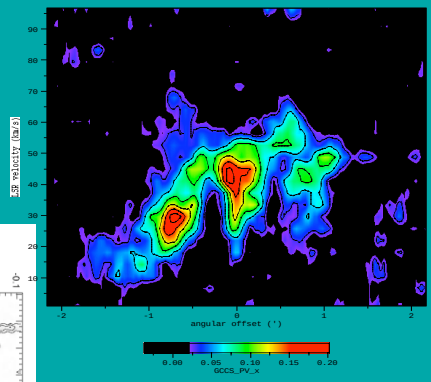
負速度側にのみウイング構造があり正速度側にはない。

＝＞SNRは分子雲のfar sideから衝突か？
正速度はSNR自身に妨げられたか？

銀河系円盤部でも
SNRと分子雲が相互作用すると
突然の速度幅の増加として観測
される。



Seta et al 2004

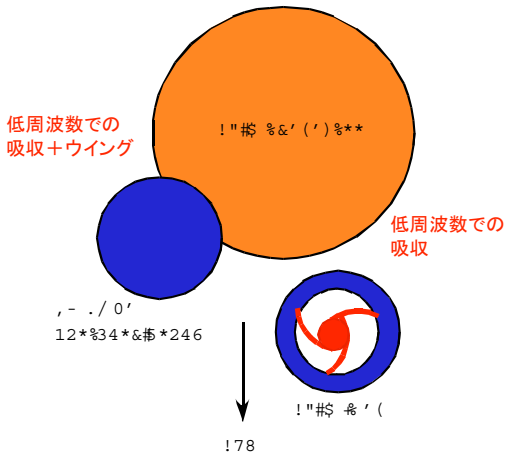


W44の例では
速度幅10-20km／s程度

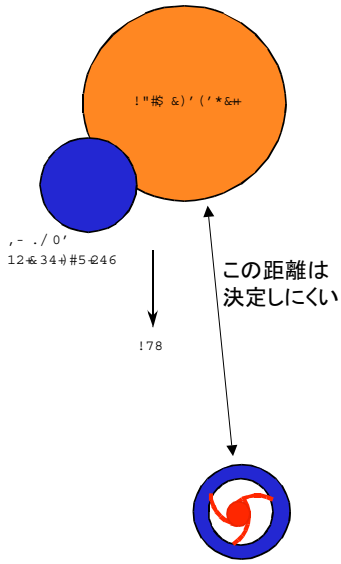
SgrAeastはW44に比べて規模が大きいが相互作用の痕であろう。

SgrA領域の前後関係

Model A

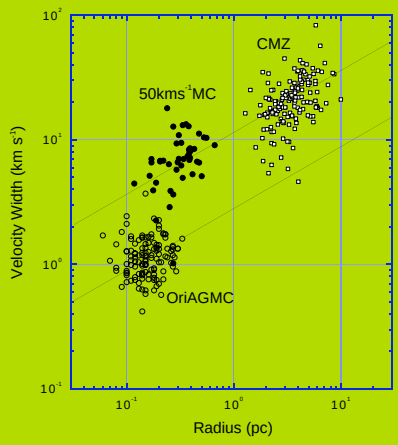


Model B

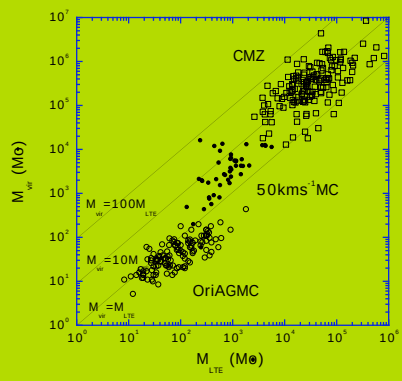


AとBの区別は難しい。

NMAで観測された50 km/s 分子雲の統計的性質



V−R関係：CMZ で観測された関係の延長上に存在する。円盤部のOriAGMCに比べ6−7倍の速度幅になっている。



Mvir−MLTE関係はCMZの分子雲とOriAGMCの中間に位置する？？

·円盤部ではビリアル質量とLTE質量は概ね等しいが、銀河系中心領域全体では観測されるビリアル質量はLTE質量の10倍程度である。今回は数倍程度であり、両者の中間であった。これまでの銀河系中心領域の観測は円盤部に比べかなり重い分子雲の観測であった。より軽い、円盤部で観測される質量に近い部分が今回観測され性質が似て来たのであろうと推測される。

NMAで観測された50 km/s 分子雲の統計的性質

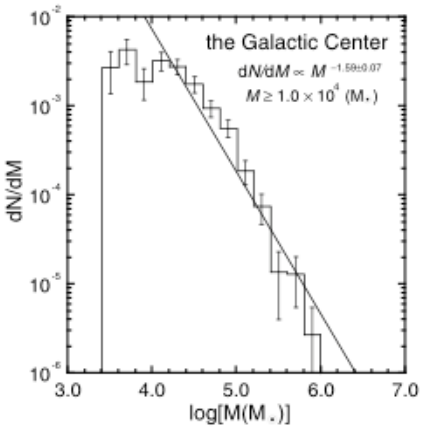
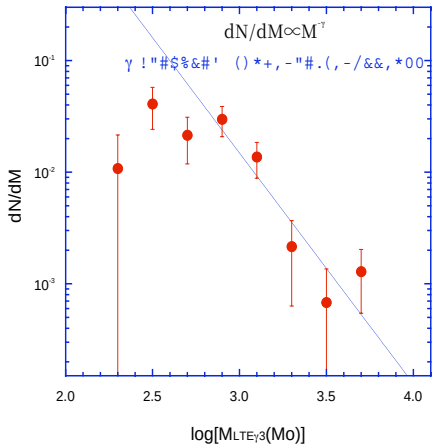


FIG. 5.—Mass spectrum for Galactic center clumps from CS $J = 1–0$ survey data. LTE mass was used as clump mass. A least-squares fit to the mass spectrum for mass range at $M \gtrsim 1.0 \times 10^4\ M_\odot$ is given by the solid line. The error bars show $N^{1/2}$ counting uncertainties. The fit has been made to data weighting for this errors.

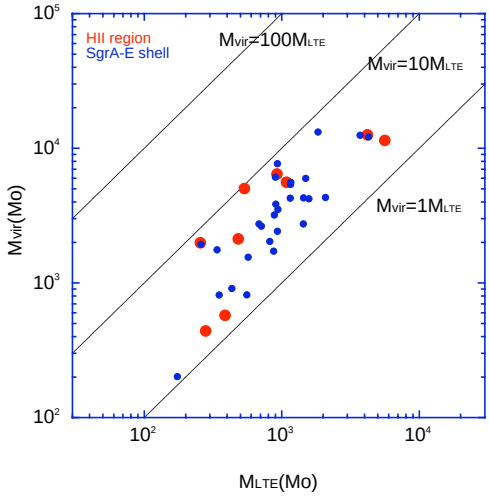
CMZ: alf=−1.6 −− −2



CLUMPFINDを利用

50km/s MC: alf=−2.1

NMAで観測された50 km/s 分子雲の
相互作用を考慮した統計的性質

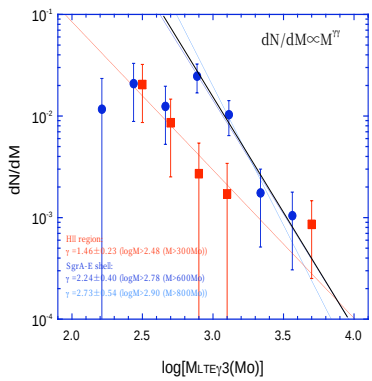


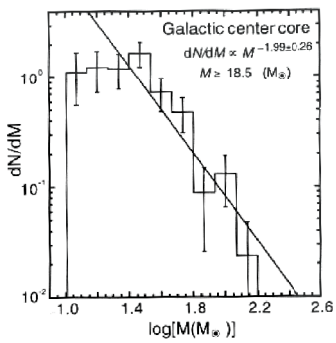
青：相互作用領域
赤： HII領域隣接

CMZ−OriAの中間にあるという傾向は変わらなかった。

ただし、
HII領域隣接はばらつきが大きい？？

NMAで観測された50 km/s 分子雲の
相互作用を考慮した統計的性質





青：SNRとの相互作用領域
alf= −2.2 -- −2.7
赤： HII領域隣接
alf= −1.5??

銀河系領域の非相互作用領域　alf= −2

- SNRとの相互作用領域でsteepに見える。
- １000年程度の時間で本当に可能か？
- シート状ならば可能？

以下が結果である。

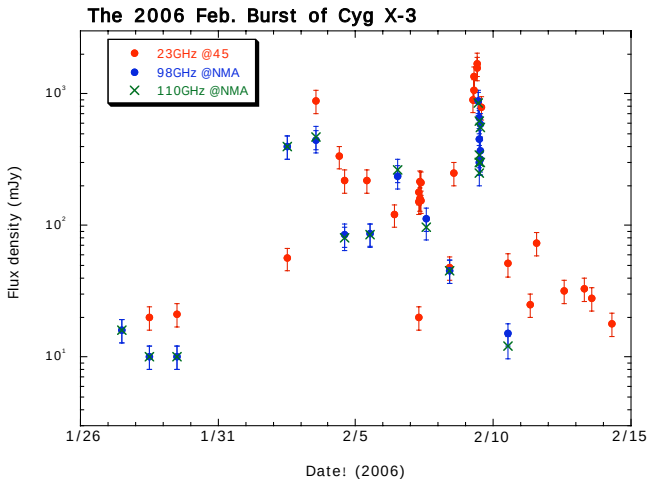
- （1）50 km/s分子雲がSgrAeastに見かけ上接触した部分で速度幅が3倍になっている。また、負速度成分のウイングのみ観測され、正速度側はない。これはシェルが分子雲の向こう側に衝突した証拠であろうと考えられる。

- （2）SgrAeastのシェルに食い込んでいる分子雲の凹凸は極めてよくシェルの凹凸に一致する。これは衝突のもうひとつの証拠であろう。

- （3）円盤部ではビリアル質量とLTE質量は概ね等しいが、銀河系中心領域全体では観測されるビリアル　質量はLTE質量の10倍程度である。今回は数倍程度であり、両者の中間であった。

- （4）50 km/s分子雲中のクランプの質量スペクトルの傾きは−2.5程度であり、銀河系中心領域の他の領域の値である−2よりもわずかであるが急かもしれない。
  ただし観測された領域は1pc程度あり1000年程度で真の質量スペクトルの傾きが変わるかは疑問もある。見かけの現象かもしれないし、衝突している薄いシート状の体積での変化かもしれない。

数年ぶりにCygX-3がバーストした。
野辺山45m鏡とミリ波干渉計はその初期からの観測に成功した。



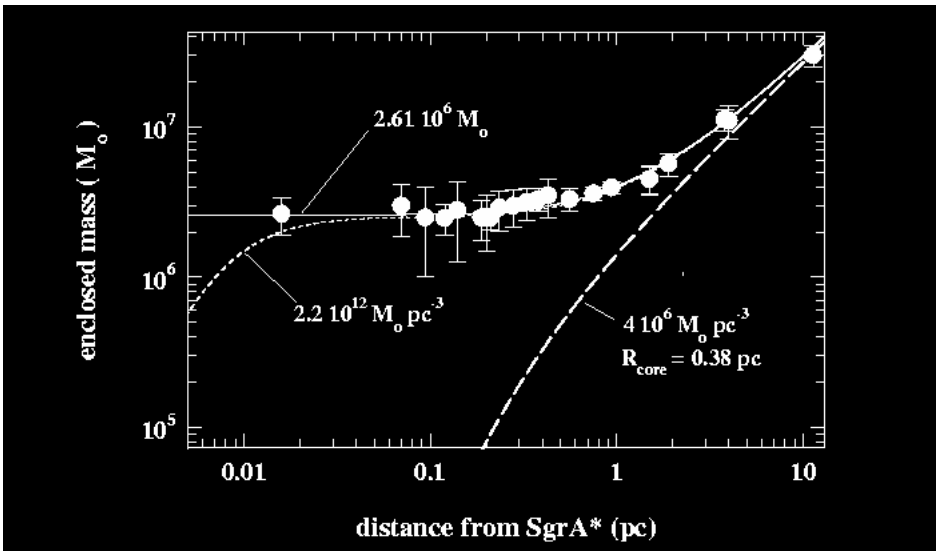
我々の銀河中心の巨大BHへのガス供給

羽部朝男、行方大輔
(北大理学研究科)

銀河系中心領域の特徴

- 中心に巨大BH (SgrA*)があり、活動性が見られる $M_{BH} \sim 2.6 \times 10^6 M_o$
- massive young stars (<10pc) (Mezger et al. 96)
- 大量の低温ガス($4 \times 10^6 M_o$ in < 120 pc)
- 巨大BHのある銀河中心領域へのガス供給と星形成を研究する良い対象

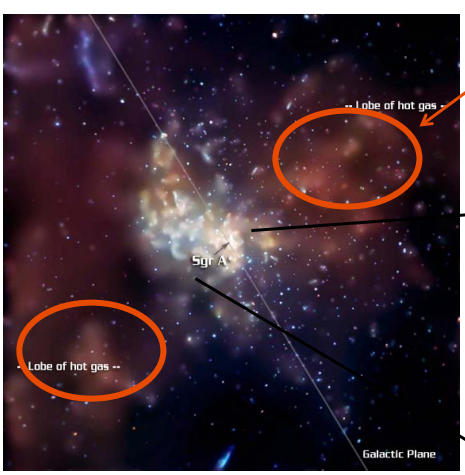
Mass distribution from the galactic center



*igure: Mass enclosed with a certain distance from Sagittarius A** A. Eckart & R. Genzel)

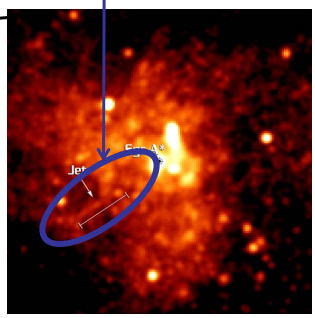
銀河中心領域の活動性

X-ray image around Sgr A* by Chandra



lobes of hot gas ($2x10^7$K)
サイズ~ 十数 pc,
time scale 10^4yr
X-ray jet, size ~ 0.5pc

(Baganoff et al)



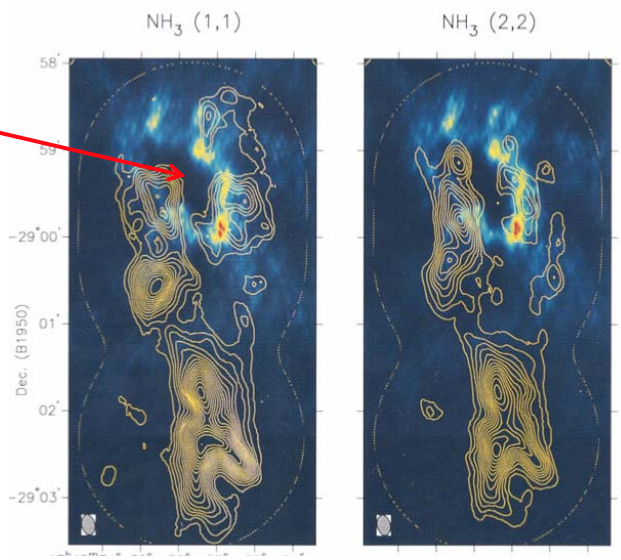
8.4 arcmin

1.23 arcmin

NH_3 and HCN gas 2pc ring around SgrA*

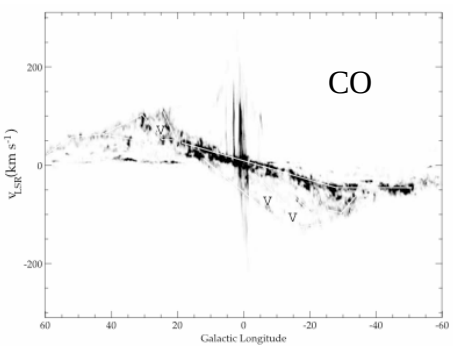
SgrA*

2pc

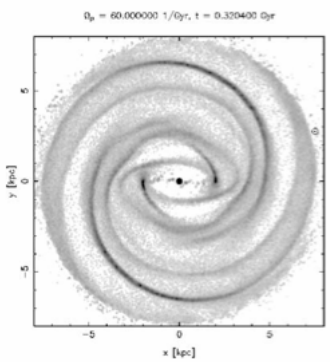


NH_3 (contour, Wright et al. 2001) HCN (color, Jackson et al. 93)

CO and bar in our galaxy



Dame et al. (2001)



r (co-rotation) ~ 3.4kpc,
Ωp ~ 60km/s / kpc

Bissantz et al. (2003)

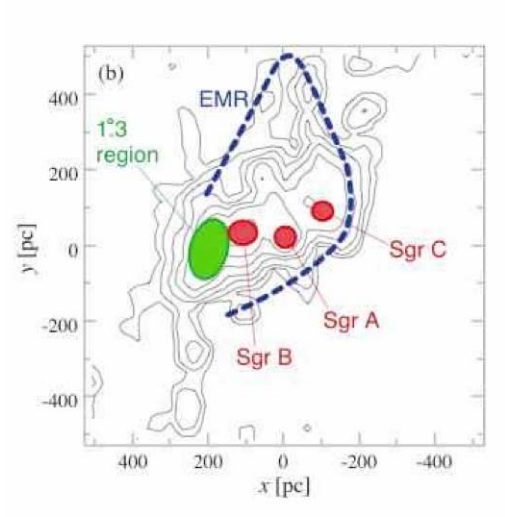
Barによるガス供給

face on view of GC

Gas bar
(CO)

CO輝線と
OH吸収線
を用いた
位置決め

(Sawada et al 2004)

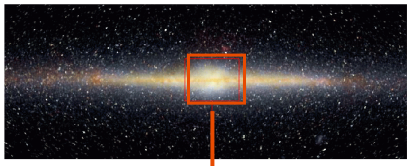


銀河中心領域に
二つ目のbar (inner bar)

- 2 mass dataからinner barの示唆 (Alard, 2001)
- バーサイズ　～100pc
- 内部バーとガスの軌道運動との共鳴の可能性
  - その結果ガスの激しい運動 (衝撃波)
  - 銀河中心へのガス供給, そして星形成

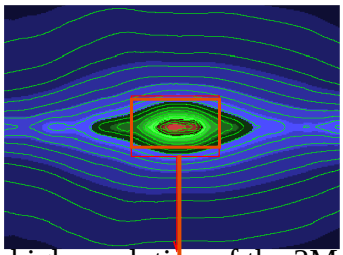
main and inner bars
in our galaxy

(Alard, C. A&Ap, v.379, .L44, 2001)



the COBE near infra-red

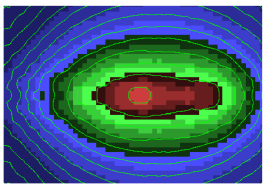
main bar (3.5kpc)



A view at high resolution of the 2MASS survey

inner bar (130pc)
の示唆

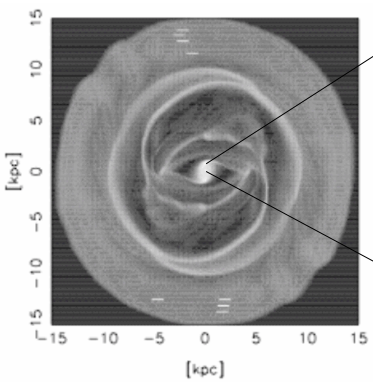
image after subtraction of the density associated with the first Galactic bar



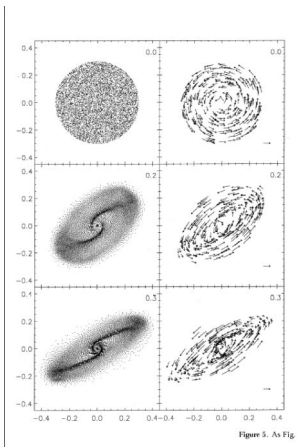
http://www.obspm.fr/actual/nouvelle/nov01/alard.en.shtml

内部バーと巨大BHによる ガス運動への影響

中心の巨大BHにガス供給の可能性



内部バーと巨大BHがあると

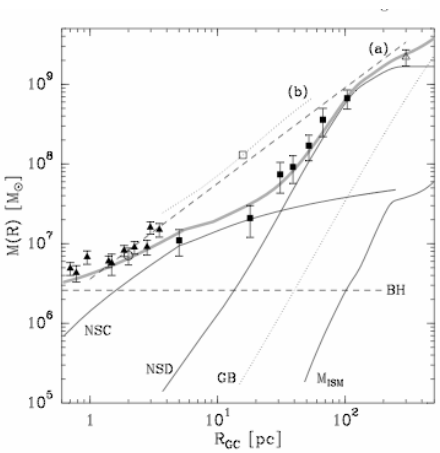


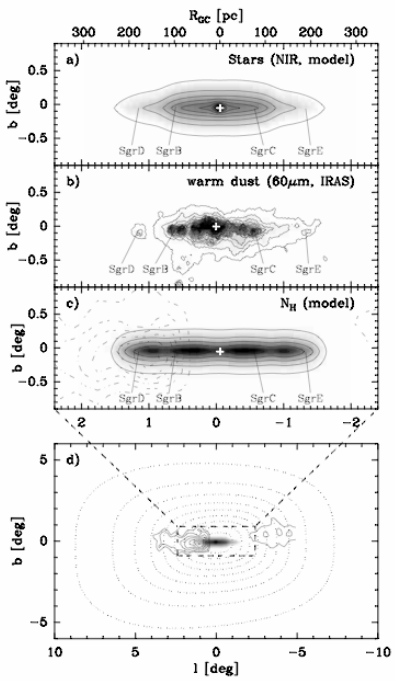
(Fukuda, Wada and Habe 99, 00, Ann and Thakur 05)

我々の銀河のpotential model

- 銀河全体のpotential
  - Bissantz et al. (2003)
    - COのposition-velocity diagramを再現する
    - Stellar disk + major bar + spiral arms + dark halo
- 中心領域(r<500pc)のpotential
  - Launhardt et al. (2002)
    - 2 mass data
    - Supermassive BH 2.6 x10^6 M
- inner bar について
  - Alard, C. A&Ap, v.379, .L44, 2001

銀河中心の質量分布
(Launhardt et al 02)





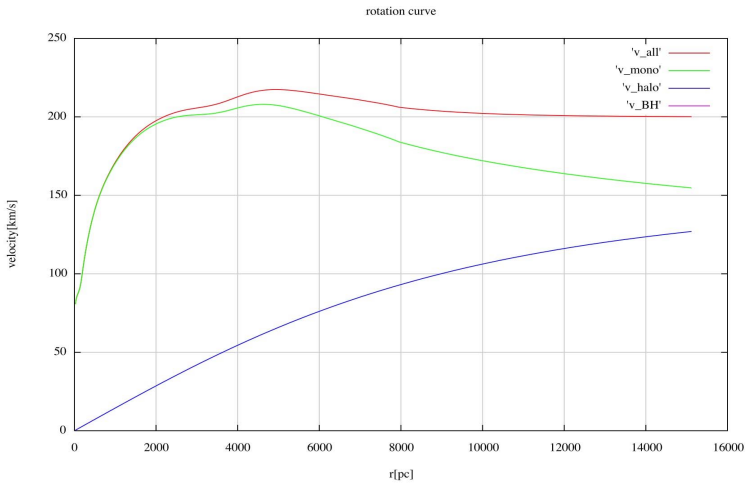
中心に巨大ブラックホール (2.6 x10^6 M)

method and inner bar model

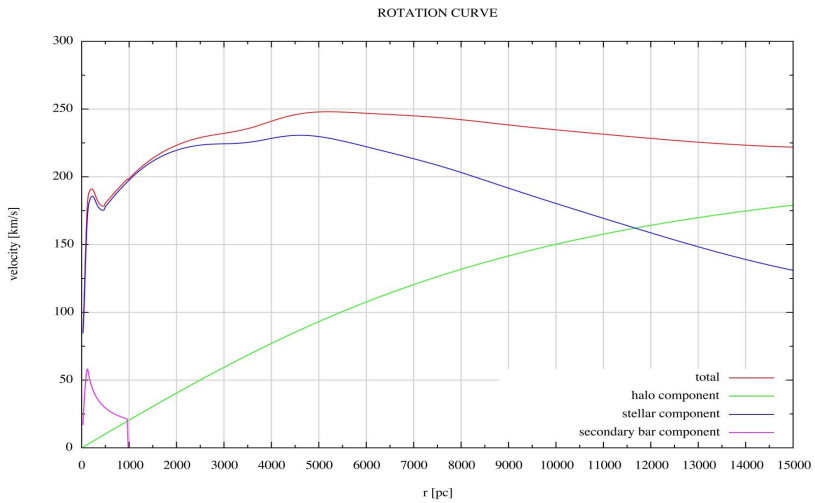
- AUSM code
- ＊メッシュ数
- r方向 (log mesh)：240、φ方向：310
- inner bar
- ＊ パターンスピード
- 280[km/s/kpc]
- ＊軸比(長軸／短軸)：3.0d0
- 長軸：200[pc]　短軸：66[pc]
- ＊non-homogenous bar Model : index=1.0d0
- ＊質量：1.0^8[Msun]

巨大ブラックホール　2.6 x10^6 [Msun]

回転速度分布
Bissantz et al. (2003)

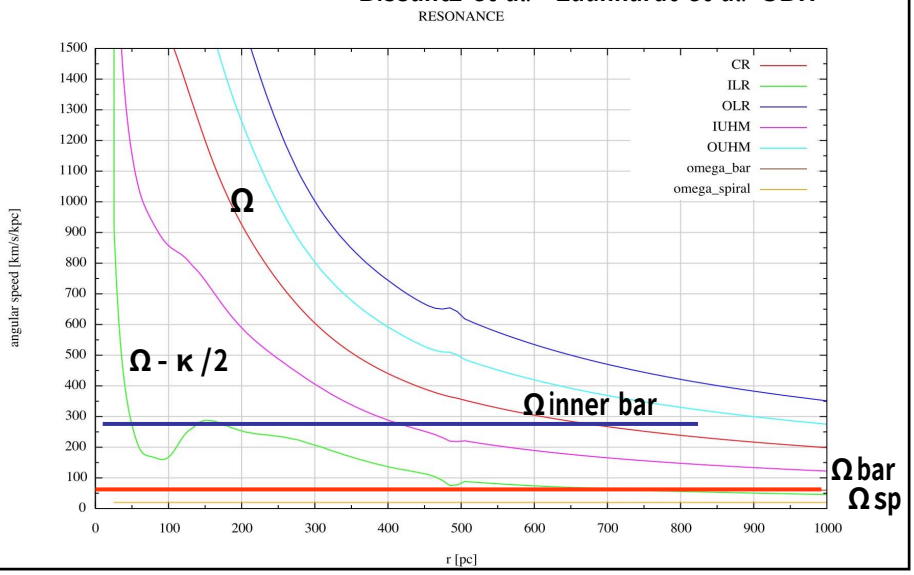


回転速度分布 in the potential of Bissantz et al. +Launhardt et al.+SBH



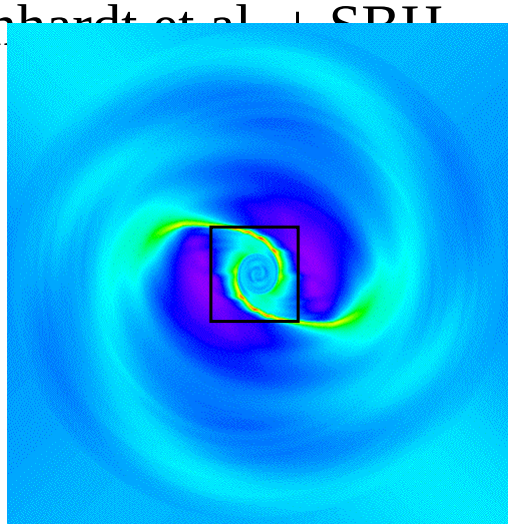
Ωと Ω ± κ /2 (r<1kpc)

Bissantz et al. +Launhardt et al.+SBH



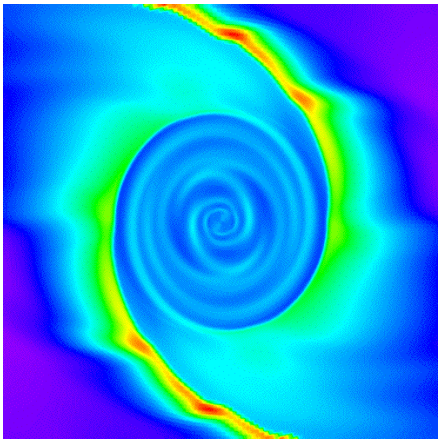
result in the potential of Bissantz et al. + Laun

- no inner bar



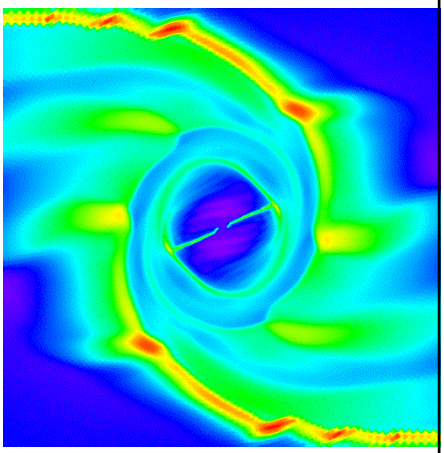
3kpc x 3kpc

no-inner bar



500pc x 500pc

with inner bar



500pc x 500pc

まとめ

- 銀河中心は巨大BHの活動性と大量のガスと活発な星形成
- 銀河中心へのガス供給は、これらがおこるのに必要
- inner bar+巨大BHでガス供給がおこる可能性を検討した
  - inner bar Alard (01)
  - 銀河中心領域の質量分布 Launhardt et al. (02)
  - 銀河全体のmajor bar + stellar disk potential Bissantz et al. (03)
- 数値シミュレーションの結果
  - inner barによるgas ridge 形成
  - inner barの効果が大きい
- 数値シミュレーション、銀河中心のガスの観測とあわせガス供給機構の解明へ

「銀河系研究会2006」 2月20日(月)～22日(水)
(会場: 国立天文台 すばる解析棟 大セミナー室)

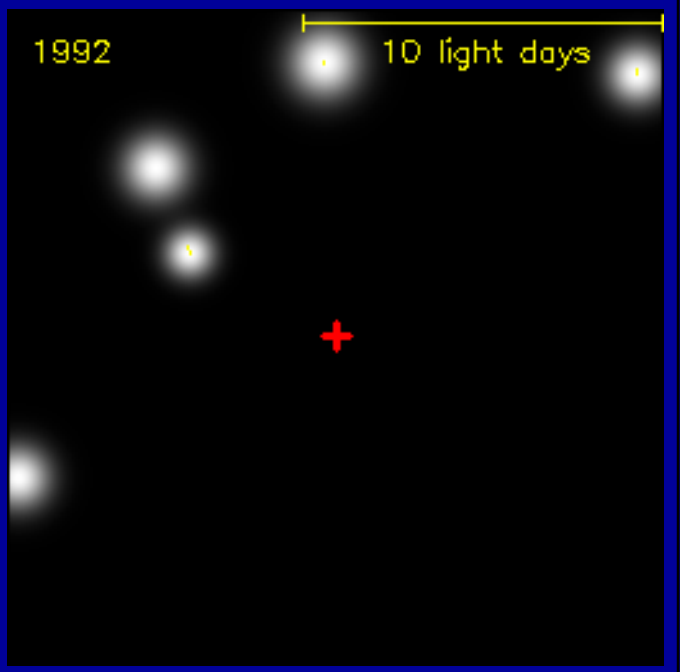
銀河系中心ブラックホール SgrA*の降着円盤

Makoto Miyoshi
NAOJ

SgrA* is now the most convincing super massive black hole in the universe (Shen et al.05).

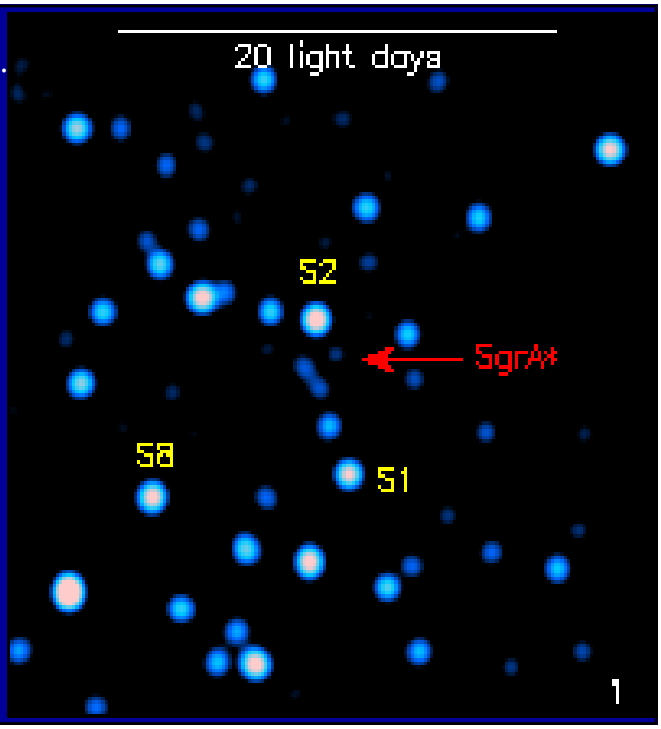
The mass ～$4*10^6$ Msun
The 1Rs ～ 9.8μas

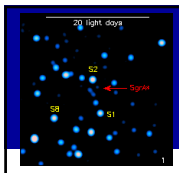
QPO P=16.8min is detected at IR and Xray at its short time flaring(IDV).



Motions of Stars around SgrA*
(Genzel et al03)

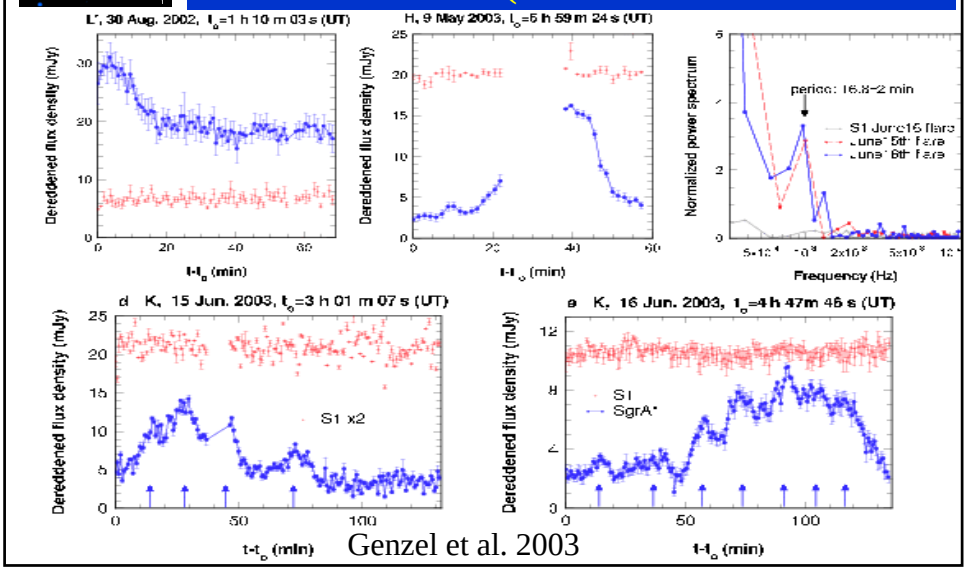
Detection of IR flaring.
(Genzel et al. 03)





Periodicity was also found from NIR flaring of SgrA*

P=16.8±2.0 min.(1008±120 sec.)



Genzel et al. 2003

QPO at X ray too.

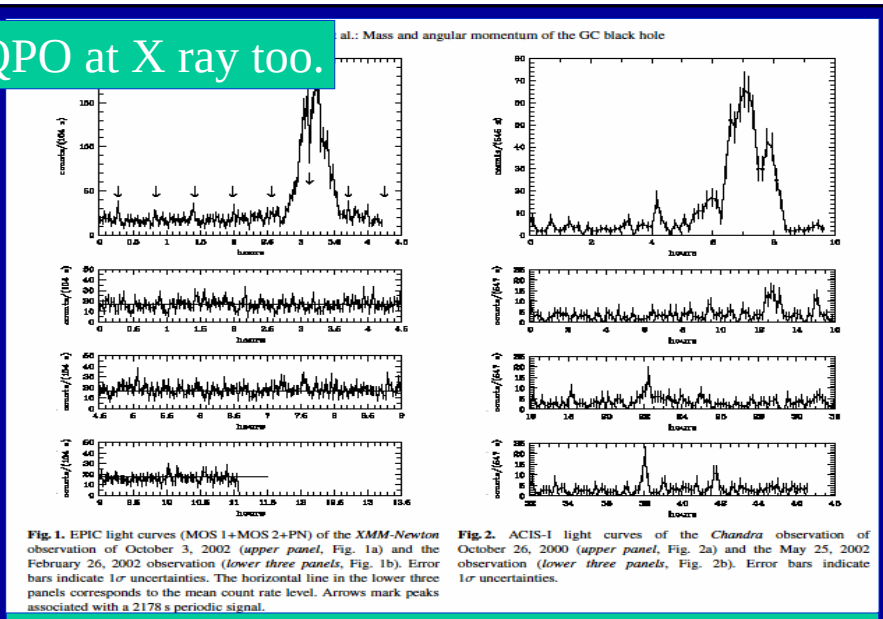
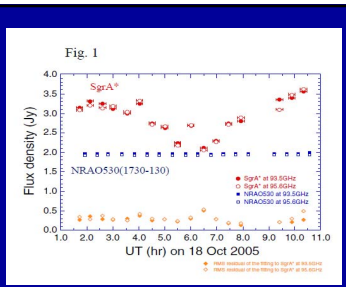


Fig. 1. EPIC light curves (MOS 1+MOS 2+PN) of the *XMM-Newton* observation of October 3, 2002 (*upper panel*, Fig. 1a) and the February 26, 2002 observation (*lower three panels*, Fig. 1b). Error bars indicate 1σ uncertainties. The horizontal line in the lower three panels corresponds to the mean count rate level. Arrows mark peaks associated with a 2178 s periodic signal.

Fig. 2. ACIS-I light curves of the *Chandra* observation of October 26, 2000 (*upper panel*, Fig. 2a) and the May 25, 2002 observation (*lower three panels*, Fig. 2b). Error bars indicate 1σ uncertainties.

Periodicity is also found from X ray flare. P~100 s, 219 s, 700 s, **1150** s, and 2250 s (analysis by Achenbach et al 2004)



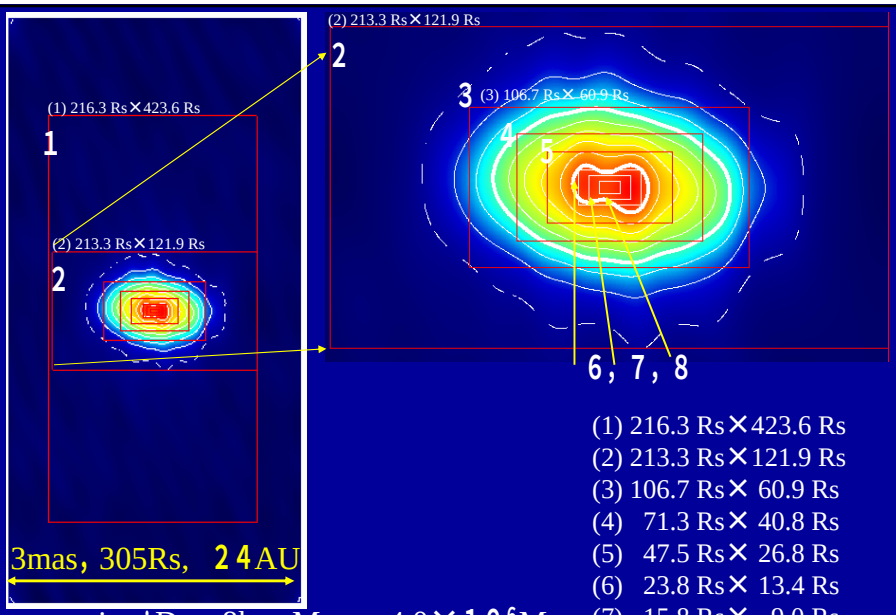
New detection of SgrA* flaring (IDV) by Miyazaki in this October using the AT.

- At millimeter wave we have also detected short time flaring (ex. Miyazaki et al.04), we can expect to detect similar kinds of QPO in radio too!

- Following the idea we have been checking the data of SgrA* obtained VLBA since the end of 2001.
- We detected the spatially resolved QPO from the VLBA data taken at 8th March 2004 at 43GHz.

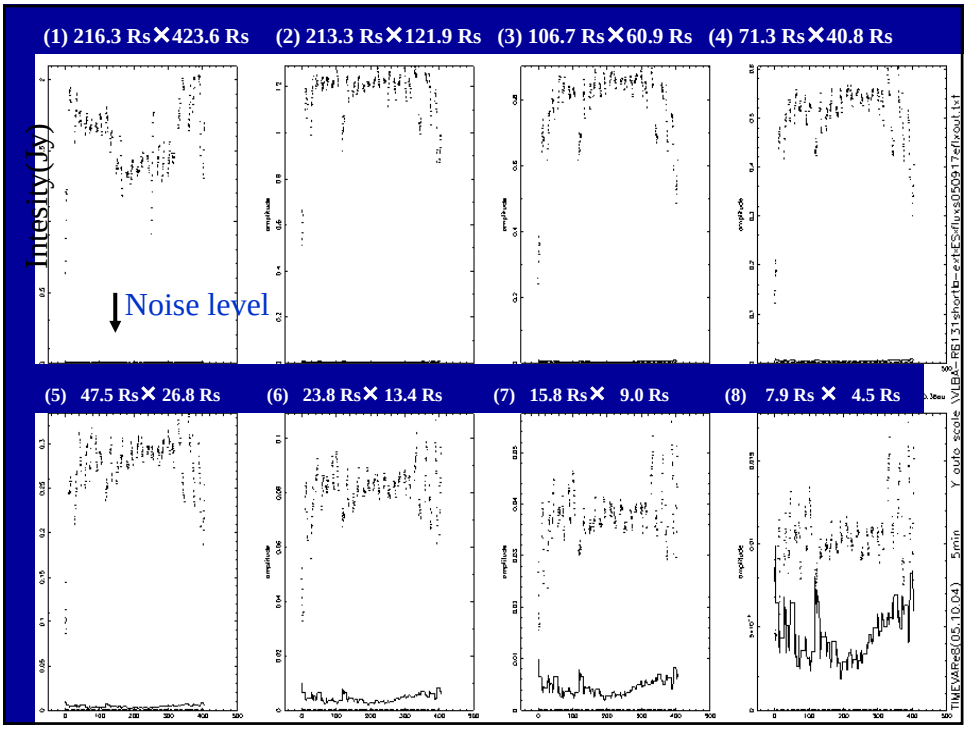
(1.5 days after the millimeter wave short time flare.)

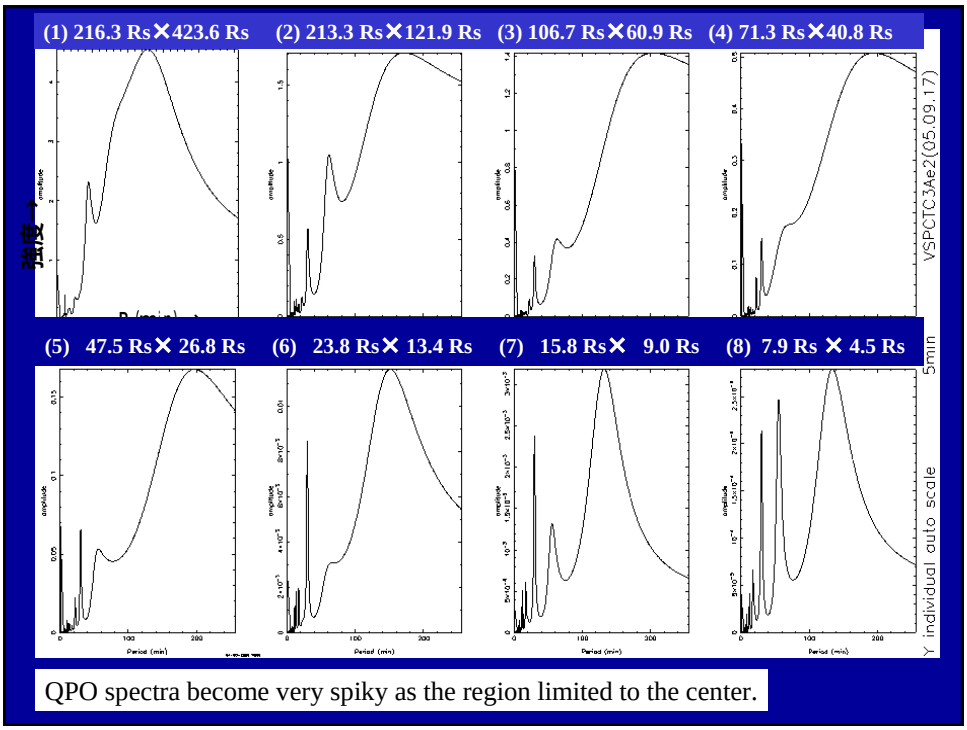
VLBI gives us high spatial resolution(～0.1mas) .
So we can investigate the differences of QPOs between small regions in the SgrA* image.
First, we check whether the QPOs are concentrated at the center or ubiquitous around the whole disk?



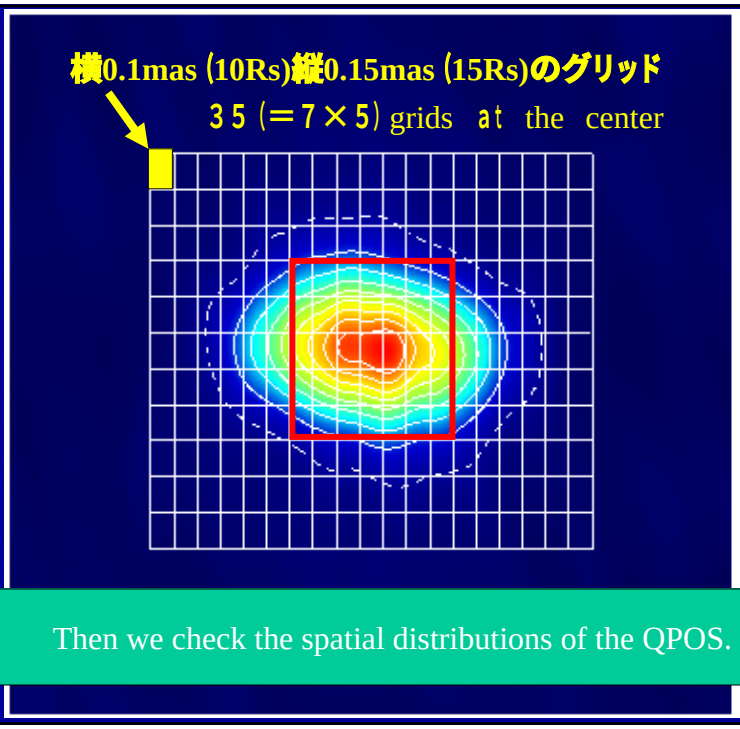
assumption; D_{GC}=8kpc, M_{SgrA*} = 4.0×10^6 $M_\odot$

(1) 216.3 Rs×423.6 Rs
(2) 213.3 Rs×121.9 Rs
(3) 106.7 Rs× 60.9 Rs
(4) 71.3 Rs× 40.8 Rs
(5) 47.5 Rs× 26.8 Rs
(6) 23.8 Rs× 13.4 Rs
(7) 15.8 Rs× 9.0 Rs
(8) 7.9 Rs × 4.5 Rs

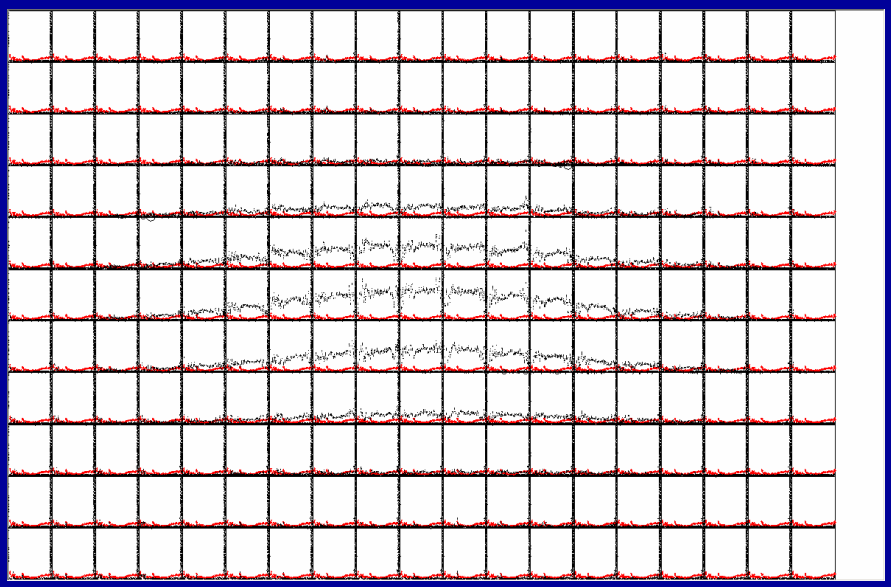




QPO spectra become very spiky as the region limited to the center.

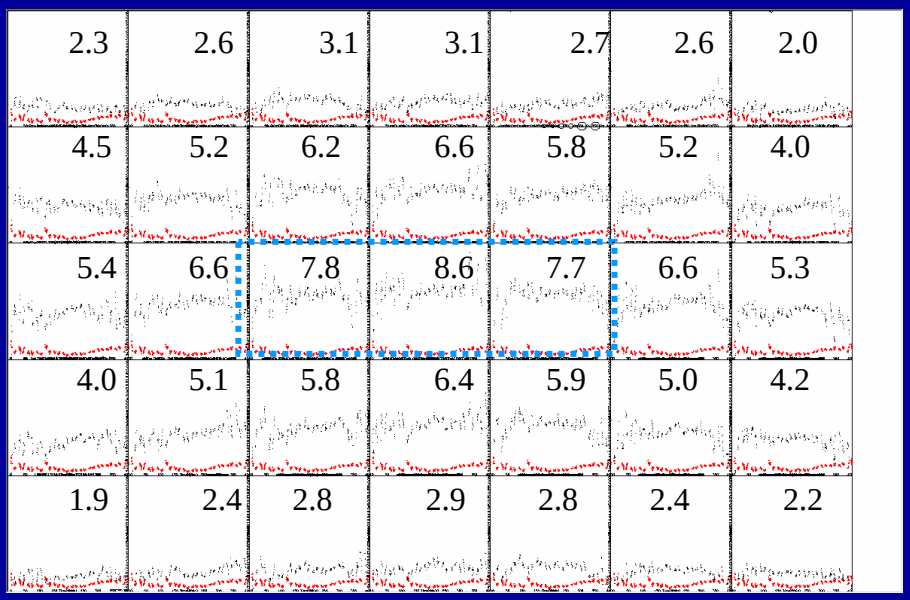


Then we check the spatial distributions of the QPOS.



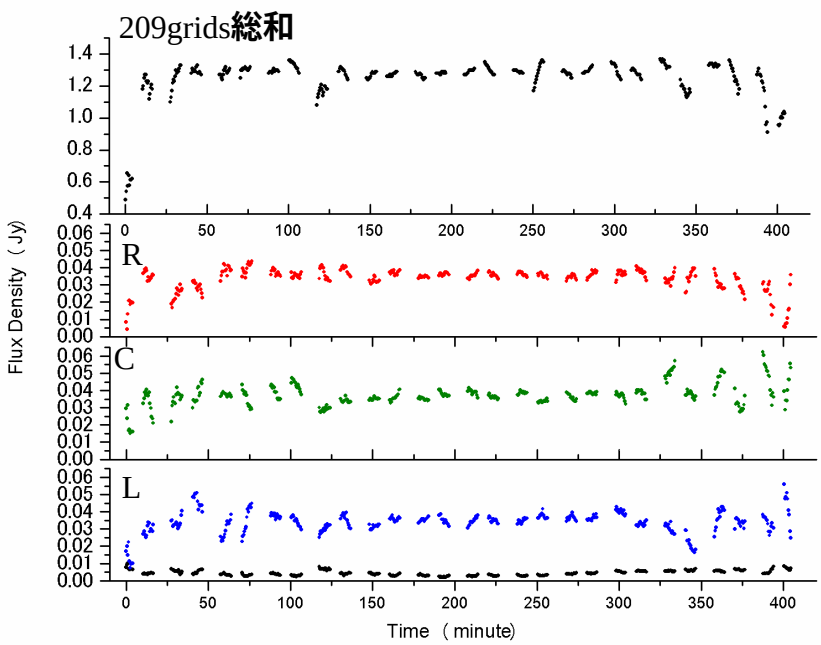
Time variations of intensity in the grids (red line; noise level)

661-05min

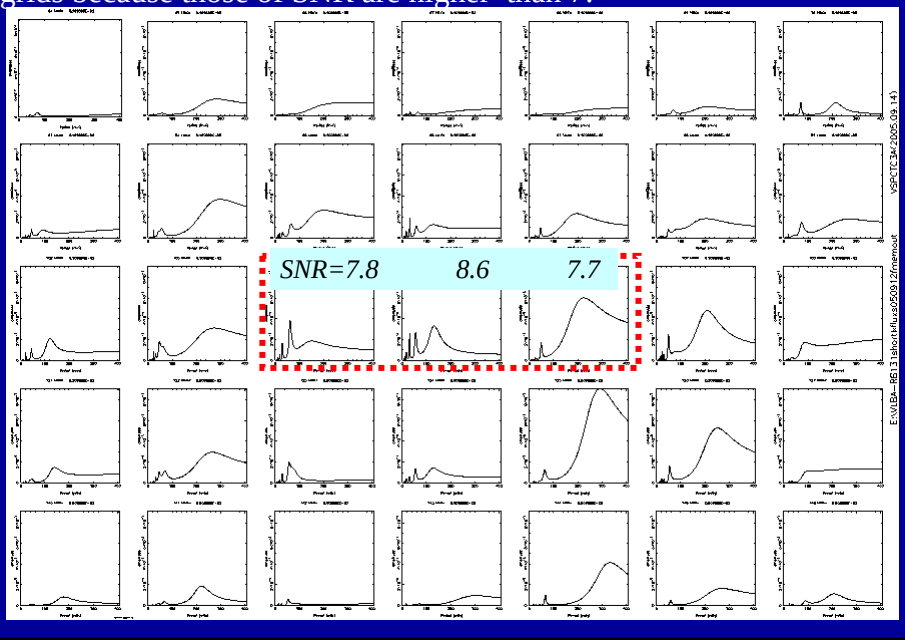


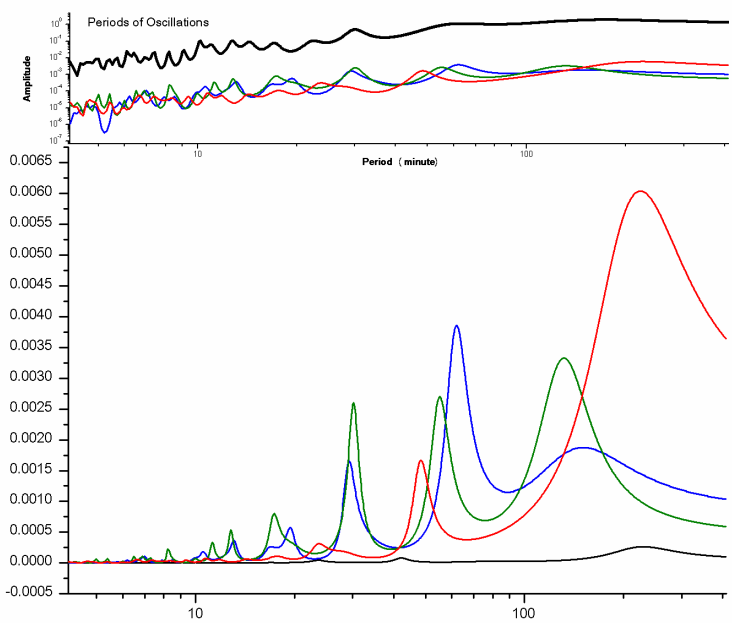
Time variations of intensity in the grids (The denoted numbers are SNRs)

661-05min

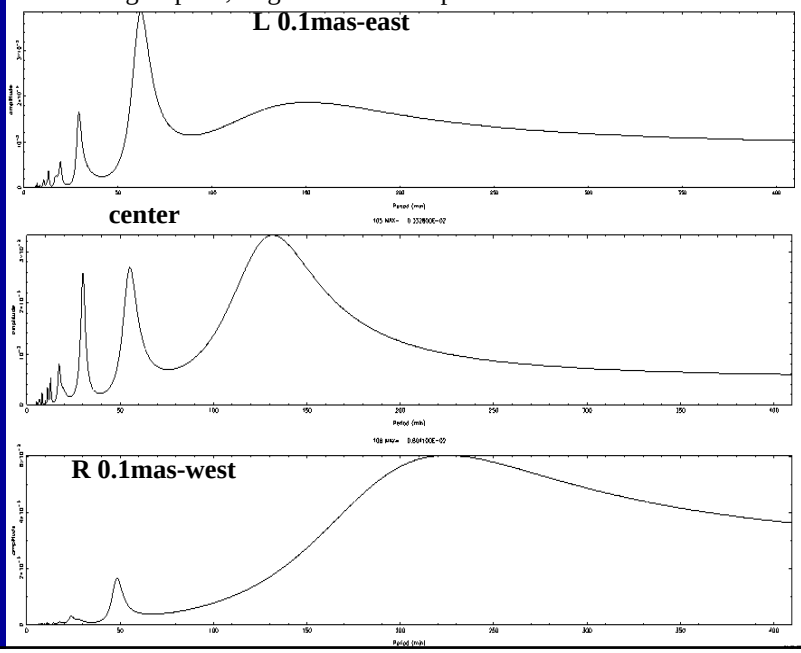


Every grids show something. Here we look carefully at the central 3 grids because those of SNR are higher than 7.





P=17; common all around the disk(?), come from outer edge of disk?
The strongest peak; large difference in periods.

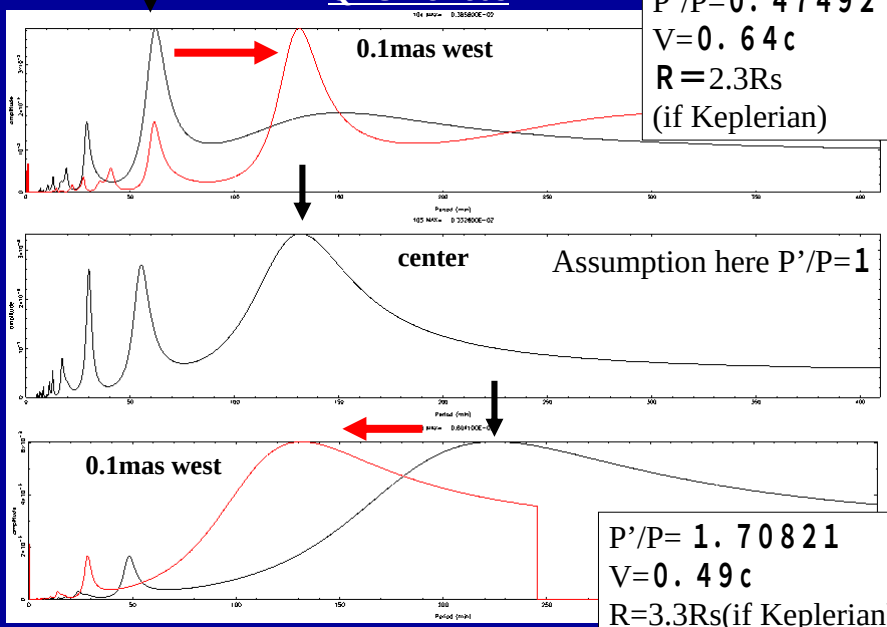


62.2
29.3
19.4
17.0

131.6
55.3
30.2
17.3
12.8

224.8
48.4
23.8
17.7
14.3

QPO Periods



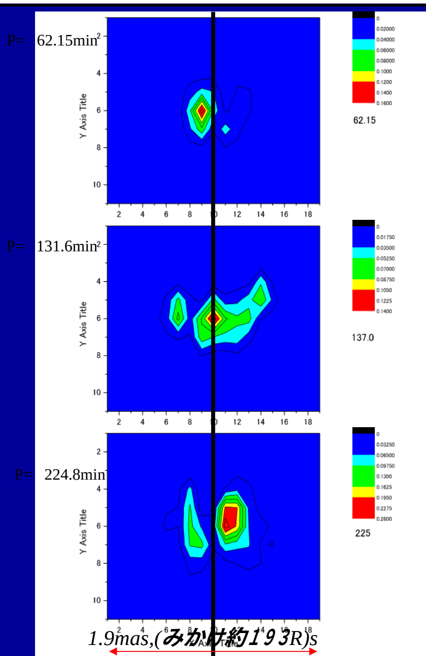
P'/P=0.47492
V=0.64c
R＝2.3Rs
(if Keplerian)

P'/P= 1.70821
V=0.49c
R=3.3Rs(if Keplerian)

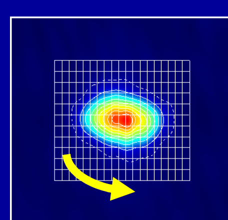
黒線が観測された周期スペクトル、赤は伸縮させたもの

他にも対応がつくピークがいくつもある

Code	Square L Period(min)	amplitude	s.n.r	Amounts of Shifts	Code	Square C Period(min)	amplitude	s.n.r	Amounts of Shifts	Code	Square R Period(min)	amplitude	s.n.r
						$3.40^{+0.10}_{-0.05}$	1.55E-05	137.17	$\rightarrow\ \leftarrow 1.735^{+0.086}_{-0.107}$	R01	$5.90^{+0.20}_{-0.20}$	9.62E-06	70.74
						$3.80^{+0.10}_{-0.05}$	3.20E-05	728.93	$\leftarrow 1.763^{+0.050}_{-0.122}$				
						$4.00^{+0.15}_{-0.10}$	2.53E-05	210.83	$\leftarrow 1.675^{+0.069}_{-0.133}$	R02	$6.70^{+0.10}_{-0.30}$	5.79E-05	541.12
						$3.80^{+0.10}_{-0.05}$	3.20E-05	728.93	$\leftarrow 1.763^{+0.050}_{-0.122}$				
						$4.00^{+0.15}_{-0.10}$	2.53E-05	210.83	$\leftarrow 1.850^{+0.176}_{-0.139}$				
						$4.30^{+0.05}_{-0.10}$	2.03E-05	105.18	$\leftarrow 1.721^{+0.160}_{-0.089}$	R03	$7.40^{+0.50}_{-0.30}$	4.9E-05	90.57
						$4.60^{+0.05}_{-0.05}$	2.49E-05	48.54	$\leftarrow 1.609^{+0.128}_{-0.082}$				
						$4.60^{+0.05}_{-0.05}$	2.49E-05	48.54	$\leftarrow 1.826^{+0.108}_{-0.127}$	R04	$8.40^{+0.40}_{-0.50}$	3.81E-05	122.12
	$2.2^{+0.20}_{-0.20}$	4.14E-06	198.09	$\leftarrow 0.440^{+0.045}_{-0.044}$	C01	$5.00^{+0.05}_{-0.05}$	6.37E-05	225.89	$\leftarrow 1.680^{+0.098}_{-0.116}\rightarrow$				
				←none with 0.471 but 10%shift	C02	$5.40^{+0.05}_{-0.05}$	7.01E-05	655.14	$\leftarrow 1.741^{+0.072}_{-0.089}\rightarrow$	R05	$9.40^{+0.30}_{-0.40}$	4.78E-05	26.70
	$2.7^{+0.10}_{-0.10}$	3.32E-06	107.10	$\leftarrow 0.450^{+0.025}_{-0.024}$	C03	$6.00^{+0.10}_{-0.10}$	2.91E-05	59.39	$\leftarrow 1.783^{+0.132}_{-0.078}\rightarrow$	R06	$10.70^{+0.60}_{-0.30}$	7.56E-05	324.46
	$2.9^{+0.10}_{-0.10}$	5.55E-06	30.49	$\leftarrow 0.446^{+0.023}_{-0.022}$	C04	$6.50^{+0.10}_{-0.10}$	1.08E-04	2755.10	$\leftarrow 1.646^{+0.115}_{-0.070}\rightarrow$				
	$3.2^{+0.10}_{-0.10}$	2.91E-06	13.11	$\leftarrow 0.464^{+0.029}_{-0.027}$	C05	$6.90^{+0.20}_{-0.20}$	1.07E-04	181.66	$\leftarrow 1.710^{+0.141}_{-0.119}\rightarrow$	R07	$11.80^{+0.60}_{-0.50}$	5.46E-05	124.37
				←none with 0.471 but 10%shift	C06	$7.30^{+0.10}_{-0.20}$	8.74E-05	301.38	$\leftarrow 1.616^{+0.130}_{-0.089}\rightarrow$				
	$3.7^{+0.20}_{-0.10}$	6.48E-06	40.50	$\leftarrow 0.451^{+0.030}_{-0.023}$	C07	$8.20^{+0.20}_{-0.10}$	2.3E-04	254.14	$\leftarrow 1.744^{+0.157}_{-0.137}\rightarrow$	R08	$14.30^{+1.10}_{-0.80}$	6.56E-05	20.00
	$4.2^{+0.05}_{-0.05}$	4.84E-06	32.05										
	$4.4^{+0.05}_{-0.05}$	6.98E-06	17.76										
	$4.6^{+0.05}_{-0.05}$	1.34E-05	26.12										
	$4.8^{+0.20}_{-0.10}$	1.36E-05	62.10	$\leftarrow 0.480^{+0.082}_{-0.032}$	C08	$10.00^{+0.50}_{-1.10}$	7.55E-05	7.33	$\leftarrow 1.780^{+0.445}_{-0.247}\rightarrow$	R09	$17.80^{+2.00}_{-1.70}$	1.11E-04	18.91
				←none with 0.471 but 10%shift	C09	$11.20^{+0.30}_{-0.20}$	3.35E-04	2067.90					
L01	$5.80^{+0.20}_{-0.20}$	2.27E-05	127.53	$\leftarrow 0.453^{+0.031}_{-0.026}\rightarrow$	C10	$12.80^{+0.30}_{-0.40}$	5.4E-04	1052.63	$\leftarrow 1.855^{+0.532}_{-0.168}\rightarrow$	R10	$23.75^{+5.85}_{-1.65}$	3.14E-04	6.80
L02	$6.20^{+0.10}_{-0.10}$	5.0E-05	529.66	$\leftarrow 0.484^{+0.024}_{-0.019}\rightarrow$	C10	$12.80^{+0.30}_{-0.40}$	5.4E-04	1052.63					
L03	$7.00^{+0.20}_{-0.30}$	1.08E-04	247.71										
L04	$7.90^{+0.40}_{-0.20}$	4.57E-05	19.45	$\leftarrow 0.457^{+0.043}_{-0.045}\rightarrow$	C11	$17.30^{+1.40}_{-0.70}$	8.03E-04	111.84					
L05	$8.50^{+0.20}_{-0.30}$	4.78E-05	179.70	none with0.471 but 10%shift →									
L06	$10.60^{+0.30}_{-0.50}$	1.86E-04	630.51	none with0.471 but 10%shift →									
L07	$13.10^{+0.40}_{-0.55}$	3.66E-04	782.05	$\leftarrow 0.434^{+0.037}_{-0.039}\rightarrow$	C12	$30.20^{+1.60}_{-1.50}$	2.6E-03	257.43	$\leftarrow 1.604^{+0.244}_{-0.183}\rightarrow$	R11	$48.45^{+4.60}_{-3.25}$	1.67E-03	76.26
L08	$16.95^{+0.70}_{-0.90}$	2.66E-04	33.42	none with0.471 but 10%shift →									
L09	$19.40^{+0.80}_{-1.20}$	5.76E-04	73.00	none with0.471 but 10%shift →									
L10	$29.25^{+2.20}_{-1.40}$	1.66E-03	148.21	$\leftarrow 0.529^{+0.088}_{-0.077}\rightarrow$	C13	$55.25^{+6.35}_{-4.35}$	2.7E-03	183.67					
L11	$62.15^{+8.80}_{-5.50}$	3.86E-03	219.32	$\leftarrow 0.472^{+0.206}_{-0.152}\rightarrow$	C14	$131.70^{+45.40}_{-27.10}$	3.33E-03	73.35	$\leftarrow 1.708^{+3.692}_{-0.836}\rightarrow$	R12	$225.00^{+339.90}_{-70.50}$	6.04E-03	22.97
				Correspondence with 10%shift									
L03	$7.00^{+0.20}_{-0.30}$	1.08E-04	247.71	$\leftarrow 0.959^{+0.055}_{-0.053}\rightarrow$	C06	$7.30^{+0.10}_{-0.20}$	8.74E-05	301.38	$\leftarrow 1.014^{+0.099}_{-0.054}\rightarrow$	R03	$7.40^{+0.50}_{-0.30}$	4.9E-05	90.57
L05	$8.50^{+0.20}_{-0.30}$	4.78E-05	179.70	$\leftarrow 0.850^{+0.128}_{-0.069}\rightarrow$	C08	$10.00^{+0.50}_{-1.10}$	7.55E-05	7.33	$\leftarrow 1.070^{+0.200}_{-0.080}\rightarrow$	R06	$10.70^{+0.60}_{-0.30}$	7.56E-05	324.46
L06	$10.60^{+0.30}_{-0.50}$	1.86E-04	630.51	$\leftarrow 0.946^{+0.044}_{-0.068}\rightarrow$	C09	$11.20^{+0.30}_{-0.20}$	3.35E-04	2067.90	$\leftarrow 1.054^{+0.074}_{-0.071}\rightarrow$	R07	$11.80^{+0.60}_{-0.50}$	5.46E-05	124.37
L08	$16.95^{+0.70}_{-0.90}$	2.66E-04	33.42	$\leftarrow 0.980^{+0.083}_{-0.121}\rightarrow$	C11	$17.30^{+1.40}_{-0.70}$	8.03E-04	111.84	$\leftarrow 1.029^{+0.164}_{-0.168}\rightarrow$	R09	$17.80^{+2.00}_{-1.70}$	1.11E-04	18.91
L12	$150.90^{+523.40}_{-60.20}$	1.87E-03	26.23	$\leftarrow 1.146^{+5.301}_{-0.634}\rightarrow$	C14	$131.70^{+45.40}_{-27.10}$	3.33E-03	73.35					
				No correspondence with above shifts									
L09	$19.40^{+0.80}_{-1.20}$	5.76E-04	73.00		C02	$5.40^{+0.05}_{-0.05}$	7.01E-05	655.14					



Intensity Maps of the Periods
P= 62.15min(上)
P=131.6min (中)
P=224.8min (下)
The Peak Position Moves Towards west as Periods Become long.



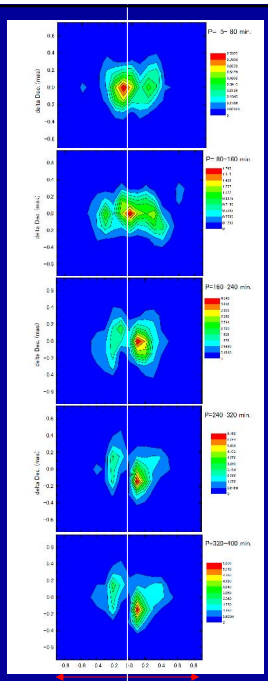
Rotation？

P= 5- 80min

P= 80-160min

P= 160-240min

P= 240-320min



1.9mas,みかけ約193Rs

Intensity Maps of rather wideband periods

(from the top)

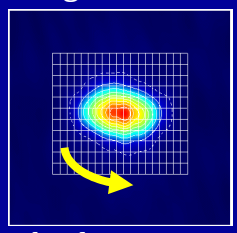
P= 5- 80min

P= 80-160min

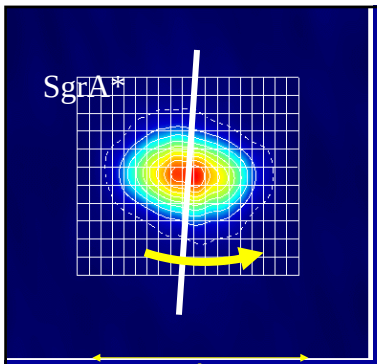
P= 160-240min

P= 240-320min

The Peak Position Moves Towards west as Periods Become long.

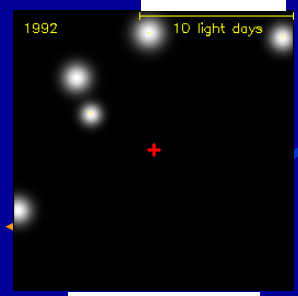


It must be due to Rotation!

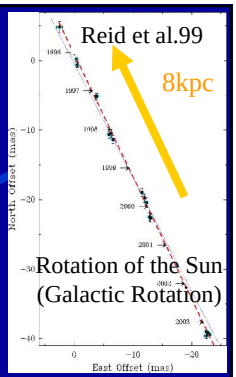


15AU

1700AU

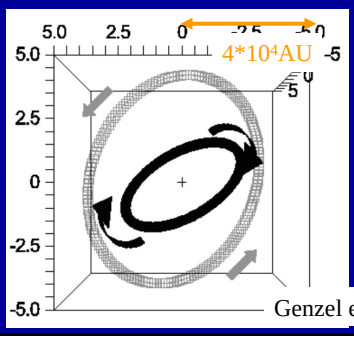


Genzel et al. 03



The Accretion Disk of SgrA*
Shows Counter-Rotation
Against the Galactic Rotation.

The Galactic Rotation
Becomes Random
At GC?!



Genzel et al.03

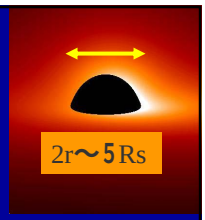
There is one thing to be discussed.
"The scale" seems inconsistent.

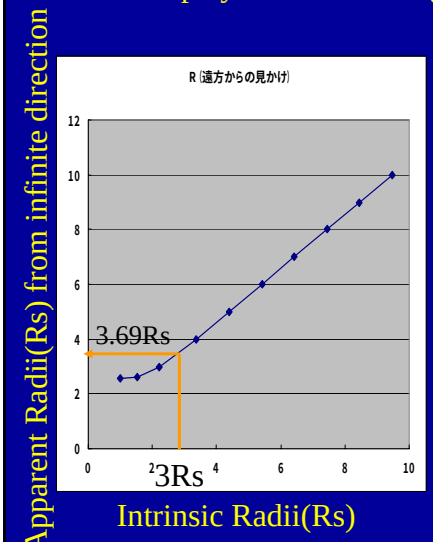
- From the velocity derived from the shift of spectra
  0.1 mas corresponds to ～3Rs （M=1.2 ×10^{7}M$_{sun}$ ！）
- From the distance (8kpc) and the mass of SgrA*(**4×10^{6}M$_{sun}$**)
  0.1 mas corresponds to ～10Rs

>The derived velocity is wrong?

---- Then check the possible theory to sit them well.
Something to change the scale of 0.1mas 10Rs to 3 Rs.

Self gravitational lensing effect of black hole
will play an role of magnifying glass.





- Event horizon (r=1Rs) seems to be at r=2.5Rs from infinite direction.
- How about r～3Rs region? Magnifying ratio ～1.23
  --insufficient to explain the scale problem--

Calculation by Takahashi R.

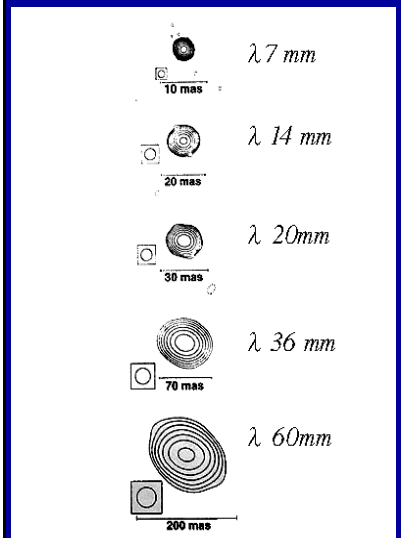


Figure 3. VLBA images of Sgr A* at wavelengths 6.0, 3.6, 2.0, 1.35 cm and 7 mm made with DIFMAP. These images are smoothed to a circular beam of FWHM = 2.62 $\lambda_{cm}^{1.5}$ mas as shown on the left-bottom corner on each image. At 7 mm, FWHM beam = 1.5 mas ~ mean synthesis beam size; and at 6 cm FWHM beam = 38 mas that is close to the mean scattering size at this wavelength. The contours are 2 mJy beam^{-1}× (-2, 2, 4, 8, 16, 32, 64, 128, 256).

VLBI images of the SgrA*(Lo et al.'99)

How the Scattering acts as magnifying glass on SgrA*?

The intrinsic image is obscured and <u>broadened</u> because of scattering effect by circum-nuclear or inter stellar plasma ($\propto \lambda^2$).

Shen et al.(05), Bower et al(04) investigated the effect.

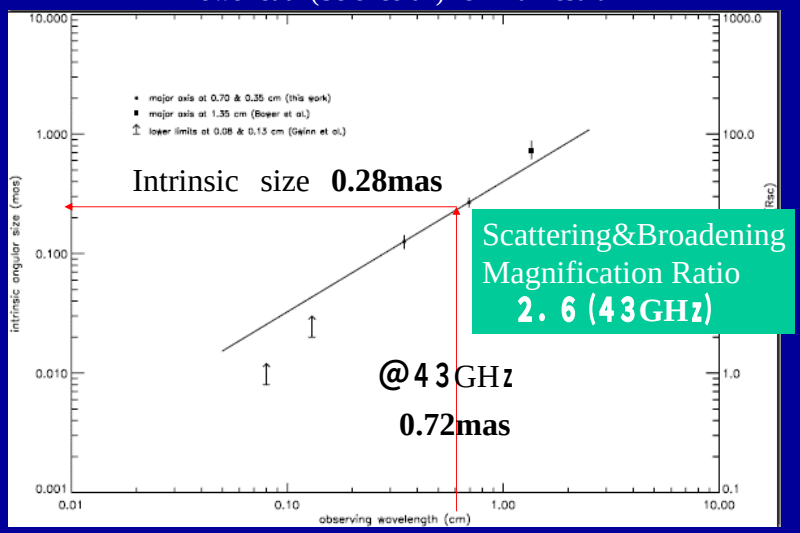
The ratio --2.6～3@43GHZ

The SgrA*の観測上の大きさと本来のサイズの関係

λobs 2乗則にのって散乱が効き、大きく見える

From Shen et al. (Nature05) から。

Bower et al (Science 04) –similar result



Considering only the mass(400million solar mass) and distance (8kpc):

0.1mas(EW)×0.15mas (NS)

＝＞9.7 Rs(E-W)× 16.2Rs(N-S)

magnification ratio：

1)self gravitational lensing effect at r =3Rs 1.23

2)scattered&broadening effect by intervening plasma 2.6～3

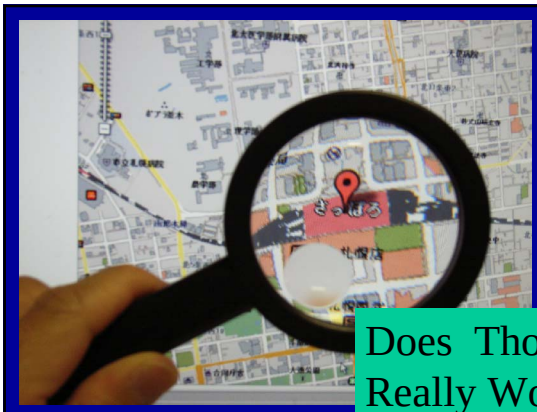
Total 1.23× 2.6～3 ＝ 3.12～3.7

Considering also the total magnification ratio 3.12～3.7

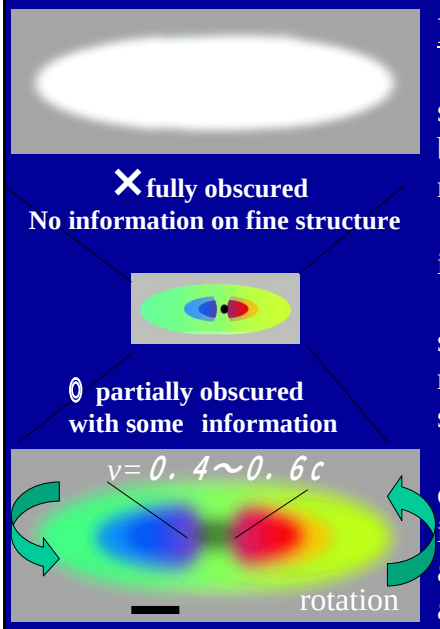
0.1mas(EW)×0.15mas (NS)

＝＞3.1-2.6 Rs(E-W)× 5.2-4.4Rs(N-S)

These two broadening effects give us the ～3Rs resolution!



Does Thompson Scattering Really Work As Magnifying Glass on SgrA*?



Spatial resolution～3Rs

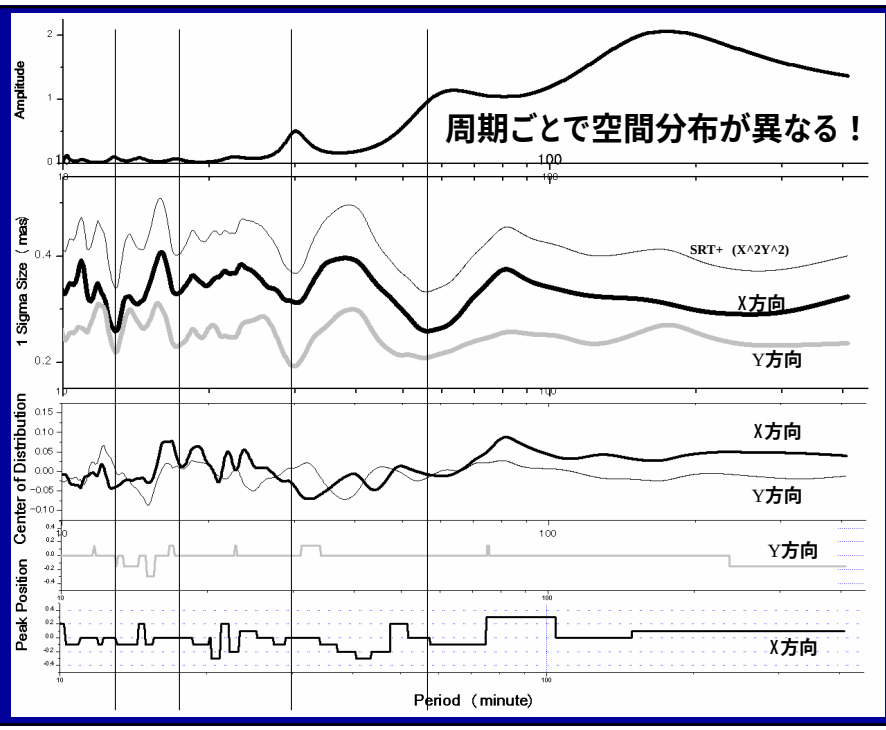
Future prospect

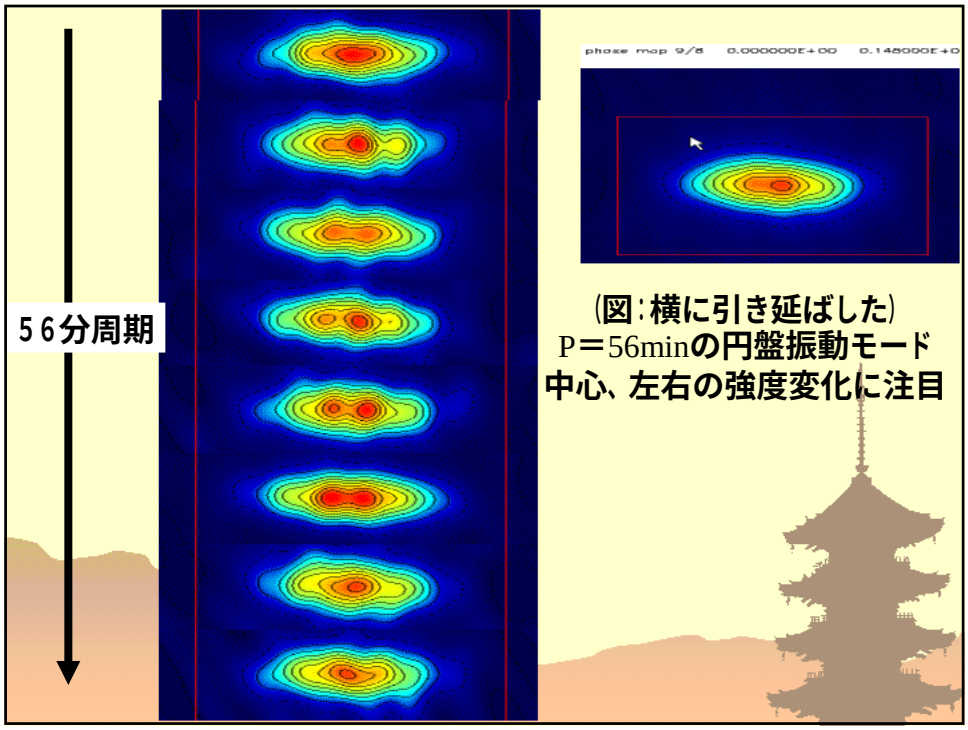
As the accepted theory says,.SgrA*is obscured by broadening and scattering below 1 mm wave length.

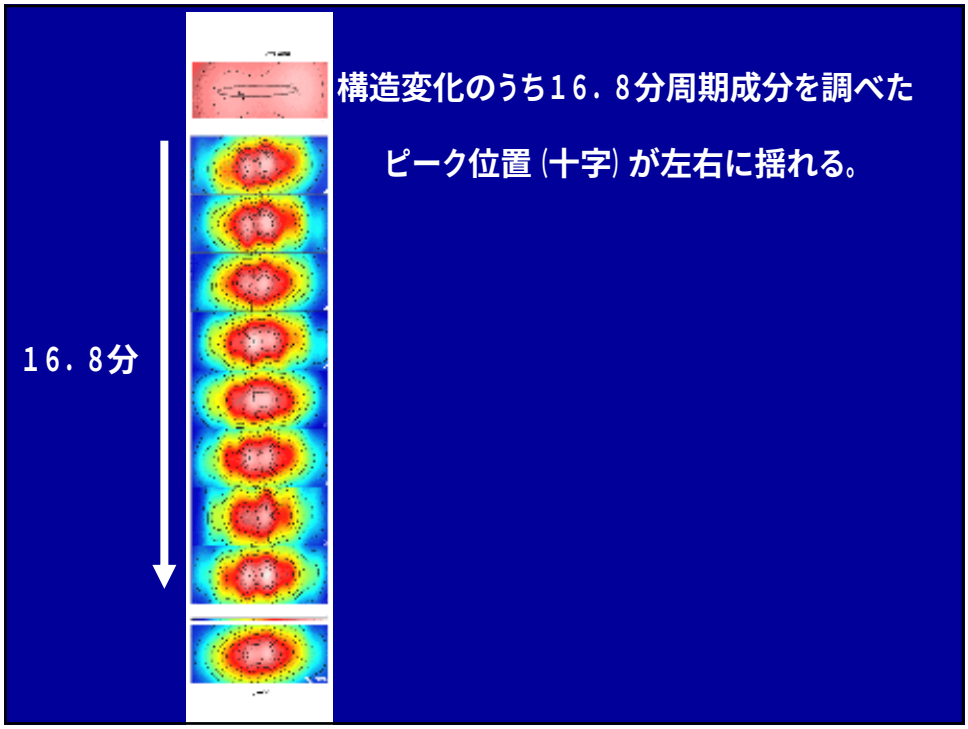
But there remain some pieces of information of the intrinsic structure!

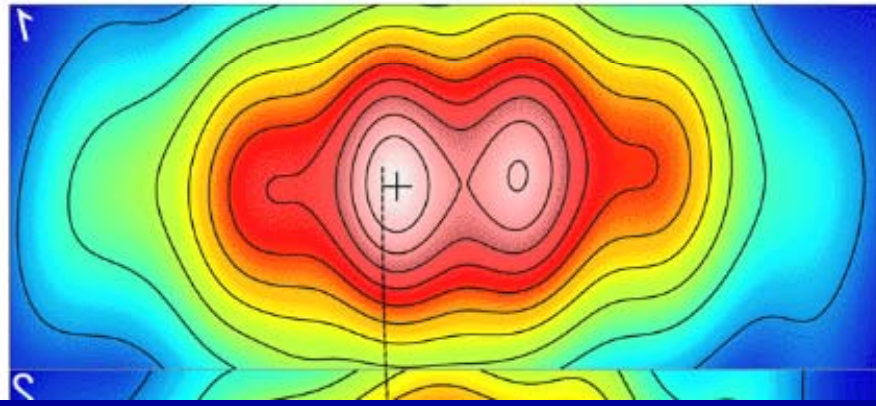
Because The scattering effect and self gravitational lensing work as magnifier of SgrA*, we can get the spatial resolution detection the 3Rs.

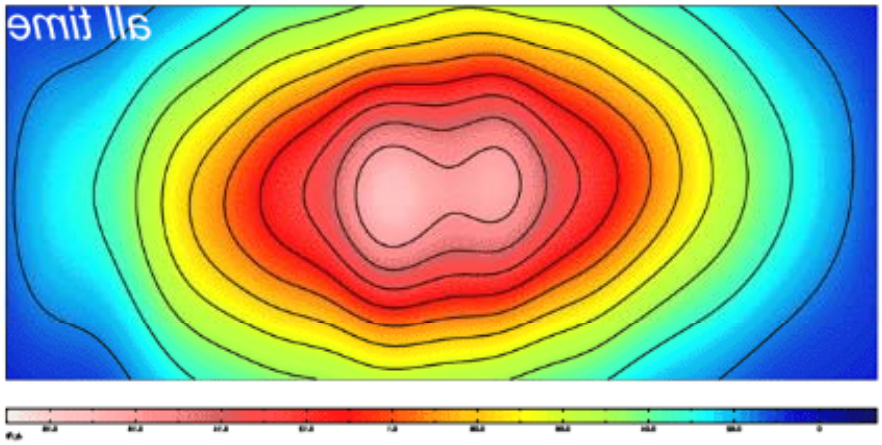
VLBI observations of QPO in radio continuum will give us the chance to investigate the line of sight velocity and the structure of the inner accretion disk of SgrA*！

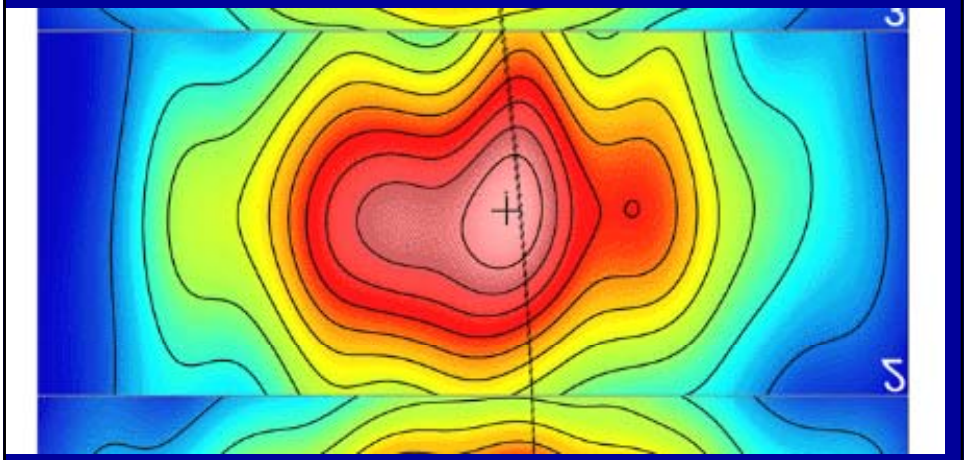


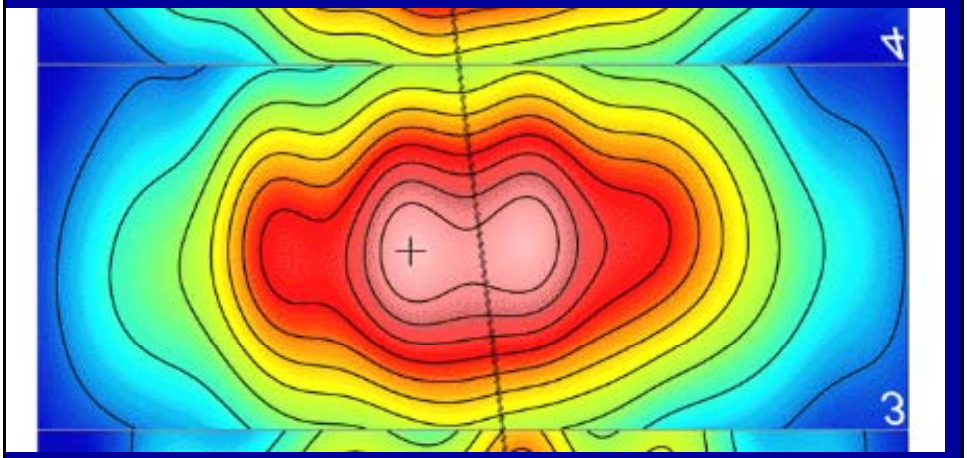

56分周期
phase map 9/8 0.000000E+00 0.148000E+0
(図：横に引き延ばした)
P＝56minの円盤振動モード
中心、左右の強度変化に注目

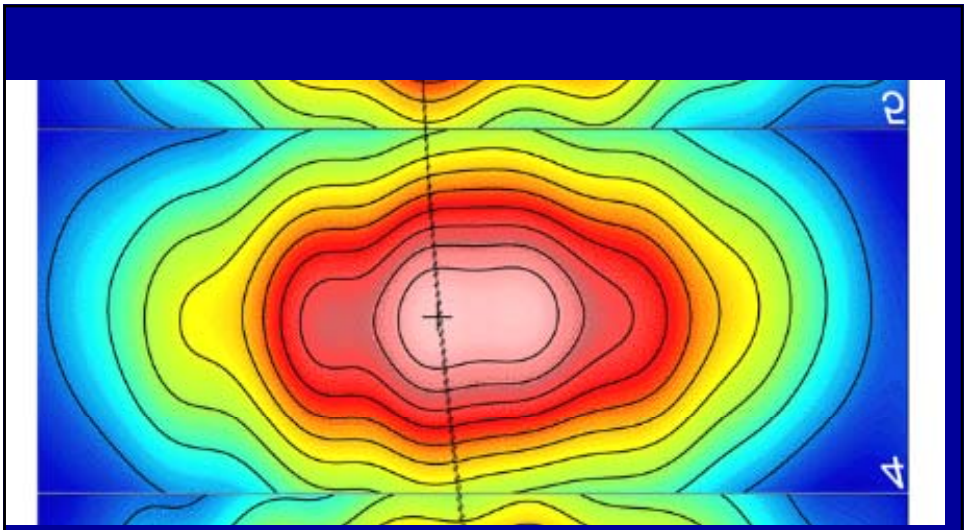

構造変化のうち16．8分周期成分を調べた
ピーク位置（十字）が左右に揺れる。
16．8分

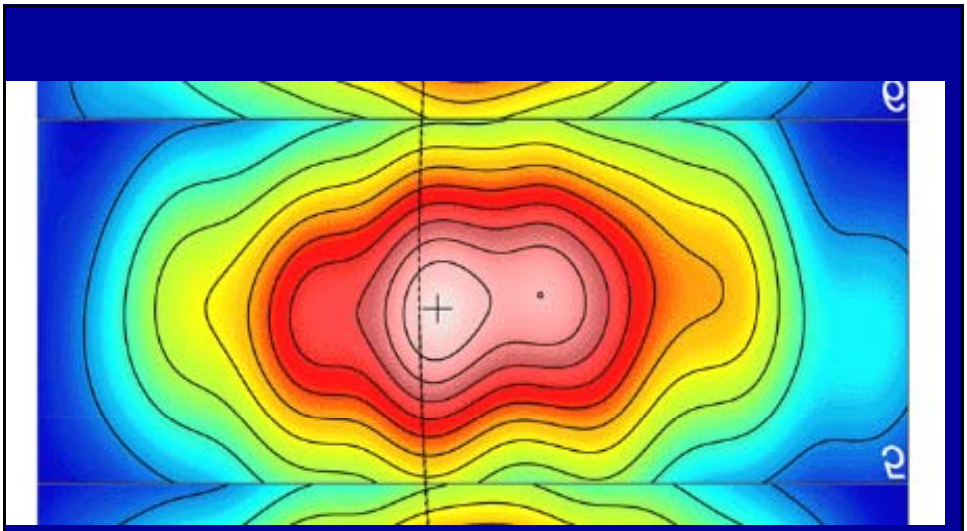


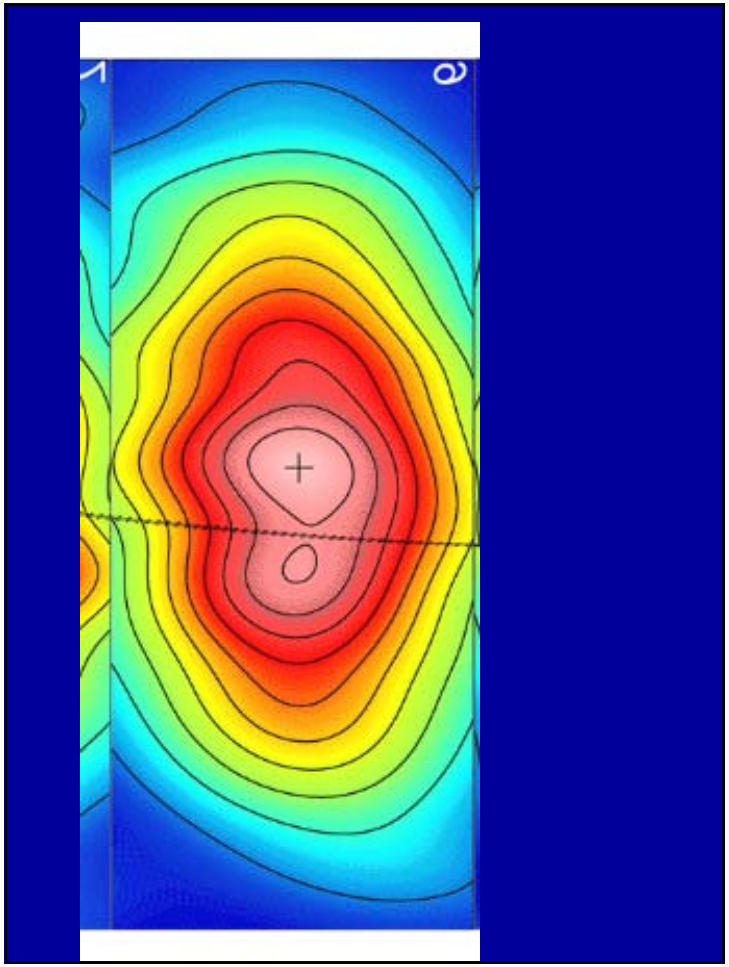

1 mas
all time

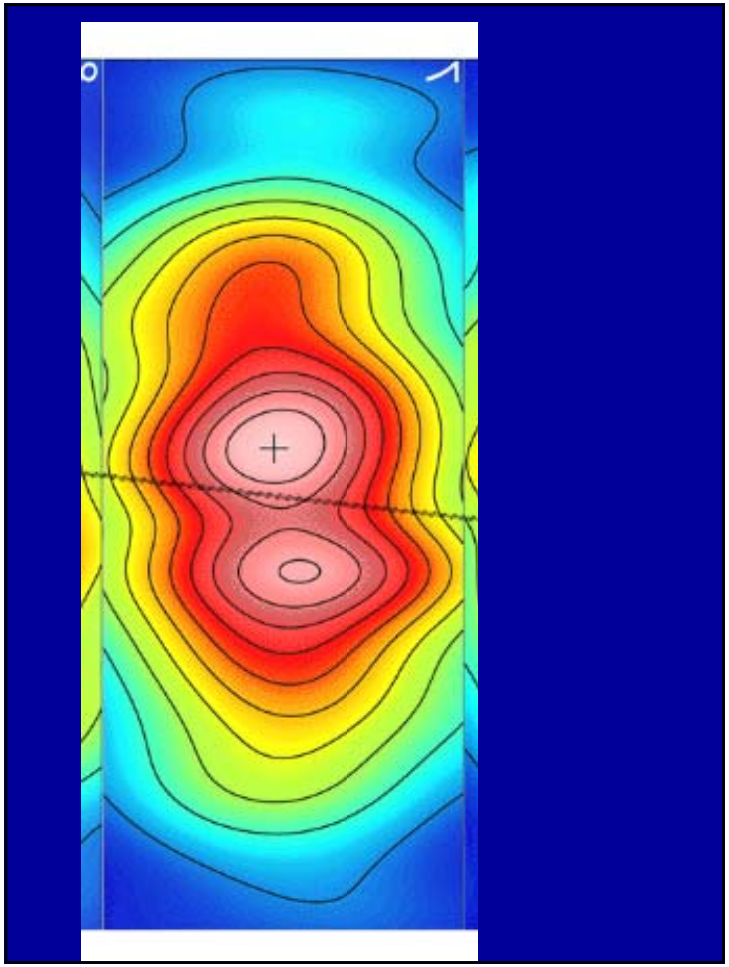

3
5

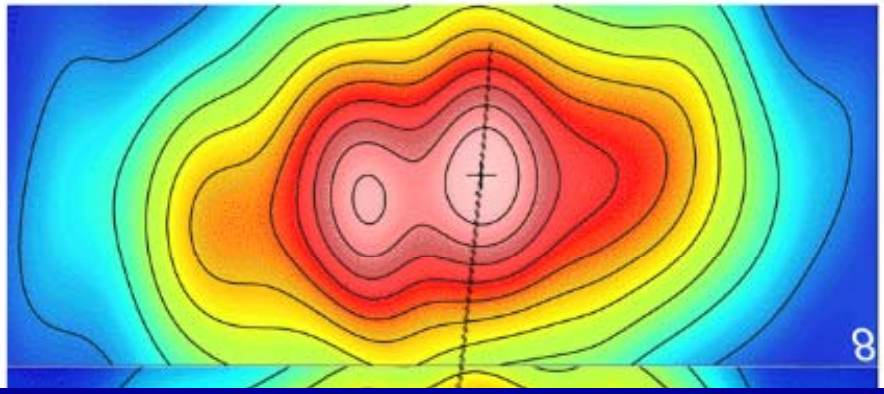

4
3

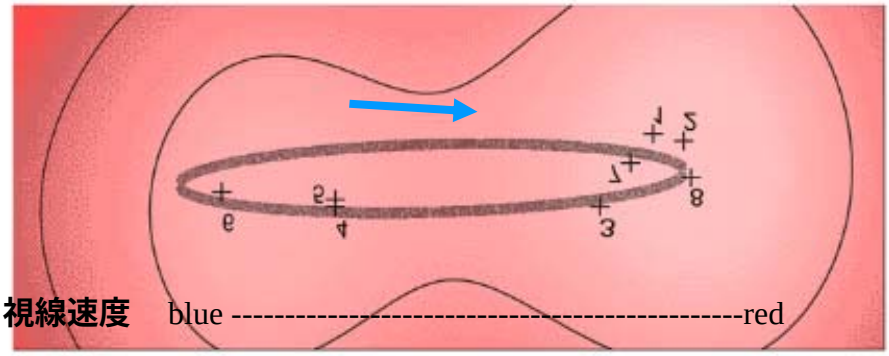

2
4


2
3

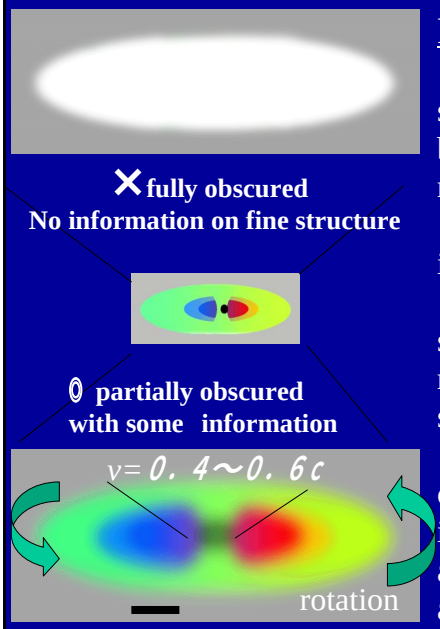

1
0


0
1





この構造変化が円盤の回転と同方向として、
この楕円運動が、真上からみて円であるなら、傾きがわかる。
→ほぼedge-onであるが、北側の面を我々のほうに約7度向けている



Spatial resolution～3Rs

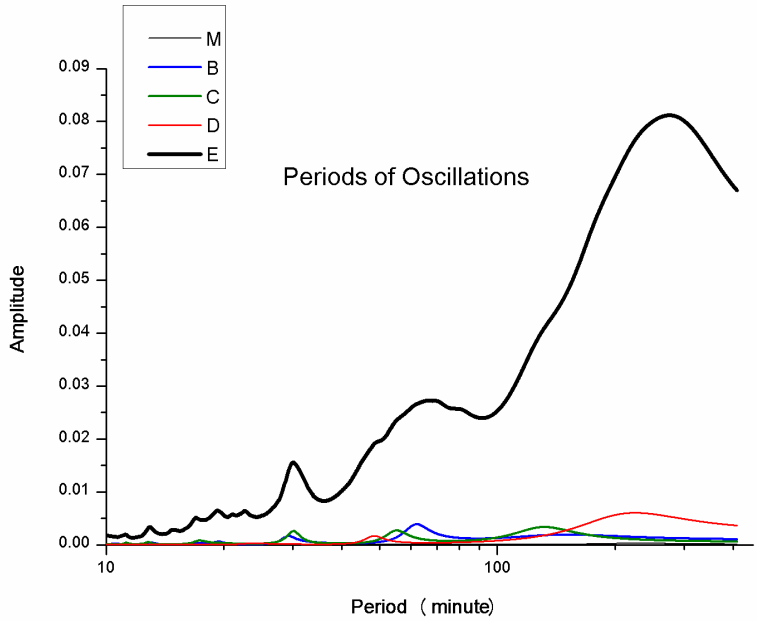
Future prospect

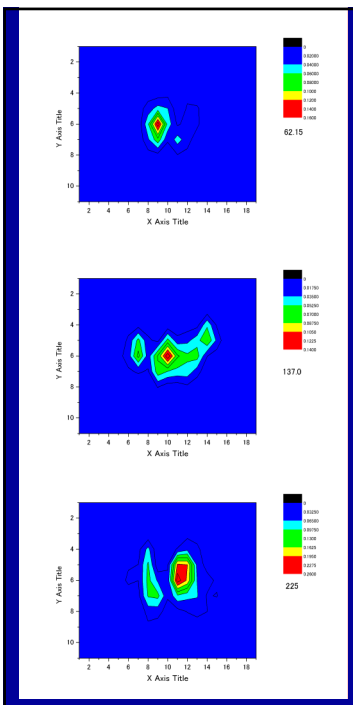
As the accepted theory says,.SgrA*is obscured by broadening and scattering below 1 mm wave length.

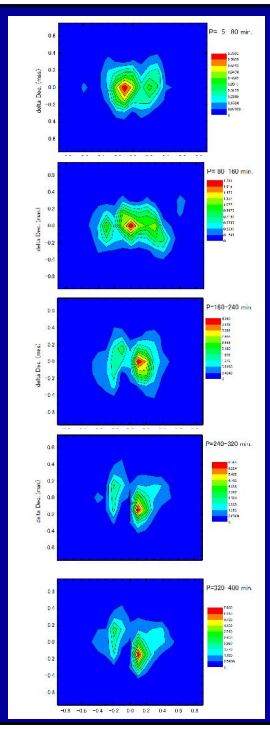
But there remain some pieces of information of the intrinsic structure!

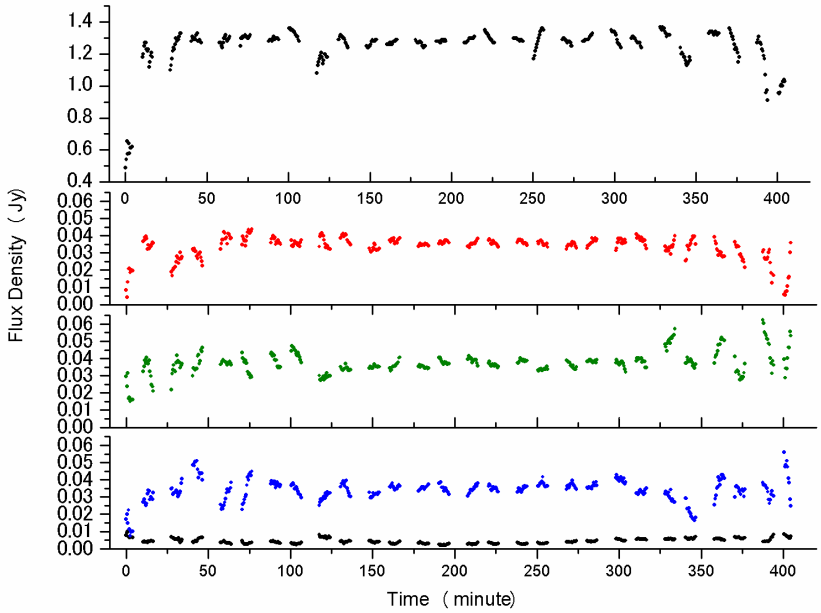
Because The scattering effect and self gravitational lensing work as magnifier of SgrA*, we can get the spatial resolution detection the 3Rs.

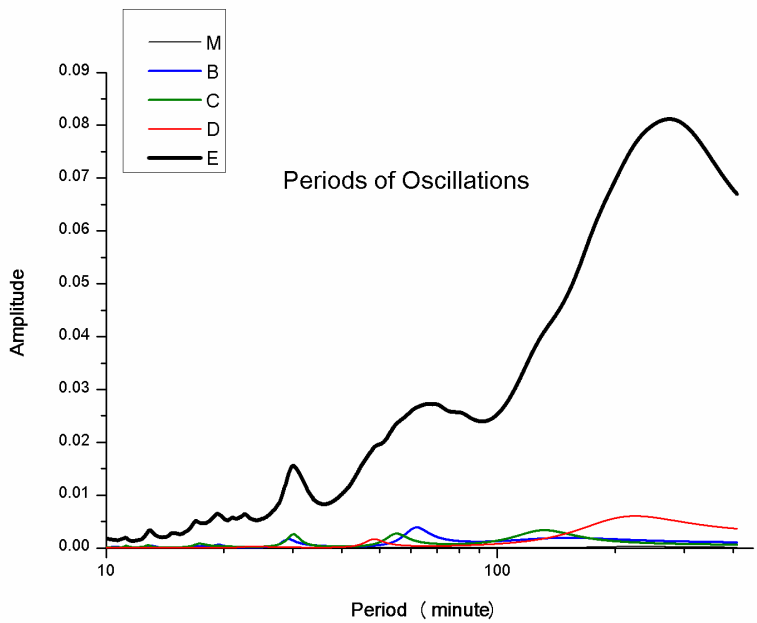
VLBI observations of QPO in radio continuum will give us the chance to investigate the line of sight velocity and the structure of the inner accretion disk of SgrA* !


M
B
C
D
E
Periods of Oscillations
Amplitude
0.09
0.08
0.07
0.06
0.05
0.04
0.03
0.02
0.01
0.00
10
100
Period （minute)

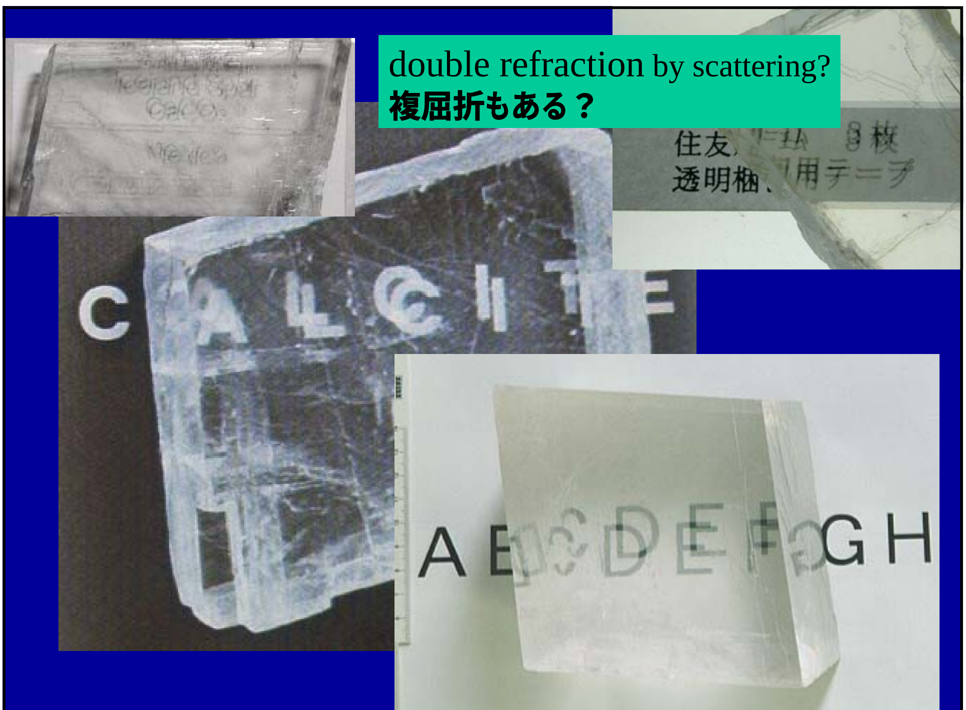

Y Axis Title
X Axis Title
62.15
137.0
225

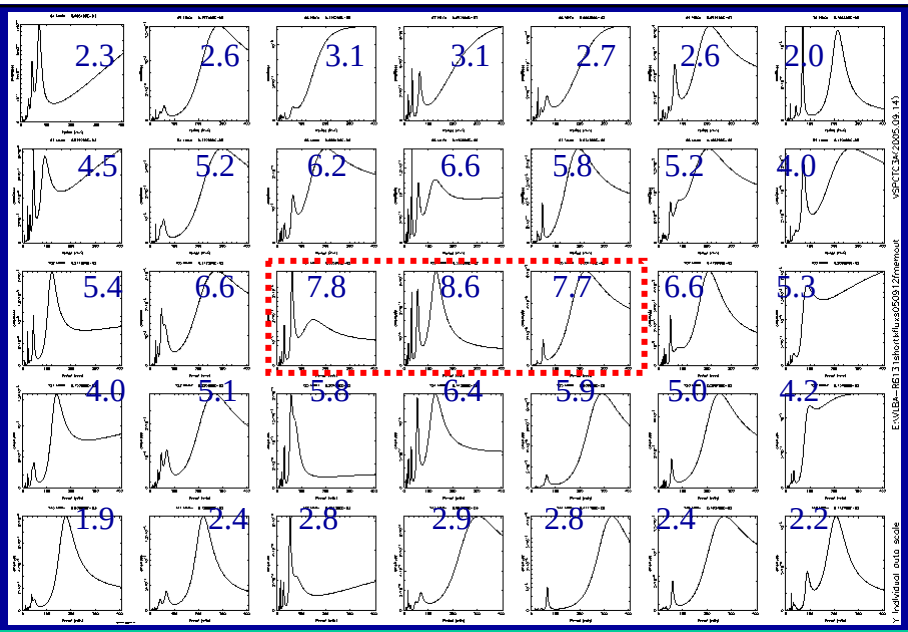

P= 5 - 80 min.
P= 80 - 160 min.
P=160-240 min.
P=240-320 min.
P=320 -400 min.


Flux Density（Jy）
Time（minute）


M
B
C
D
E
Periods of Oscillations
Amplitude
Period（minute）

Code	Square L Period(min)	amplitude	s.n.r	Amounts of Shifts	Code	Square C Period(min)	amplitude	s.n.r	Amounts of Shifts	Code	Square R Period(min)	amplitude	s.n.r
						$3.40^{+0.10}_{-0.05}$	1.55E-05	137.17	$\rightarrow \leftarrow 1.735^{+0.086}_{-0.107}$	R01	$5.90^{+0.20}_{-0.20}$	9.62E-06	70.74
						$3.80^{+0.10}_{-0.05}$	3.20E-05	728.93	$\leftarrow 1.763^{+0.050}_{-0.122}$				
						$4.00^{+0.15}_{-0.10}$	2.53E-05	210.83	$\leftarrow 1.675^{+0.069}_{-0.133}$	R02	$6.70^{+0.10}_{-0.30}$	5.79E-05	541.12
						$3.80^{+0.10}_{-0.05}$	3.20E-05	728.93	$\leftarrow 1.763^{+0.050}_{-0.122}$				
						$4.00^{+0.15}_{-0.10}$	2.53E-05	210.83	$\leftarrow 1.850^{+0.176}_{-0.139}$				
						$4.30^{+0.05}_{-0.10}$	2.03E-05	105.18	$\leftarrow 1.721^{+0.160}_{-0.089}$	R03	$7.40^{+0.50}_{-0.30}$	4.9E-05	90.57
						$4.60^{+0.05}_{-0.05}$	2.49E-05	48.54	$\leftarrow 1.609^{+0.128}_{-0.082}$				
						$4.60^{+0.05}_{-0.05}$	2.49E-05	48.54	$\leftarrow 1.826^{+0.108}_{-0.127}$	R04	$8.40^{+0.40}_{-0.50}$	3.81E-05	122.12
	$2.2^{+0.20}_{-0.20}$	4.14E-06	198.09	$\leftarrow 0.440^{+0.045}_{-0.044}$	C01	$5.00^{+0.05}_{-0.05}$	6.37E-05	225.89	$\leftarrow 1.680^{+0.098}_{-0.116} \rightarrow$				
				←none with 0.471 but 10%shift	C02	$5.40^{+0.05}_{-0.05}$	7.01E-05	655.14	$\leftarrow 1.741^{+0.072}_{-0.089} \rightarrow$	R05	$9.40^{+0.30}_{-0.40}$	4.78E-05	26.70
	$2.7^{+0.10}_{-0.10}$	3.32E-06	107.10	$\leftarrow 0.450^{+0.025}_{-0.024}$	C03	$6.00^{+0.10}_{-0.10}$	2.91E-05	59.39	$\leftarrow 1.783^{+0.132}_{-0.078} \rightarrow$	R06	$10.70^{+0.60}_{-0.30}$	7.56E-05	324.46
	$2.9^{+0.10}_{-0.10}$	5.55E-06	30.49	$\leftarrow 0.446^{+0.023}_{-0.022}$	C04	$6.50^{+0.10}_{-0.10}$	1.08E-04	2755.10	$\leftarrow 1.646^{+0.115}_{-0.070} \rightarrow$				
	$3.2^{+0.10}_{-0.10}$	2.91E-06	13.11	$\leftarrow 0.464^{+0.029}_{-0.027}$	C05	$6.90^{+0.20}_{-0.20}$	1.07E-04	181.66	$\leftarrow 1.710^{+0.141}_{-0.119} \rightarrow$	R07	$11.80^{+0.60}_{-0.50}$	5.46E-05	124.37
				←none with 0.471 but 10%shift	C06	$7.30^{+0.10}_{-0.20}$	8.74E-05	301.38	$\leftarrow 1.616^{+0.130}_{-0.089} \rightarrow$				
	$3.7^{+0.20}_{-0.10}$	6.48E-06	40.50	$\leftarrow 0.451^{+0.030}_{-0.023}$	C07	$8.20^{+0.20}_{-0.10}$	2.3E-04	254.14	$\leftarrow 1.744^{+0.157}_{-0.137} \rightarrow$	R08	$14.30^{+1.10}_{-0.80}$	6.56E-05	20.00
	$4.2^{+0.05}_{-0.05}$	4.84E-06	32.05										
	$4.4^{+0.05}_{-0.05}$	6.98E-06	17.76										
	$4.6^{+0.05}_{-0.05}$	1.34E-05	26.12										
	$4.8^{+0.20}_{-0.10}$	1.36E-05	62.10	$\leftarrow 0.480^{+0.082}_{-0.032}$	C08	$10.00^{+0.50}_{-1.10}$	7.55E-05	7.33	$\leftarrow 1.780^{+0.445}_{-0.247} \rightarrow$	R09	$17.80^{+2.00}_{-1.70}$	1.11E-04	18.91
				←none with 0.471 but 10%shift	C09	$11.20^{+0.30}_{-0.20}$	3.35E-04	2067.90					
L01	$5.80^{+0.20}_{-0.20}$	2.27E-05	127.53	$\leftarrow 0.453^{+0.031}_{-0.026} \rightarrow$	C10	$12.80^{+0.30}_{-0.40}$	5.4E-04	1052.63	$\leftarrow 1.855^{+0.532}_{-0.168} \rightarrow$	R10	$23.75^{+5.85}_{-1.65}$	3.14E-04	6.80
L02	$6.20^{+0.10}_{-0.10}$	5.0E-05	529.66	$\leftarrow 0.484^{+0.024}_{-0.019} \rightarrow$	C10	$12.80^{+0.30}_{-0.40}$	5.4E-04	1052.63					
L03	$7.00^{+0.20}_{-0.30}$	1.08E-04	247.71										
L04	$7.90^{+0.40}_{-0.20}$	4.57E-05	19.45	$\leftarrow 0.457^{+0.043}_{-0.045} \rightarrow$	C11	$17.30^{+1.40}_{-0.70}$	8.03E-04	111.84					
L05	$8.50^{+0.20}_{-0.30}$	4.78E-05	179.70	none with0.471 but 10%shift →									
L06	$10.60^{+0.30}_{-0.50}$	1.86E-04	630.51	none with0.471 but 10%shift →									
L07	$13.10^{+0.40}_{-0.55}$	3.66E-04	782.05	$\leftarrow 0.434^{+0.037}_{-0.039} \rightarrow$	C12	$30.20^{+1.60}_{-1.50}$	2.6E-03	257.43	$\leftarrow 1.604^{+0.244}_{-0.183} \rightarrow$	R11	$48.45^{+4.60}_{-3.25}$	1.67E-03	76.26
L08	$16.95^{+0.70}_{-0.90}$	2.66E-04	33.42	none with0.471 but 10%shift →									
L09	$19.40^{+0.80}_{-1.20}$	5.76E-04	73.00	none with0.471 but 10%shift →									
L10	$29.25^{+2.20}_{-1.40}$	1.66E-03	148.21	$\leftarrow 0.529^{+0.088}_{-0.077} \rightarrow$	C13	$55.25^{+6.35}_{-4.35}$	2.7E-03	183.67					
L11	$62.15^{+8.80}_{-5.50}$	3.86E-03	219.32	$\leftarrow 0.472^{+0.206}_{-0.152} \rightarrow$	C14	$131.70^{+45.40}_{-27.10}$	3.33E-03	73.35	$\leftarrow 1.708^{+3.692}_{-0.836} \rightarrow$	R12	$225.00^{+339.90}_{-70.50}$	6.04E-03	22.97
Correspondence with 10%shift													
L03	$7.00^{+0.20}_{-0.30}$	1.08E-04	247.71	$\leftarrow 0.959^{+0.055}_{-0.053} \rightarrow$	C06	$7.30^{+0.10}_{-0.20}$	8.74E-05	301.38	$\leftarrow 1.014^{+0.099}_{-0.054} \rightarrow$	R03	$7.40^{+0.50}_{-0.30}$	4.9E-05	90.57
L05	$8.50^{+0.20}_{-0.30}$	4.78E-05	179.70	$\leftarrow 0.850^{+0.128}_{-0.069} \rightarrow$	C08	$10.00^{+0.50}_{-1.10}$	7.55E-05	7.33	$\leftarrow 1.070^{+0.200}_{-0.080} \rightarrow$	R06	$10.70^{+0.60}_{-0.30}$	7.56E-05	324.46
L06	$10.60^{+0.30}_{-0.50}$	1.86E-04	630.51	$\leftarrow 0.946^{+0.044}_{-0.068} \rightarrow$	C09	$11.20^{+0.30}_{-0.20}$	3.35E-04	2067.90	$\leftarrow 1.054^{+0.074}_{-0.071} \rightarrow$	R07	$11.80^{+0.60}_{-0.50}$	5.46E-05	124.37
L08	$16.95^{+0.70}_{-0.90}$	2.66E-04	33.42	$\leftarrow 0.980^{+0.083}_{-0.121} \rightarrow$	C11	$17.30^{+1.40}_{-0.70}$	8.03E-04	111.84	$\leftarrow 1.029^{+0.164}_{-0.168} \rightarrow$	R09	$17.80^{+2.00}_{-1.70}$	1.11E-04	18.91
L12	$150.90^{+523.40}_{-60.20}$	1.87E-03	26.23	$\leftarrow 1.146^{+5.301}_{-0.634} \rightarrow$	C14	$131.70^{+45.40}_{-27.10}$	3.33E-03	73.35					
No correspndence with above shifts													
L09	$19.40^{+0.80}_{-1.20}$	5.76E-04	73.00		C02	$5.40^{+0.05}_{-0.05}$	7.01E-05	655.14					





SNR & QPO spectra: The double refraction in plasma ?

There exist plausible spectra on the quite low SNR data set(SNR<3)

VERAによる近傍大星形成領域 Orion KLの距離決定

廣田朋也（国立天文台VERA観測所）
ほかVERAグループ

内容

- 近傍星形成領域の水メーザー観測の意義
- VERAによる位相補償VLBI
- Orion KLの位置天文観測結果
- 今後の展望

近傍星形成領域の水メーザー

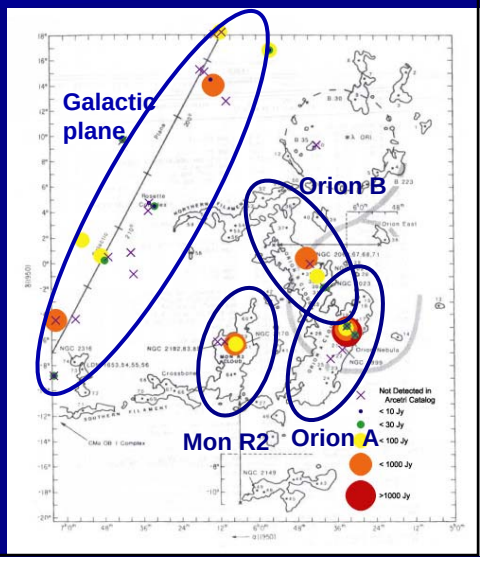
- 年周視差、固有運動の計測
  - 近いために年周視差計測(> 1mas)が容易
  - 中小質量星形成領域はメーザーの変動激しい(1ヶ月程度？)
  - 近いためにスポットが大きく分解されやすい
- 目的
  - 分子雲の力学的構造や形成機構の解明
  - 星形成領域の運動 (ジェット、ディスク)
  - 距離決定結果に基づいた星形成研究の定量化･精密化
  - 銀河系全域のアストロメトリの準備

オリオン座いっかくじゅう座分子雲

- 距離400-800pc
- 太陽系から最も近い大質量星形成領域
- 多くの水メーザー源
  - VERAによるサーベイで確認(2003年10月)

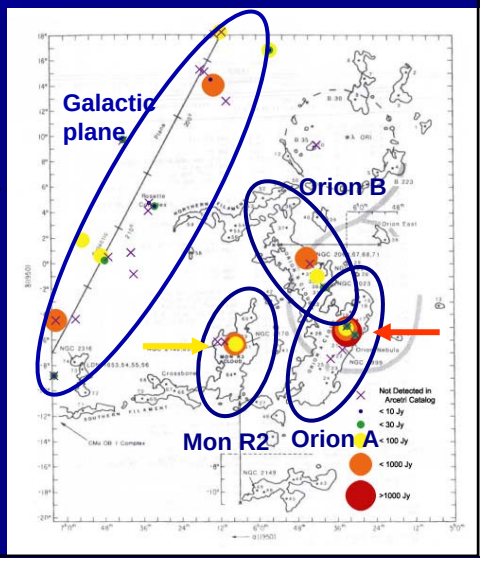
VERA初期観測には最適な天体の一つ

(Maddalena et al. 1996)



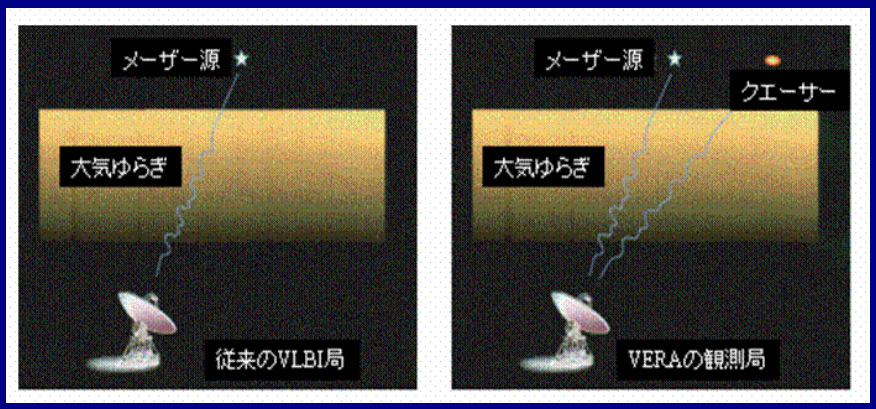
観測概要

- VERA4局による
  月1回のモニター観測
  - 2004年1月から2005年11月
  - 計１５観測中３回は３局のみ
  - Orion KL
  - HH1
  - OMC-2(途中で消える)
  - Mon R2



VERAによる位置天文観測

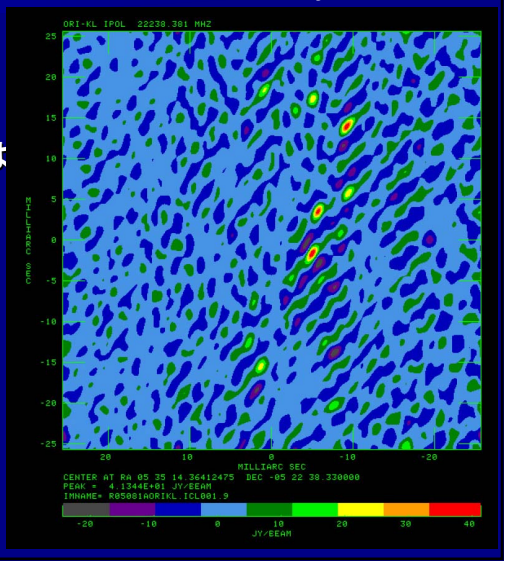
- 位相補償VLBI
  - 参照天体に対するメーザー源の位相(遅延)を測定



相対VLBIでのイメージング

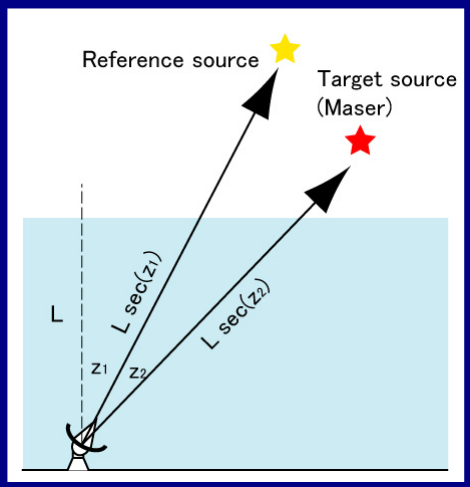
- 参照電波源で位相較正
- 位相較正装置による
  2ビーム位相差補正
  - 特別なことをしない解析では
    ほとんどの場合イメージが
    収束しない
    ⇒相関処理時にあらかじめ
    予想値した大気による
    遅延量が正確でないため

41 Jy/beam



大気による遅延の影響

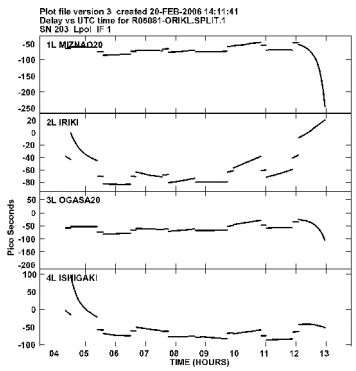
- これまでの天頂方向の遅延の推定
  - 相関器でのモデルは
    気象データから⇒不十分
    $\Delta L = L\ (\sec z_1 - \sec z_2)$
    「Δ secZ効果」
- 相関器モデルの補正
  - GPSによる測定結果
    (本間さん発表)

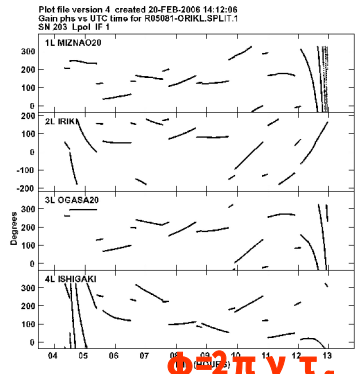


相関器モデルの補正例

- Bビームと Aビームの相関器モデルの補正値の差分

遅延　　位相





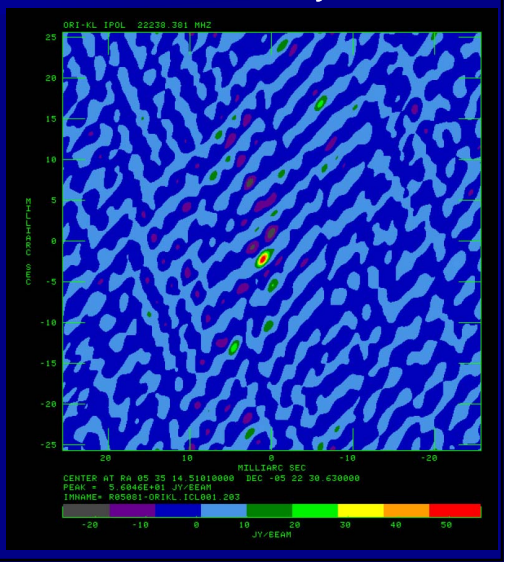
$\varphi = 2\pi \nu \tau_g$

100 psec=3 cm

相対VLBIでのイメージング

- 参照電波源で位相較正
- 位相較正装置による
  2ビーム位相差補正
- 相関器モデルの補正
  - イメージが収束
  - 低仰角のデータをフラグするとコヒーレンス向上
  - まだコヒーレンスロス大(実際は200 Jy/beam)

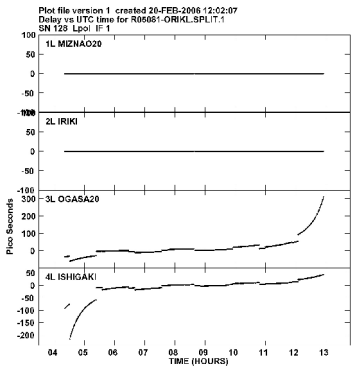
56 Jy/beam

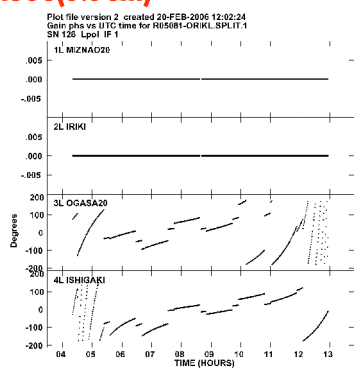


天頂大気遅延のオフセット

- 特に誤差大きいISG、OGAについて天頂大気遅延を変えながら最もイメージが収束する解を探す

天頂大気遅延：ISGで0.41nsec(12.3cm)
OGAで0.33nsec(9.9cm)



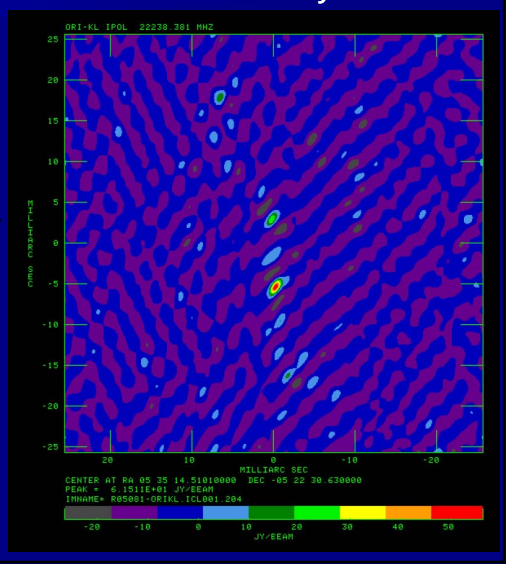


相対VLBIでのイメージング

- 参照電波源で位相較正
- 位相較正装置による
  2ビーム位相差補正
- 相関器モデルの補正
- 天頂大気遅延のオフセット
  - これでもまだフラックスが小さい？

全エポックでこのような解析をすると、・・・

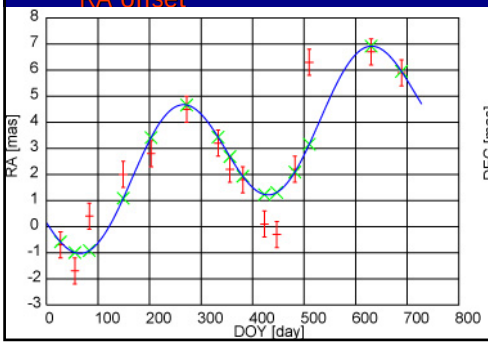
66 Jy/beam



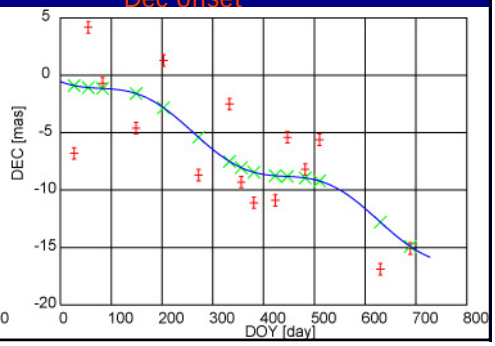
Orion KLの年周視差計測

- π = 2.3 +/- 0.3 mas --- D =430 +/- 64 pc
- 特に赤緯方向の位置誤差大⇒年周視差はRAのみフィット
  - 遅延の推定精度が悪い？
  - サイドローブの影響？Orion KLのデータのみ顕著

RA offset



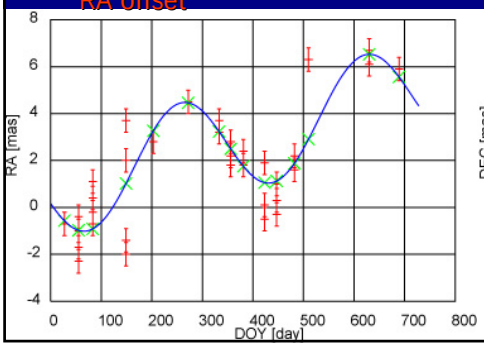
Dec offset



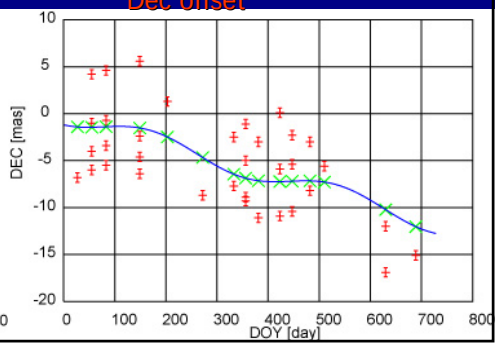
Orion KLの年周視差計測

- π = 2.3 +/- 0.3 mas --- D =430 +/- 64 pc
- 収束しないエポックは、可能性のある全スポットをプロット
  - RA方向はもともとばらつきが少ない
  - Dec方向は最悪10masのばらつき、ただし傾向あり？

RA offset



Dec offset



今後の展望

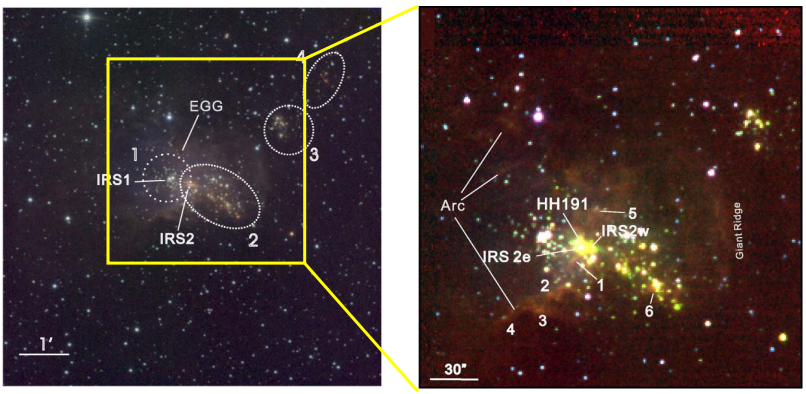
- 相関器モデルの補正を行ってイメージング
  - 天頂方向の遅延の推定方法の確立
  - スポットとサイドローブの区別、特にUVの埋まりの悪いイメージ
  - コヒーレンスロスの原因
- 現在Orion KL、HH1、Mon R2、OMC-2(途中で消えた)、NGC1333 HH7-11(途中で消えた)の解析中
  - 異なるエポック間のスポットの同定
  - 短寿命の異なるスポットでの視差のつなぎあわせ

ＶＥＲＡを用いたS269の位置天文計測

本間　希樹　(国立天文台ＶＥＲＡ観測所)

赤外線で見た S269

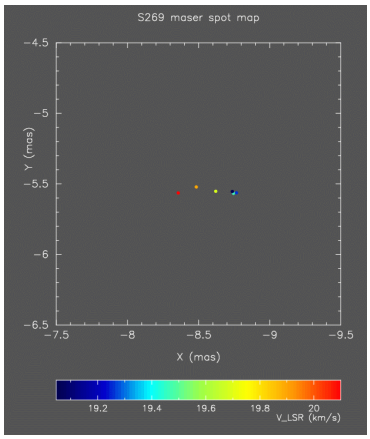
JHK images with IRSF of Nagoya Univ.
(Jiang et al. 2003)



Hundreds of infrared sources (YSO)

S269 水メーザー

- S269 : high-mass star forming regions toward anti-center, with ~200 Jy H2O masers
- Paired with J0613+1305, 0.7 deg seperation

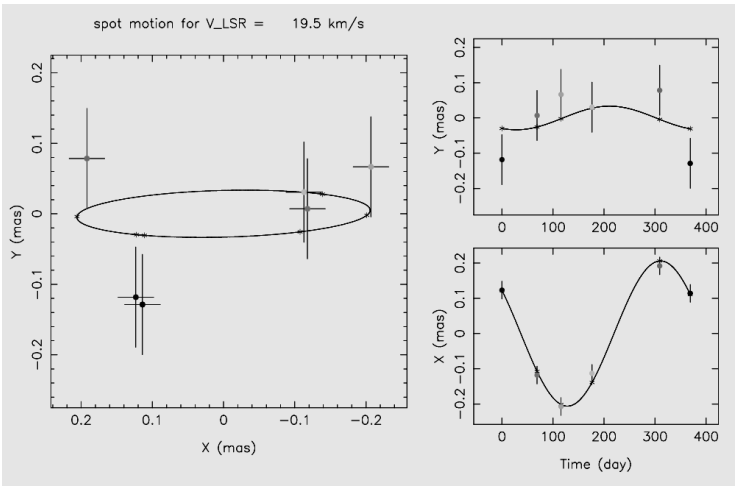


Maser map for r05073a
Linear alignment in 0.4 mas scale
Simple velocity gradient

Could it be related to accretion disk ? (c.f. Monitor by Lehkt)

水メーザー位置の変化

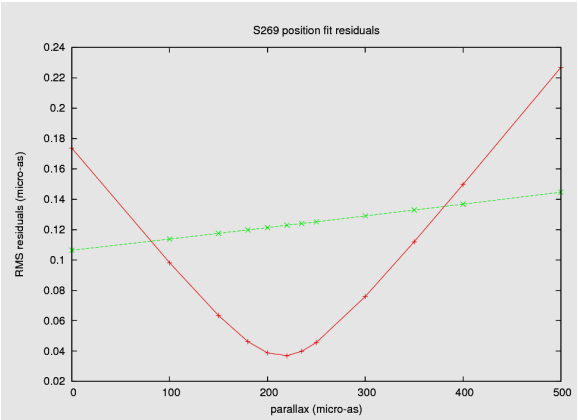
Spot position for 5 epoch spanning ~300 days (since Nov 2004)



S269 距離決定

- Parallax versus fitting residiuals

RMS residual
red：X
green：Y

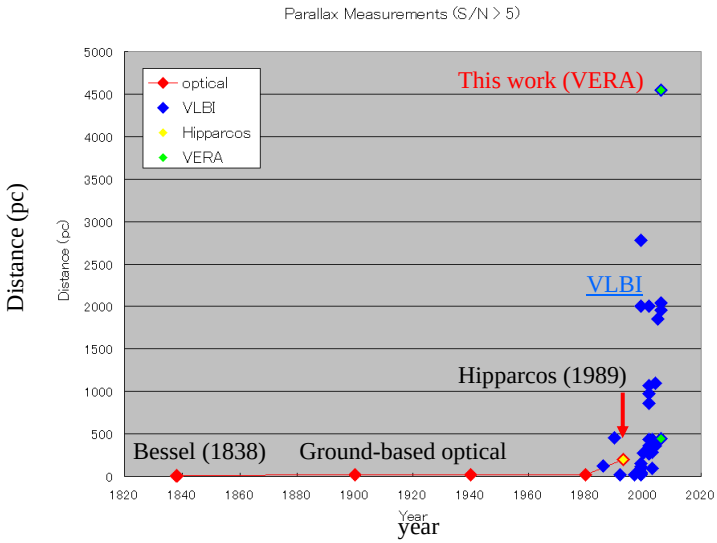


π＝220 μas、 D = 4.5 kpc！（c.f. commonly assumed : 4 kpc）

年周視差の世界記録！！ （最も遠い天体の直接測距）

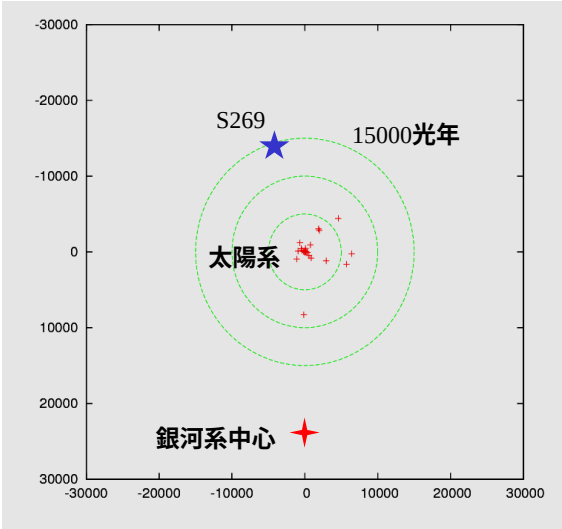
年周視差計測の歴史

- Parallax measurements since 1838 (S/N > 5)



ＶＬＢＩ位置計測天体の銀河系内の分布

- 銀河面上での分布
- 単位：光年

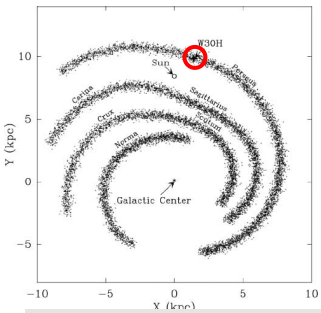


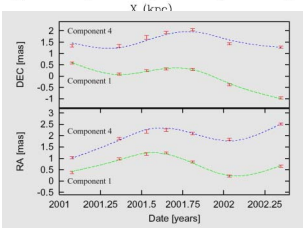
まとめ

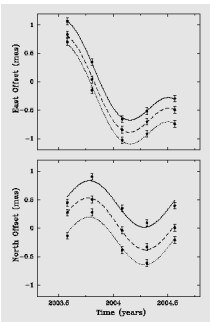
- Ｓ２６９の視差計測に成功
  視差計測の世界記録　(D ~ 4.5 kpc)
- ＶＬＢＩによるKpcスケールの位置天文計測時代が到来

W3OHの距離決定

Distanceswith methanol and H2O masers







Xu et al. (2006)

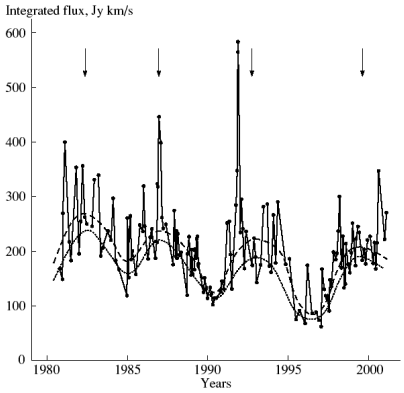
D = 1.95 +/- 0.04 kpc

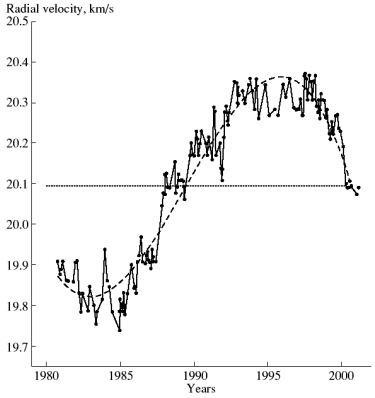
Hachisuka et al. (2006)

D = 2.04 +/- 0.07 kpc

~20 year monitoring of S269

- Single dish H2O maser flux (1980-2001, Lehkt et al.)





Integrated flux

Periods of 5 ~ 6 years ?

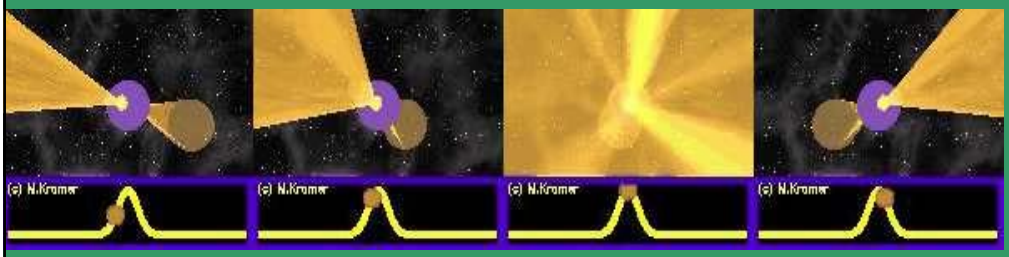
Peak V_LSR

Period of 26 year ?

パルサーによる銀河系研究

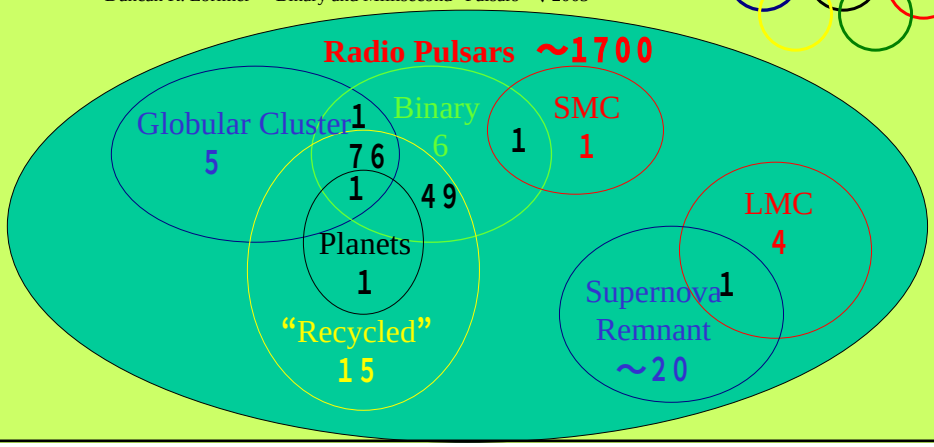
亀谷　收　(国立天文台
VERA観測所・水沢観測所)

祝！！　2月20日(本日)より
水沢市　>>　奥州市水沢区



祝トリノ五輪
ガンバレ日本！

Duncan R. Lorimer　"Binary and Millisecond　Pulsars　"、2005



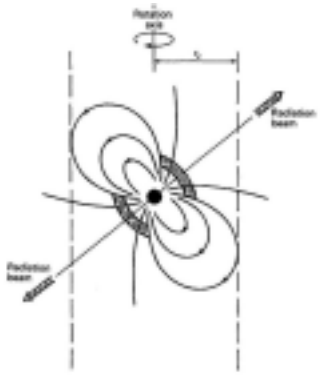
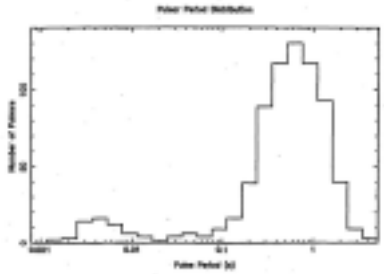
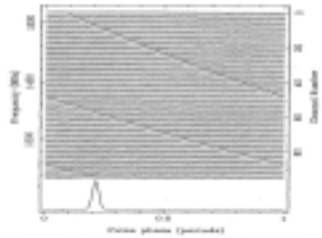


Fig. 2.3. The essential features of a pulsar magnetosphere. Within a radial distance $r_c = c/\Omega$ of the rotation axis there is a charge-separated, co-rotating magnetosphere. The magnetic field lines which touch the velocity-of-light cylinder at radius r define the edge of the polar caps. Radio emitting regions in the polar caps are shown cross-hatched. Since the particles are constrained to move only along the field lines, there is a closed region within the field lines which touch the velocity-of-light cylinder, and only particles on the open field lines outside this region can flow out from the magnetosphere. The radio emitting regions are confined to these open polar cap regions.



The distribution of the periods of pulsars.



Lyne &Graham-Smith, 1998, **Pulsar Astronomy**, Cambridge Univ. Pressより

Dispersion Measure

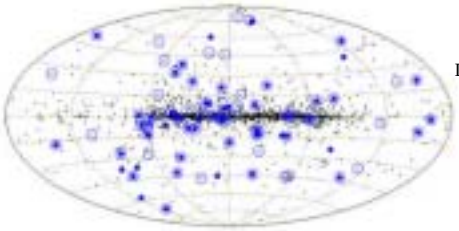
$DM=A(t1-t2)(1/v1^2 -1/v2^2)^{-1}$, $A=2.410\times10^{-16}$ $cm^{-3}pc$

パルサー位置天文学の何が面白いか

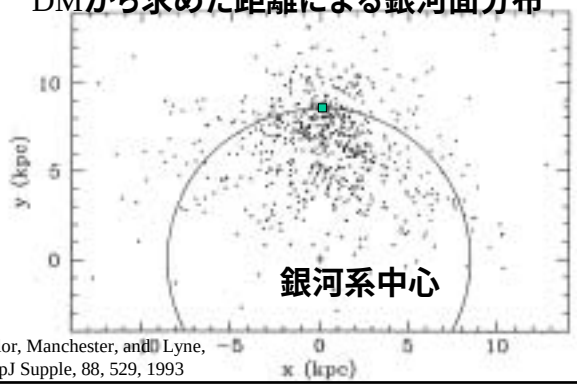
- 銀河系内のパルサーの分布が分かる。パルサー位置天文学の発展
- パルサーの距離を求めると、パルサーの物理量が求まる。理論への貢献
- 視線方向に垂直な実速度が分かる。
  (1974年以降64論文)
- パルサーまでの平均電子密度が分かる。
  DM=d・n

パルサーの銀経銀緯分布

Duncan R. Lorimer　“Binary and Millisecond　Pulsars　”、2005



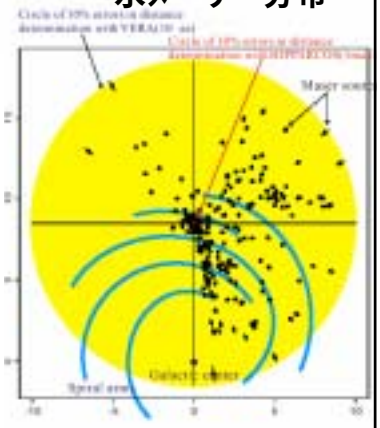
DMから求めた距離による銀河面分布



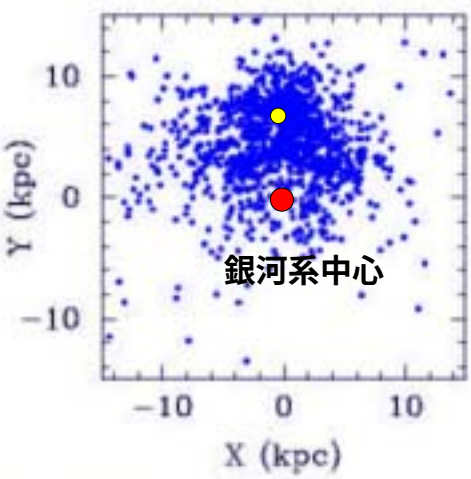
Tylor, Manchester, and Lyne,
ApJ Supple, 88, 529, 1993

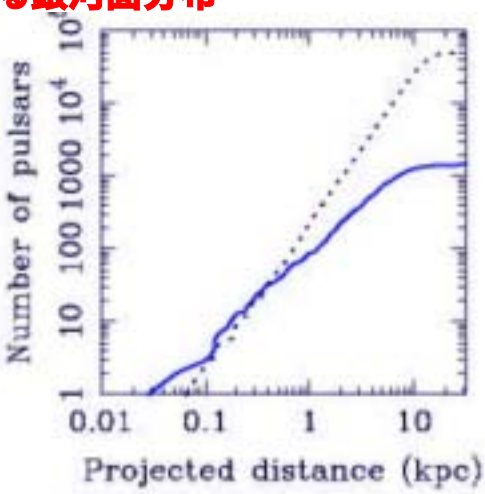
Distribution of known H_2O maser sources near the Galactic plane and their expected errors of distance determination

水メーザー分布



DMから求めた距離による銀河面分布



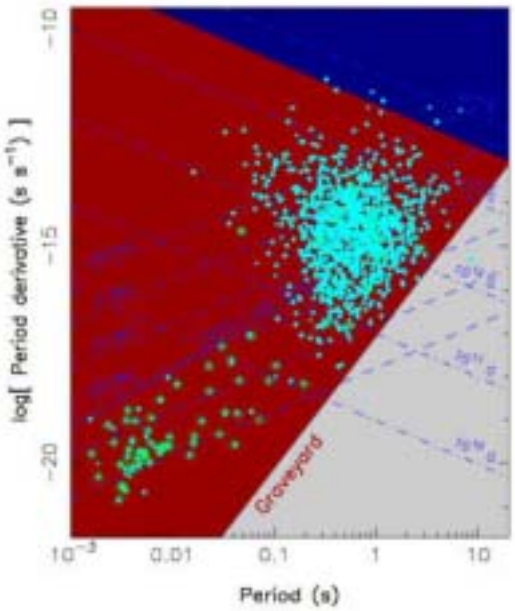


Duncan R. Lorimer　“Binary and Millisecond　Pulsars　”、2005

Figure 11: *Left panel: The current sample of all known radio pulsars projected onto the Galactic plane. The Galactic centre is at the origin and the Sun is at (0, 8.5) kpc. Note the spiral-arm structure seen in the distribution which is now required by the electron density model [73, 74]. Right panel: Cumulative number of pulsars as a function of projected distance from the Sun. The solid line shows the observed sample while the dotted line shows a model population free from selection effects.*

Duncan R. Lorimer “Binary and Millisecond Pulsars ”、2005

$\tau c = P/(2dP/dt)$ $B \propto (P(dP/dt))^{1/2}$



Lyne &Graham-Smith, 1998, **Pulsar Astronomy**, Cambridge Univ. Pressより

パルサーのPとdP/dtの関係

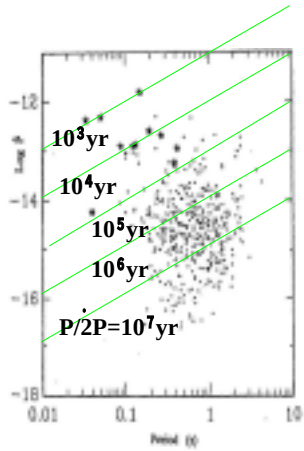


Fig. 5.1. The $P-\dot{P}$ diagram: logarithmic plot of the first derivative of the period against the period. Binary and millisecond pulsars are omitted from this plot: see

Table 4.3. *Pulsar distances from optical associations*

PSR	Optical object	Distance (kpc)	Pulsar DM (cm^{-3} pc)	$\langle n_e \rangle$ (cm^{-3})	Ref.
B0021−72C-N	47 Tuc (GC)	4.6	24.5	0.005	1
J0045−7319	SMC	57	105	0.002	2
B0529−66	LMC	49	125	0.003	3
B0531+21	Crab Nebula (SNR)	2.0	57	0.029	4
B0540−69	SNR in LMC	55	146	0.028	5
B0833−45	Vela (SNR)	0.5	68	0.138	6
B1310+18	M53 (GC)	19	24	0.013	7
B1338−62	G308.8−01 (SNR)	6.9	750	0.105	8
B1509−58	MSH15−52 (SNR)	4.4	235	0.053	9
B1516+02A	M5 (GC)	7.0	28.5	0.004	10
B1610−50	Kes32 (SNR)	3−7	493	0.1	11
B1620−26	M4 (GC)	1.8	63	0.035	12
B1639+36A,B	M13 (GC)	7.7	50	0.004	13
B1706−44	MSH17−4 (SNR)	~3	78	0.025	14
B1718−19	NGC6342 (GC)	11.6	70	0.006	15
B1745−20	NGC6440 (GC)	5.9	220	0.031	16
B1744−24A,B	Terzan5 (GC)	7.1	240	0.034	17
B1758−23	W28 (SNR)	2.5−4.2	1074	0.5	18
B1800−21	W30 (SNR)	3.4−5.2	234	0.043	19
B1802−07	NGC6539 (GC)	3.1	187	0.060	20
B1820−30A,B	NGC6624 (GC)	8.0	87	0.011	21
B1821−24	M28 (GC)	5.5	120	0.022	22
J1910+0004	NGC6760 (GC)	4.1	200	0.049	23
B1951+32	CTB80 (SNR)	2.5±1.5	45	0.02	24
B2127+11A-H	M15 (GC)	10	67	0.007	25
B2334+61	G114.3+0.3 (SNR)	1.8±0.3	58	0.032	26

1. Manchester et al. (1991b) 2. Lyne et al. (1987) 3. McCulloch et al. (1983)
4. Wolszczan (1989) 5. Seward et al. (1984) 6. Large et al. (1968)
7. Anderson et al. (1989a) 8. Caswell et al. (1992) 9. Seward & Harnden (1982)
10. Wolszczan et al. (1989) 11. Cameron (1993) 12. Lyne et al. (1988)
13. Anderson et al. (1989b) 14. McAdam et al. (1993) 15. Lyne et al. (1993)
16. Lyne et al. (1996) 17. Lyne et al. (1990b) 18. Frail et al. (1993)
19. Kassim & Weiler (1990) 20. D'Amico et al. (1998) 21. Biggs et al. (1990)
22. Lyne et al. (1987) 23. Deich et al. (1993) 24. Kulkarni et al. (1988)
25. Wolszczan et al. (1989) 26. Kulkarni et al. (1993)

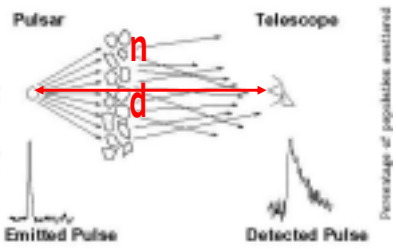
For distances and other characteristics of globular clusters see Webbink (1985).

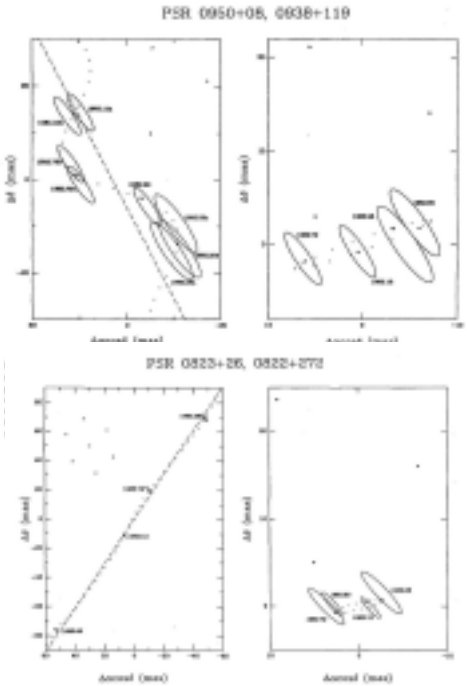
距離が分かれば、DMから推定される星間物質密度

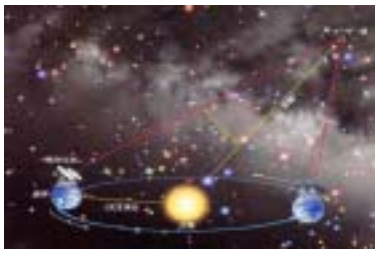
Lyne &Graham-Smith, 1998, **Pulsar Astronomy**, Cambridge Univ. Pressより

パルサーまでの平均電子密度が分かる。

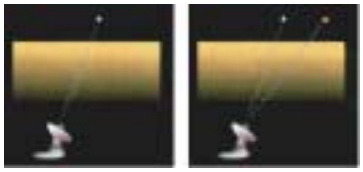
DM=d・n







視差測定の原理



相対VLBIの原理

Gwinn et al. 1986

Arecibo, North American VLBI 1.66GHz
PSR0950+08 7.9(0.8)mas
PSR0823+26 2.8(0.6)mas

2006年1月までに21個のパルサーの視差

- Briskenが10個 Chatterjeeが5個 の天体の視差測定を行っている。
- 100μ秒を切る観測精度は7天体

PSR J0030+0451	3.4(0.6)mas	Lommen et al. 2005
PSR B0329+54	0.94(0.11)mas	Brisken et al. 2002
	<1.5mas	Chatterjee et al. 2004
PSR B0355+54	0.91(0.16)mas	Chatterjee et al. 2004
PSR B0656+14	3.47(0.36)mas	Brisken et al. 2003
		Golden et al. 2005
PSR B0809+74	2.31(0.04)mas	Brisken et al. 2002
PSR B0823+26	1.8(0.4)mas	Gwinn 1984
	2.8(0.6)mas	Gwinn et al. 1986
VELA pulsar	3.4(0.7)mas	Caraveo et al. 2001 HUBBLE
	3.5(0.2)mas	Dodson et al. 2003
PSR B0919+06	0.31(0.14)mas	Fomalont et al. 1999
	0.83(0.13)mas	Chatterjee et al. 2000
PSR B0950+08	7.9(0.8)mas	Gwinn et al. 1986
	3.6(0.3)mas	Brisken et al. 2001
	3.82(0.07)mas	Brisken et al. 2002
PSR B1133+16	2.80(0.16)mas	Brisken et al. 2002
PSR B1237+25	1.16(0.08)mas	Brisken et al. 2002
PSR B1451-68	2.2(0.3)mas	Bailes et al. 1990
PSR B1508+55	0.415(0.037)mas	Chatterjee et al. 2005
PSR J1713+0747	0.89(0.08)mas	Splaver et al. 2005 timing
PSR J1744-1133	2.8(0.3)mas	Toscano et al. 1999 timing
PSR B1857-26	0.5(0.6)mas	Fomalont et al. 1999
PSR B1929+10	21.5(8.0)mas	Salter et al. 1979,
	<4mas	Backer & Sramek 1982
	3.02(0.09)mas	Brisken et al. 2002
	2.77(0.07)mas	Chatterjee et al. 2004
PSR B2016+28	1.03(0.10)mas	Brisken et al. 2002
PSR B2020+28	0.37(0.12)mas	Brisken et al. 2002
PSR B2021+51	0.95(0.37)mas	Campbell et al. 1996
	0.50(0.07)mas	Brisken et al. 2002
PSR J2145-0750	2.0(0.6)mas	Loehmer et al. 2004 timing

例：Brisken et al. 2002の結果

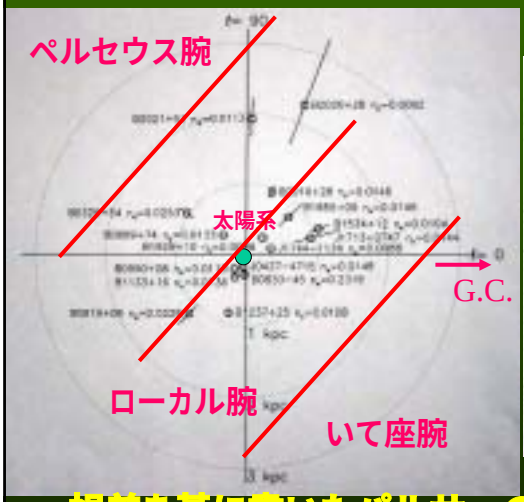


TABLE 6

DERIVED PARAMETERS OF OTHER PULSARS WITH ACCURATE DISTANCES

Pulsar	d_{DM} (kpc)	d_v (kpc)	$v_\perp$ (km s^{-1})	n_0 (cm^{-3})	Reference
J0437−4715	$0.14^{+0.05}_{-0.03}$	$0.17^{+0.05}_{-0.04}$	106^{+17}_{-14}	0.0148 ± 0.0021	1
B0833−45	$0.62^{+0.13}_{-0.07}$	$0.28^{+0.05}_{-0.04}$	67^{+10}_{-8}	0.2319 ± 0.0477	2
B0919+06	4^{+17}_{-2}	$1.15^{+0.59}_{-0.39}$	484^{+248}_{-164}	0.0226 ± 0.0036	3
B0534+12	$0.7^{+0.08}_{-0.5}$	$1.08^{+0.36}_{-0.26}$	131^{+50}_{-37}	0.0104 ± 0.0014	4
B0355+09	$0.7^{+0.3}_{-0.5}$	$0.79^{+0.36}_{-0.27}$	23^{+14}_{-7}	0.0146 ± 0.0040	5
J0713+0747	$0.8^{+0.3}_{-0.2}$	$0.9^{+0.4}_{-0.2}$	28^{+11}_{-4}	0.0144 ± 0.0040	6
J0744−1134	$0.17^{+0.06}_{-0.02}$	$0.35^{+0.10}_{-0.02}$	35^{+5}_{-2}	0.0086 ± 0.0006	7

REFERENCES.—(1) Sandhu et al. 1997; (2) Cordes et al. 2002; (3) Chatterjee et al. 2001; (4) Stairs et al. 1999; (5) Kaspi et al. 1994; (6) Camilo, Foster, & Wolszczan 1994; (7) Toscano et al. 1999.

視差を基に書いたパルサーの位置（左）、　平均密度（右）

VERA・大学連携VLBI

国内7局　S帯、X帯
ＶＥＲＡ20m水沢、入来、
小笠原、石垣島、臼田64m、
つくば32m、鹿嶋34m、、、

VERA・大学連携VLBIの S帯（またはX帯）でのパルサー観測

VERAのみ

- スイッチング相対ＶＬＢＩが可能（数分周期）
- ２．２ＧＨｚ帯１ビーム　４局設置
- フリンジ間隔　１２ｍａｓ＞＞位相３度で０．１ｍａｓ
- 開口能率＝30%、Tsys=200K、48MHz、１ｈｒ
  ＞＞ノイズレベル２５ｍＪｙ

VERA＋大学連携VLBI

- 臼田64m、34m級アンテナの参加　＞＞ノイズレベル７ｍＪｙ

パルサーゲーティング　（相関器ソフト開発必要）

- パルサーゲーティング使用　＞＞ノイズレベル２ｍＪｙ？

ＶＥＲＡ＋大学連携VLBIで 観測可能なパルサー（S帯）

@印：視差報告無し　　色：全局で観測可能（δ＞-41度）

80mJy以上　7@4(3@1)

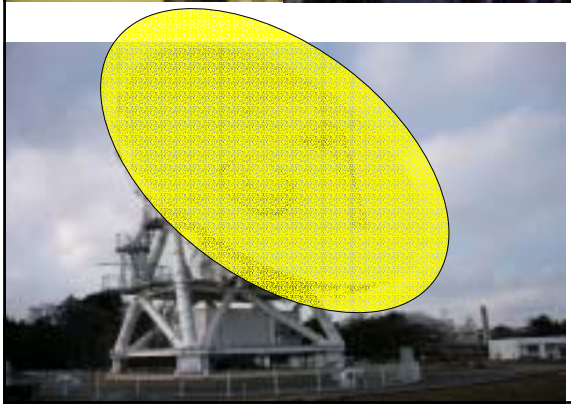
- B0329+54 200mJy 2d 250mJy
- J0437-4715 90mJy @ 2d ICRF
- B0736-40 80mJy @ 1d 200mJy
- B0833-45 1100mJy 1d ICRF
- B0950+08 85mJy 2d 100mJy
- B1557-50 145mJy @ 5d ICRF
- B1641-45 310mJy @ 7d 400mJy

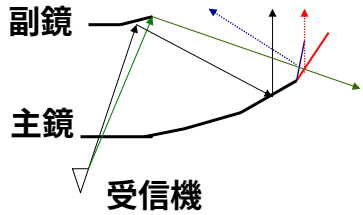
10mJy以上　４７@３４ (37@25)

25mJy以上　19@10(14@6)

- B0355+54 25mJy 1d 250mJy
- B0628+21 25mJy @ 3d 120mJy
- B0740-28 25mJy @ 5d 130mJy
- B0835-41 25mJy @ 6d 280mJy
- B1133+16 30mJy 3d 600mJy
- B1556-44 40mJy @ 5d 380mJy
- B1749-28 35mJy @ 7d 200mJy
- B1929+10 40mJy 2d 150mJy
- B1933+16 40mJy @ 1d 360mJy
- B2016+28 30mJy 1d 240mJy
- B2020+28 38mJy 1d 240mJy
- B2021+51 25mJy 1d 150mJy

受信機とアンテナ改造の可能性





(1) VERAグループでは、高、他周波数化に向けて、受信機配置を検討中その中に、L帯受信機設置の可能性。

(2) 現在、副鏡が大きいためにスピルオーバーが大きいことを改善するために鏡面の周りにスカートをつける。これを、S帯で感度があるように調整すると、実質的に口径を大きくできるのではないか。20m＞25m

(3) 現在ある受信機を改良する。　2B系にする。

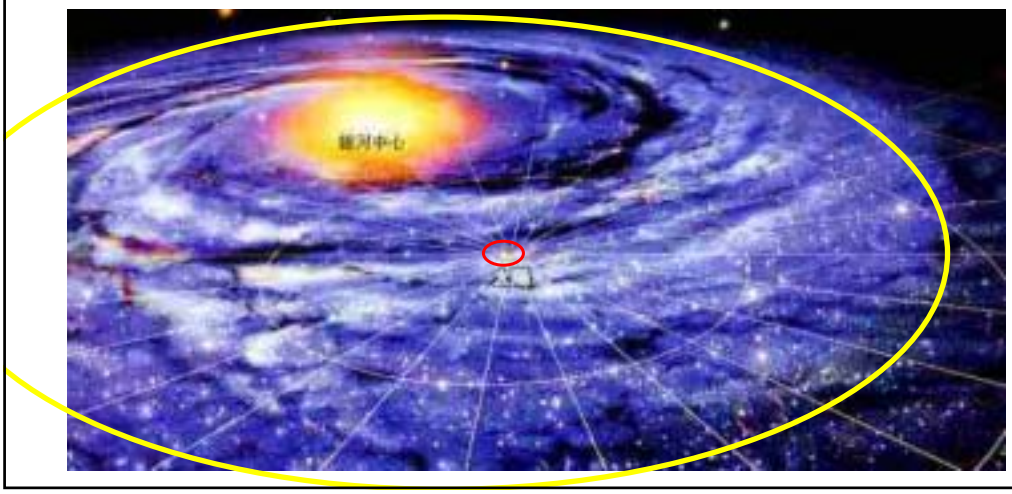
(4) 50mクラスのアンテナを併設し、相対VLBI観測を行う。

＞50個以上まで可能天体増える

VERA以外で三角測量できる範囲：太陽系の近所だけ（100pc程度）

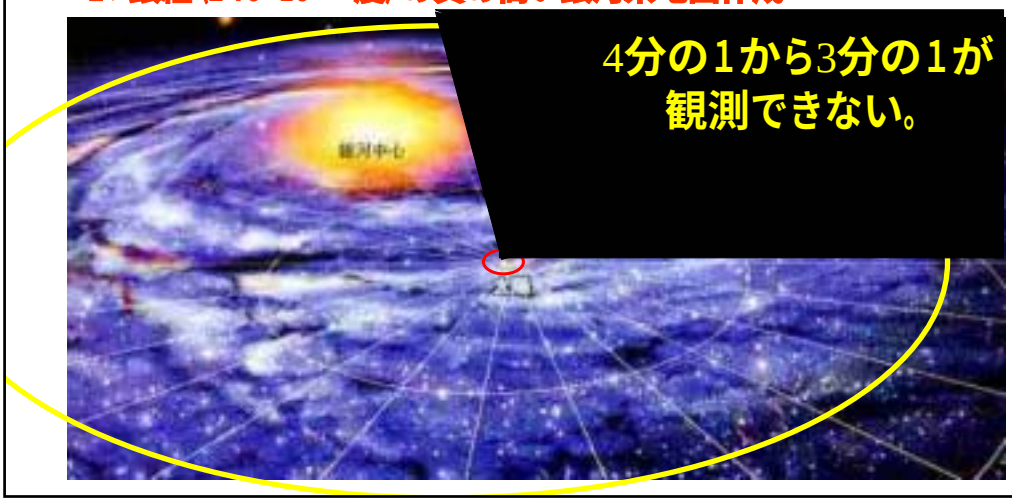
VERAで三角測量ができる範囲：銀河系全体

半径10kpcの範囲で10%の精度より良い



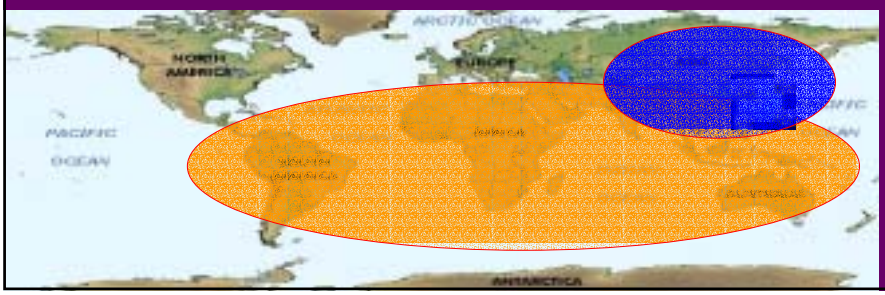
VERA・大学連携VLBIは北半球にあるので、全域が見えるわけではない。

1. VERAで観測不可能な銀経　(260~345度) の
2. 銀経 (240~10　度) の質の高い銀河系地図作成



VERA・大学連携VLBIの拡張として望まれる機能：

1. まずは、アジア大陸との連携。次に南半球に設置。
2. 位相補償を行えること。
3. 2300km以上の基線。
   パルサーは4000kmは欲しい。
   大陸を横断する望遠鏡？
4. パルサーは1.4～2GHzが効率よい。

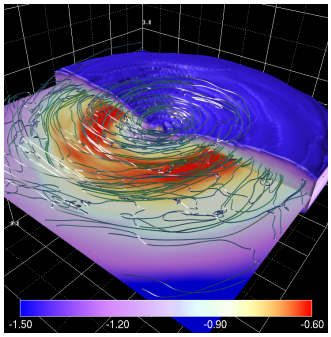


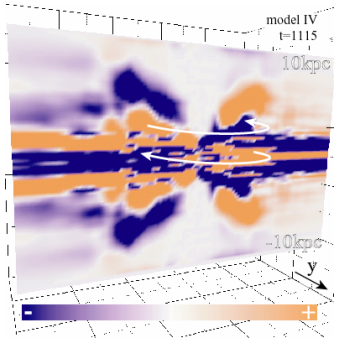
まとめ

1. パルサーの観測により、銀河系内のパルサーの距離と速度が求まり、パルサーのみならず、星間プラズマ等研究が非常に進むであろう。

2. ＶＥＲＡ･大学連携*VLBI*の拡張の機能を持たせて、まずは、東アジアに展開する。次に南半球に設置すると、VERA等で残される我々の銀河系の立体地図（２４－３６％）が完成する。

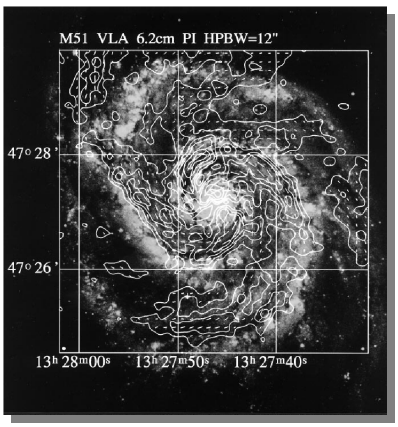
銀河ガス円盤の大局的3次元 磁気流体数値実験



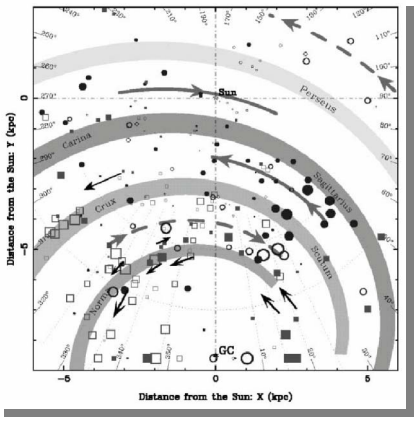


松元亮治、錦織弘充（千葉大）、町田真美（国立天文台）

渦状銀河の平均磁場：起源はダイナモ？

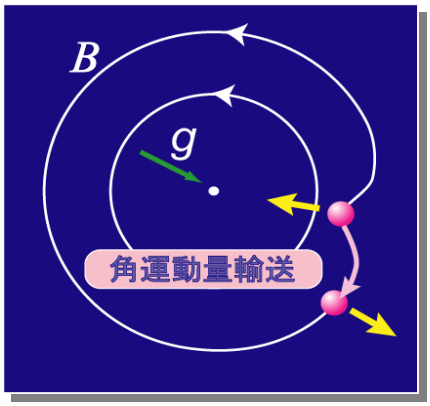


M51 (Neininger & Horellou, 1996)



Our Galaxy (Han et al., 2002)

磁気回転不安定性
(Balbus and Hawley 1991)



差動回転円盤において回転のタイムスケールで成長

動力学方程式

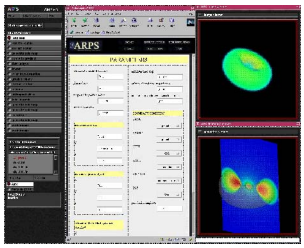
$$\frac{\partial \rho}{\partial t} + \nabla(\rho \mathbf{v}) = 0$$

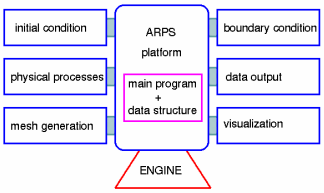
$$\rho \frac{\partial \mathbf{v}}{\partial t} + \rho(\mathbf{v} \bullet \nabla)\mathbf{v} = -\nabla P + \frac{(\nabla \times \mathbf{B}) \times \mathbf{B}}{4\pi} + \rho \mathbf{g}$$

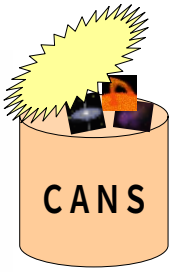
$$\frac{\partial \mathbf{B}}{\partial t} = \nabla \times (\mathbf{v} \times \mathbf{B}) + \eta \nabla^2 \mathbf{B}$$

$$\frac{\partial \rho \varepsilon}{\partial t} + \nabla(\rho \varepsilon \mathbf{v}) + P \nabla \mathbf{v} = Q_J + Q_{vis} - Q_{rad}$$

回転プラズマのグローバルシミュレータ



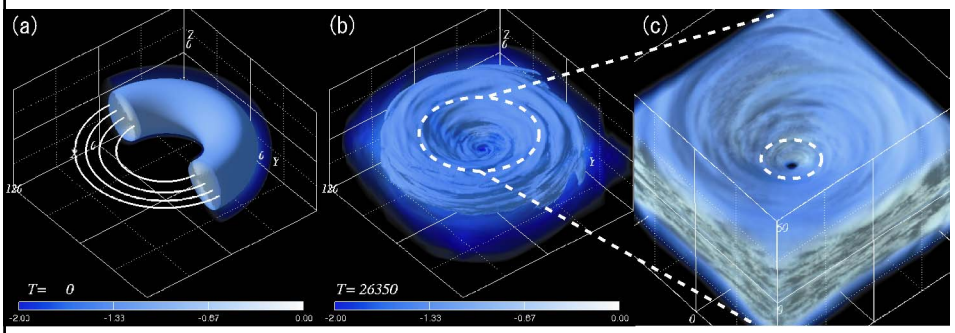




ARPS (Astrophysical Rotating Plasma Simulator, Matsumoto et al. 1999)

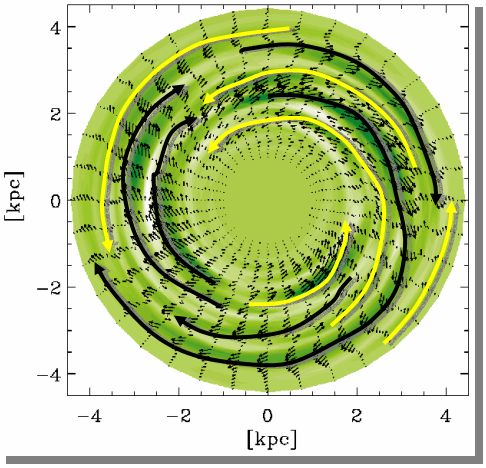
Coordinated Astronomical Numerical Software(CANS): product of ACT-JST project (2000-2002)

Formation of an Accretion Disk (Machida and Matsumoto 2003)



Initial state t=26350 unit time t_0=rg/c

銀河円盤のグローバルシミュレーション
(Dziourkevitch et al. 2004)



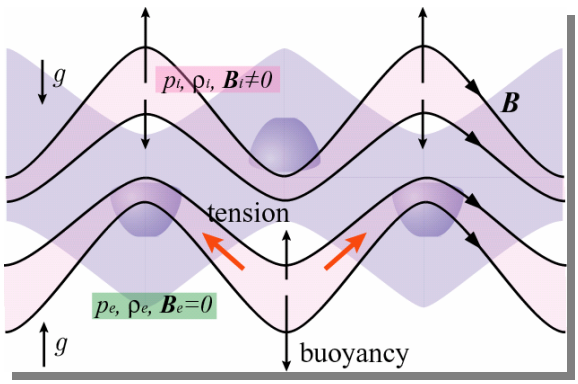
計算領域

1kpc < r < 5kpc

-1kpc< z < 1kpc

銀画面内で方位角磁場の方向が頻繁に反転

パーカー不安定性による磁束流出

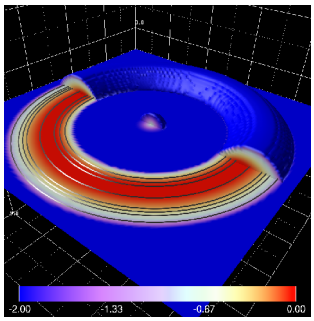


鉛直方向に広いシミュレーション領域が必要

Parker (1966), Matsumoto et al. (1988)

広い計算領域を用いたシミュレーション
(Nishikori et al. 2006, ApJ in press)

- 重力ポテンシャル
  - ダークマターを含む軸対称ポテンシャル（Miyamoto 1980)
- 初期条件
  - 10kpcで密度最大になる角運動量一定のトーラス
  - 方位角方向の弱い磁場 (β=100,1000,10000)
  - T=10^5K
- r=0.8kpc に吸収境界
- 赤道面対称性を仮定

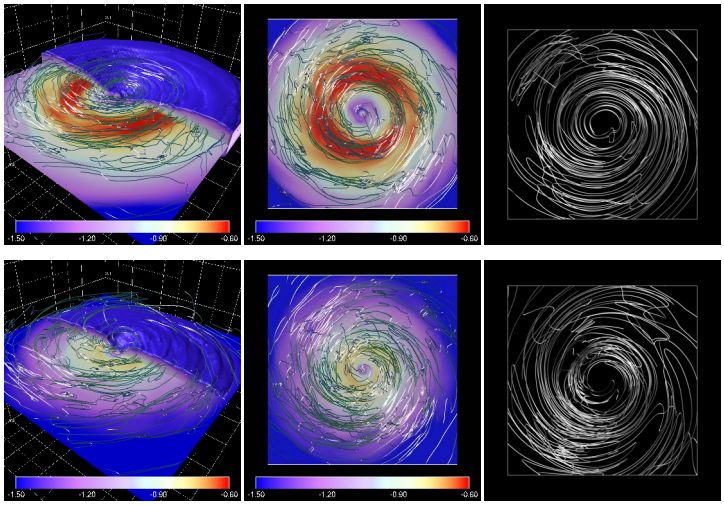


250*64*319 mesh

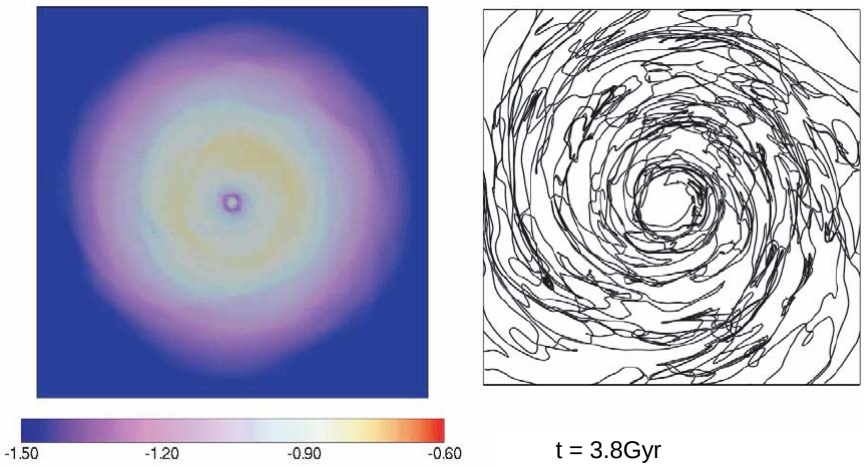
モデルパラメータ

models	β_0	計算領域	$\Delta\varphi$	ρ_{halo0}	DM	境界
model I	100	$0 < \varphi < 2.0\pi$	$\pi/32$	10^{-3}	×	吸収
model II	100	$0 < \varphi < 2.0\pi$	$\pi/32$	10^{-3}	×	非吸収
model IIIa (b)	100	$0 < \varphi < 2.0\pi$	$\pi/32$	10^{-3}	○	吸収
model IIIb	1000	$0 < \varphi < 2.0\pi$	$\pi/32$	10^{-3}	○	吸収
model IIIc	10000	$0 < \varphi < 2.0\pi$	$\pi/32$	10^{-3}	○	吸収
model VI	100	$0 < \varphi < 2.0\pi$	$\pi/32$	10^{-2}	○	吸収
model Va	100	$0 < \varphi < 0.5\pi$	$\pi/128$	10^{-3}	○	吸収
model Vb	100	$0 < \varphi < 0.5\pi$	$\pi/64$	10^{-3}	○	吸収
model Vc	100	$0 < \varphi < 0.5\pi$	$\pi/32$	10^{-3}	○	吸収

Numerical Results (β =100)

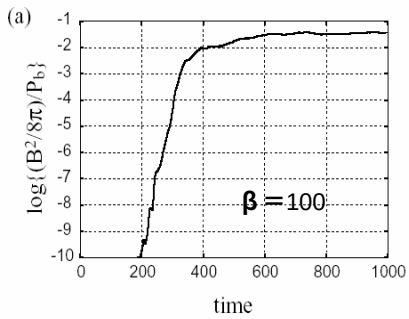


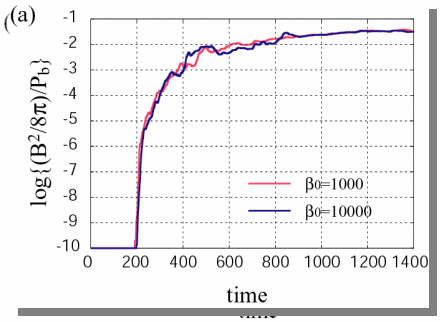
密度分布と磁力線形状



t = 3.8Gyr

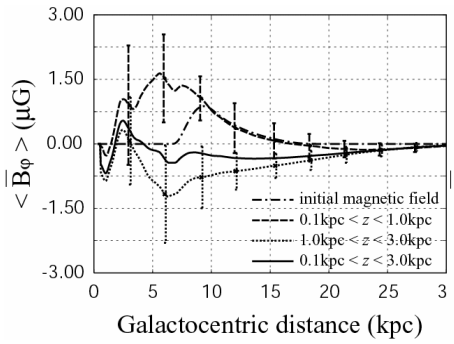
磁気エネルギーの増幅と飽和



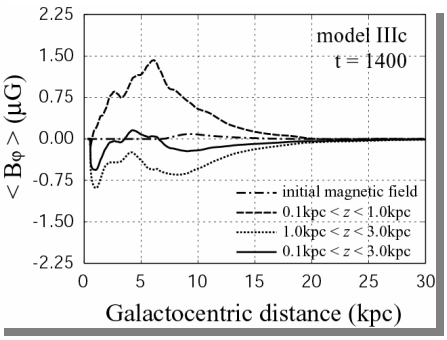


Average in 2kpc < r < 5kpc and 0 < z < 1kpc

方位角成分の平均磁場分布



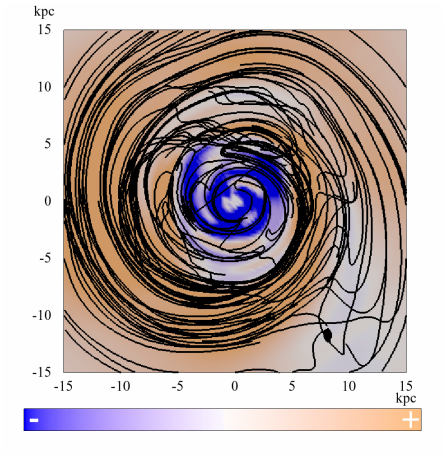
β＝100のモデル



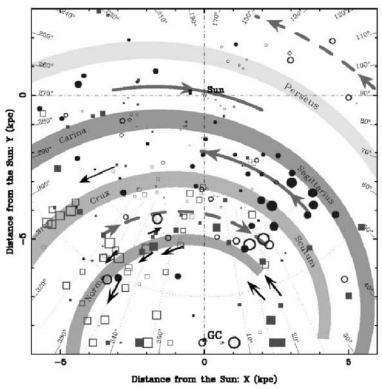
β＝10000のモデル

方位角方向の磁束は保存。赤道面の平均磁場は強められる。

方位角磁場の動径方向の反転



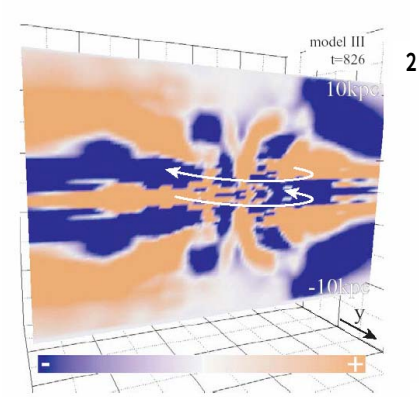
Azimuthal field at t=3.8Gyr at z=0.25Kpc



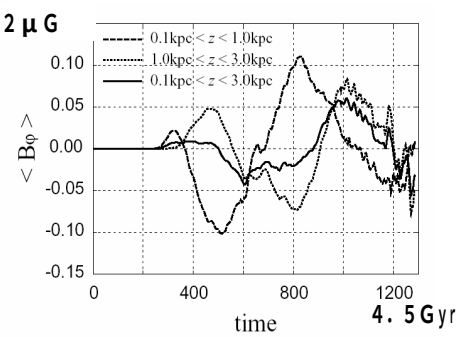
Galactic magnetic field obtained by Rotation Measure

(Han et al. 2001)

Spacial and Temporal Reversal of Azimuthal Magnetic Fields

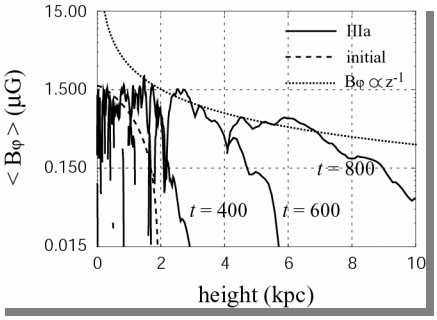


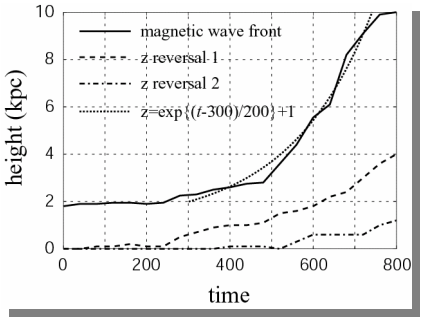
Azimuthal Magnetic Field at t=3.1Gyr



Time variation of mean azimuthal field at 5kpc < r < 6kpc and 0 < z < 1kpc

磁束のコロナへの流出
ーストライプ状のコロナ磁場の形成ー

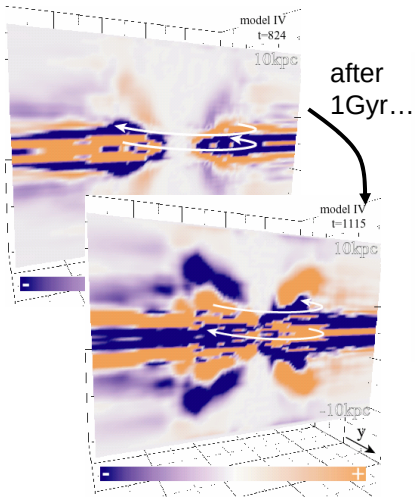


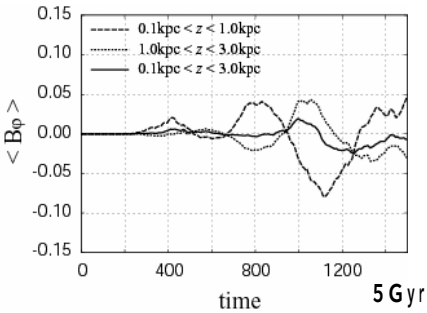


磁場強度＝一定の面の高さ

方位角磁場が反転する高さの変化

初期磁場が弱い場合の結果
(β=1000)

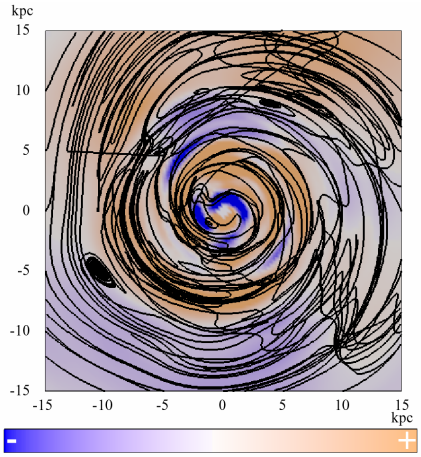


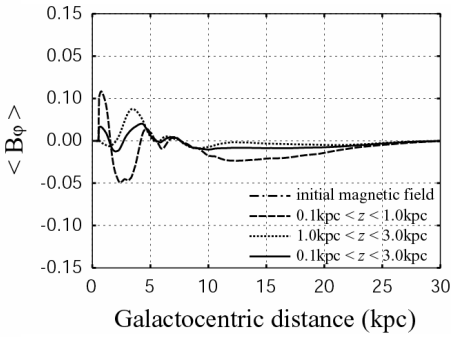


Time variation of mean azimuthal magnetic field

At 5kpc < r < 6kpc

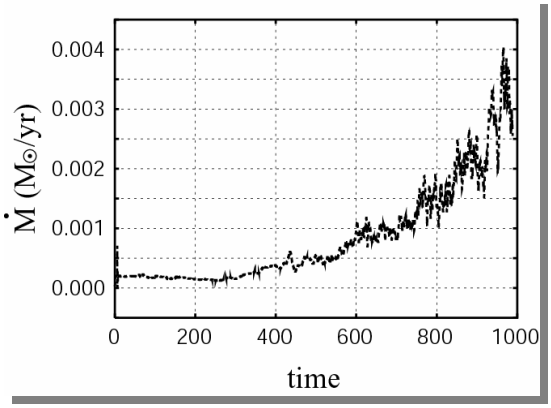
コロナ圧力を高めたモデル





磁束流出が抑えられると方位角磁場は動径方向に頻繁に反転する。

銀河中心への降着率

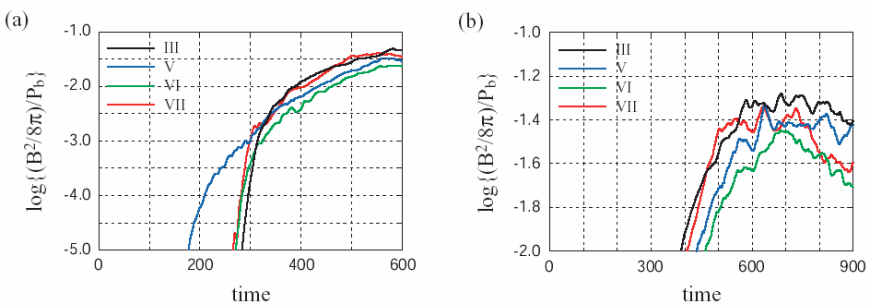


角運動量を失った星間ガスが落下

まとめ

- 軸対称重力ポテンシャルを仮定して、銀河ガス円盤における磁場増幅過程の大局的な3次元MHDシミュレーションを行った。その結果、銀河磁場はμG程度まで強められ、維持されることがわかった。
- 平均磁場と乱流磁場の大きさは同程度になる。
- 方位角磁場は空間的にも時間的にも反転する。反転の周期は1Gyr程度
- 円盤から流出した磁束がストライプ状のコロナ磁場をつくる。
- 非軸対称ポテンシャルの効果、赤道面対称性の効果、ガス温度依存性などを調べることが今後の課題。

Dependence on Azimuthal Resolution and Simulation Region

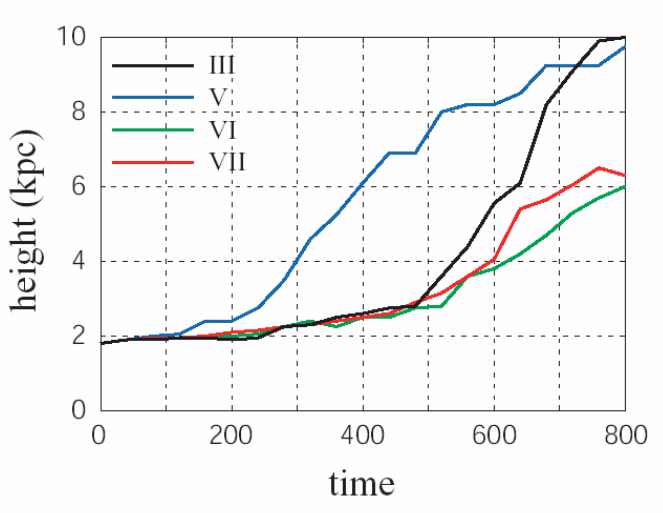


Model III: Full Circle Simulation with $\Delta\phi=2\pi/64$

Model V-VII: ¼ Circle Simulation ($0 < \phi < \pi/2$) with

V: $\Delta\phi=\pi/128$ VI: $\Delta\phi=\pi/64$ VII: $\Delta\phi=\pi/32$

Motion of the Wavefront of Rising Magnetic Flux



2体の軌道・質量決定法の新展開

～ VERA・JASMINE 等の
高精度位置天文観測を期待して ～

浅田 秀樹
(弘前大学 理工学部)

2006年2月21日
銀河研究会 (国立天文台)

1. Introduction

Two Body Problem (in Newton Grav.)

Kepler, Newton, …

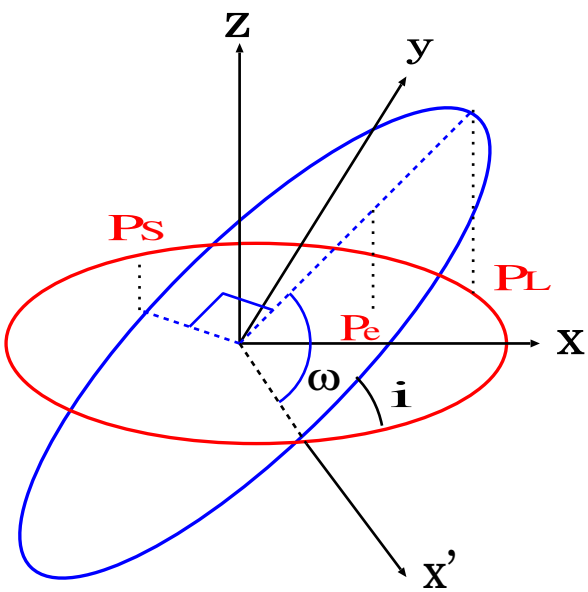
All historical issues.

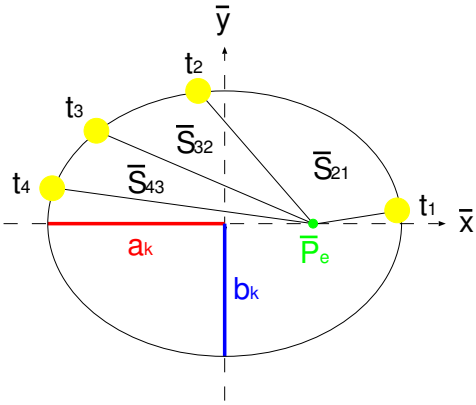
Observational 2-body Problem:

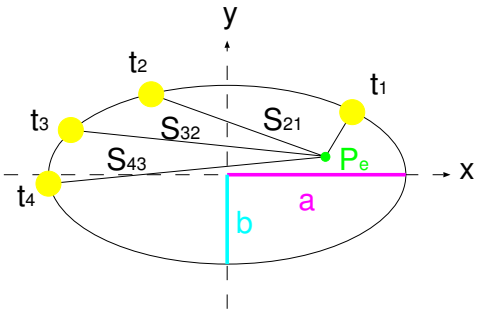
How to determine a orbit and mass from observation ?

The inclination of the orbital plane w.r.t. the line of slight.

Positions of stars are projected.







Partly solved ···

「Visual Binary」

(Both stars can be observed)

→ Thiele-Innes (1883)

Not yet completely solved ···

「Astrometric Binary」 → ???

Primary Star and Unseen Companion

such as Black Hole, Neutron Star, ···

Orbital Elements
→ Total Mass Determination

Hipparcos (1989∼)

SIM, GAIA, JASMINE projects
($<$ 10kpc、2010s∼)

Doppler Method ($M_p \sin i$)
vs
Astrometry (M_p and i)

It has been believed impossible to analytically determine the orbit (and mass) in general.

Because

The coupled equations are nonlinear,

Kepler Eq. is transcendental.

However, this belief is not true.

Exact solution (expressed only by elementary fn.) was found!

HA, Akasaka, Kasai, PASJ 56, L35 (2004)

$$
\begin{aligned}
x_1 &= \cdots, \\
y_1 &= \cdots, \\
t_1 &= t_0 + \frac{T}{2\pi}(u_1 - e_K \sin u_1), \\
\\
x_2 &= \cdots, \\
y_2 &= \cdots, \\
t_2 &= t_0 + \frac{T}{2\pi}(u_2 - e_K \sin u_2),
\end{aligned}
$$

2. Apparent ellipse

Five Obs. $(\bar{x}_i, \bar{y}_i)$ **for** $i = 1, \cdots, 5$**.**

Standard Form $\cdots$ (x, y)

$$\frac{x^2}{a^2} + \frac{y^2}{b^2} = 1,$$

ellipticity $e = \sqrt{1 - b^2/a^2}$**.**

3. Orbital Elements

Four obs. at time t_i **(**$i = 1, \cdots, 4$**)**

$\mathrm{P}_i = (x_i, y_i) = (a \cos u_i, b \sin u_i)$**.**

To avoid Kepler Eq.

Time Interval $t_{ij} \equiv t_i - t_j$**.**

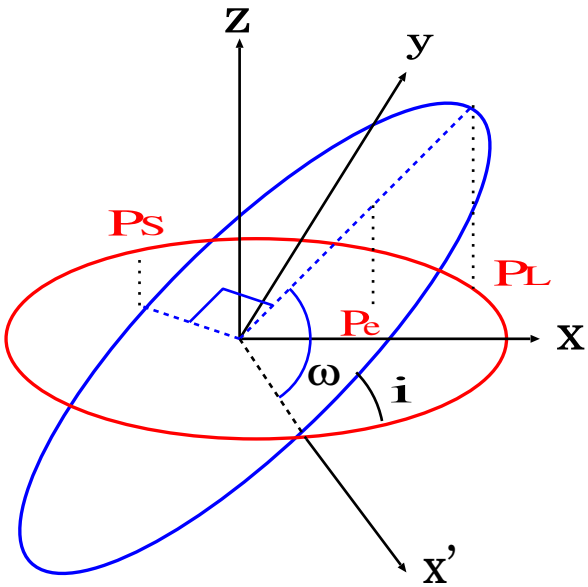
Original Keplerian orbit specified by

a_K**,** e_K**,** T**.**

Important ⋯

Position of Projected Common Center of Mass (Focus)

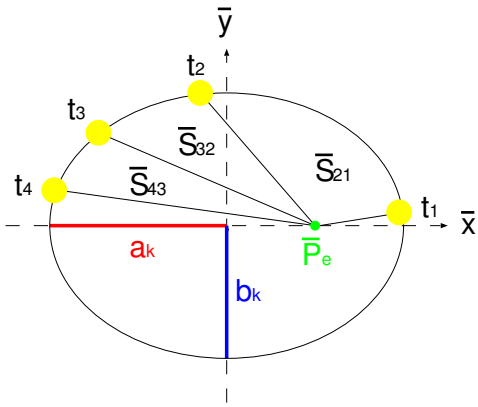
(x_e, y_e)**.**

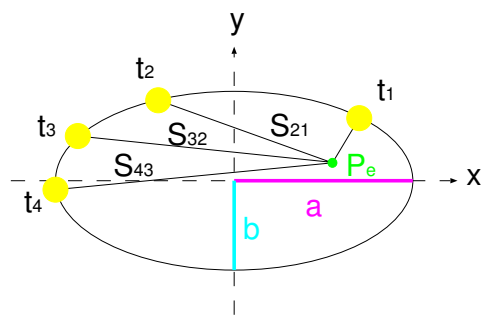


Even after projection,

areal velocity is constant,

where the area is swept around projected COM.





$S = \pi ab$ — **Total area**

S_{ij} — **Area swept during** t_{ij}

$$S_{ij} = \frac{1}{2}ab\ [\ u_i - u_j - \frac{x_e}{a}(\sin u_i - \sin u_j) + \frac{y_e}{b}(\cos u_i - \cos u_j)].$$

$$\frac{S_{21}}{t_{21}} = \frac{S_{32}}{t_{32}}, \qquad \frac{S_{32}}{t_{32}} = \frac{S_{43}}{t_{43}}.$$

$$A_3 - \frac{x_e}{a} A_1 + \frac{y_e}{b} A_2 = 0,$$
$$B_3 - \frac{x_e}{a} B_1 + \frac{y_e}{b} B_2 = 0,$$

The solution is

$$x_e = -a \frac{A_2 B_3 - A_3 B_2}{A_1 B_2 - A_2 B_1},$$

$$y_e = b \frac{A_3 B_1 - A_1 B_3}{A_1 B_2 - A_2 B_1}.$$

Solved geometrically or algebraically.

$$e_K = \sqrt{\frac{x_e^2}{a^2} + \frac{y_e^2}{b^2}}.$$

$$\cos i = \frac{1}{2}(\xi - \sqrt{\xi^2 - 4}),$$

$$a_K = \sqrt{\frac{C^2 + D^2}{1 + \cos^2 i}},$$

$$\cos 2\omega = \frac{C^2 - D^2}{a_K^2 \sin^2 i},$$

where

$$C = \frac{1}{e_K}\sqrt{x_e^2 + y_e^2},$$

$$D = \frac{1}{abe_K}\sqrt{\frac{a^4 y_e^2 + b^4 x_e^2}{1 - e_K^2}},$$

$$\xi = \frac{(C^2 + D^2)\sqrt{1 - e_K^2}}{ab}.$$

4. Data with observational errors.

AAK formula assumes no errors.

In practice, least square method needs numerical calculations.

Is AAK formula practically useful?

Yes!

It is extended to a lot of observations with errors.

HA, Akasaka, Kudoh, submitted to Cel. Mech.

χ^2 is square in the parameters

$\cdots$ easily solved!

5. Generalized AAK formula

$$x_e = -\frac{a}{{}_nC_4}\sum_j \frac{F_jG_{j+1} - G_jF_{j+1}}{E_jF_{j+1} - F_jE_{j+1}},$$

$$y_e = \frac{b}{{}_nC_4}\sum_j \frac{G_jE_{j+1} - E_jG_{j+1}}{E_jF_{j+1} - F_jE_{j+1}},$$

e_K, $\cos i$, a_K, $\cos 2\omega$ remain same.

6. Concluding Remarks

1. Complete Exact Solution to Observatinal two-body problem.

2. Extended Solution to Realistic observational data.

3. Generalized to parabolic and hyperbolic orbits.

HA, submitted to Cele. Mech.

[A] Planet Mass Kepler's 3rd law

$$T^2 = \frac{4\pi^2 a^3}{G(m_s + m_p)}.$$

Here, separation between star and planet

$$a = a_s + a_p,$$

$$a_s m_s = a_p m_p.$$

For stellar msss $m_s >> m_p$ planetary mass,

$$m_p \approx \left(\frac{4\pi^2 m_s^2 a_s^3}{GT^2}\right)^{1/3}.$$

近赤外線サーベイで探る バルジの構造と金属量分布

西山　正吾 (名大)
長田哲也 (京大)、佐藤修二 (名大)、
IRSF/SIRIUSグループ

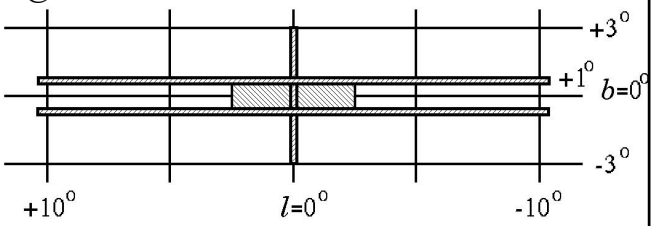
Today's Talk

1. **IRSF/SIRIUSと銀河中心サーベイの概要**
2. **銀河系中心領域の研究**
   銀河中心－太陽系間距離
   バルジの構造
   金属量分布

IRSF/SIRIUS 銀河中心サーベイ

- 近赤外3バンド(J,H,Ks)でのサーベイ観測
- 観測領域　第1期：｜l｜≦ 2º.5, ｜b｜≦ 1º.0

第2期：｜l｜≦ 10º.0　@ b = ± 1º.0
｜b｜≦ 3º.0　@ l = 0º.0



観測の目的

- 星の分布 → バルジの構造
- 星団、若い星の探査　→　現在の星形成(20日:村井)
- 金属量分布、光度関数　→　バルジの形成史
- 観測の基礎となる情報　　赤化則、減光マップ

IRSF/SIRIUS 銀河中心サーベイ

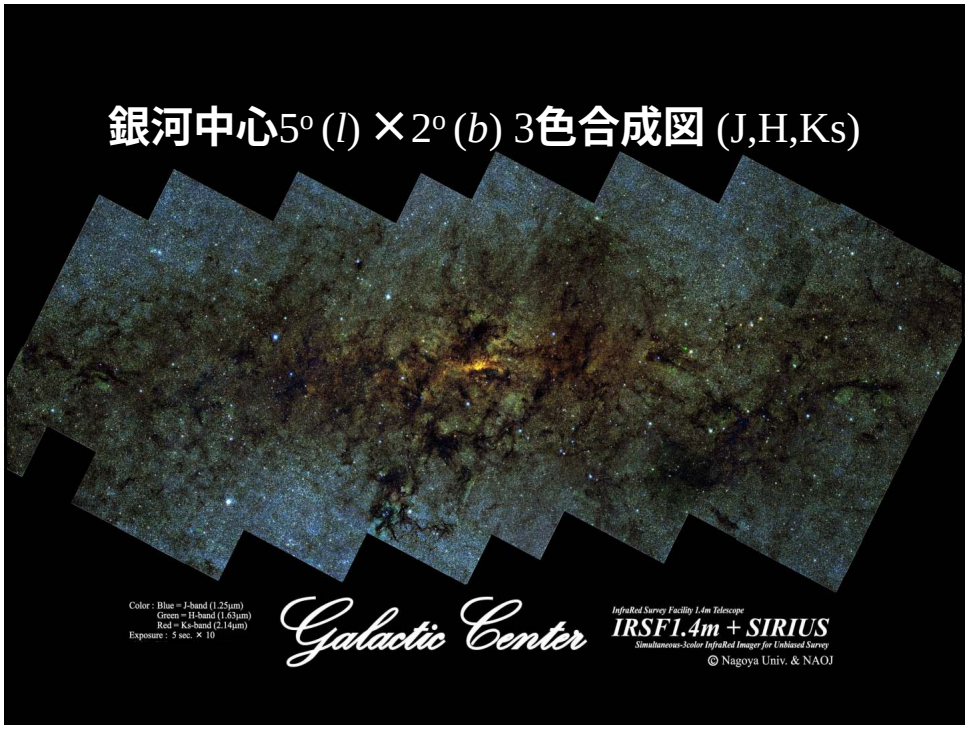
IRSF 望遠鏡 ＋近赤外カメラSIRIUS

IRSF
口径 1.4m
指向精度 3”
追尾精度 0”.3

SIRIUS
3色 (J,H,Ks) 同時撮像
(J : 1.25, H : 1.63, Ks : 2.14 μm)
解像度　0”.45/pixel
視野　　7’.8×7’.8

サーベイ用に特化したカメラと
専用望遠鏡

興味ある領域を広く、
深く、細かく観測



IRSF/SIRIUS 銀河中心サーベイ

IRSF/SIRIUS と 2MASS との比較

限界等級(10σ)

	IRSF	2MASS
J	17.1	15.8
H	16.6	15.1
Ks	15.6	14.3

5° (*l*) ×2° (*b*) 平均値　公称値

限界等級(10σ)

	IRSF	2MASS
J	17.0	15.5
H	16.0	13.0
Ks	14.0	11.0

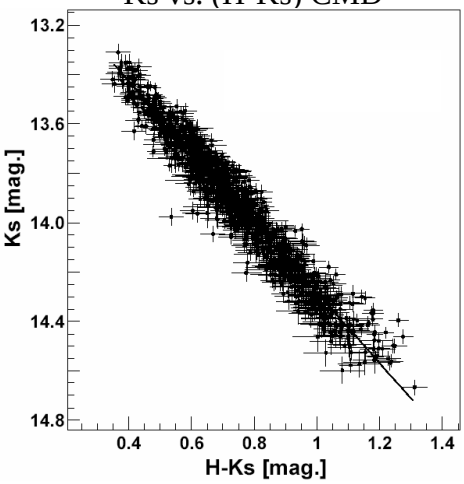
銀河中心
8’×8’

IRSF/SIRIUS 銀河中心サーベイ

バルジのレッドクランプ星を用いた赤化則の測定

(Nishiyama et al. 2006)

Ks vs. (H-Ks) CMD



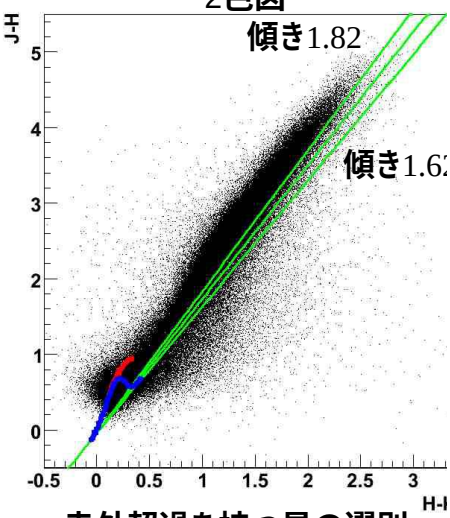
$$\frac{A_{Ks}}{E(H-Ks)} = 1.44 \pm 0.01$$

$A_J : A_H : A_{Ks} : =$

1 : 0.57 (±0.01) : 0.33 (±0.01)

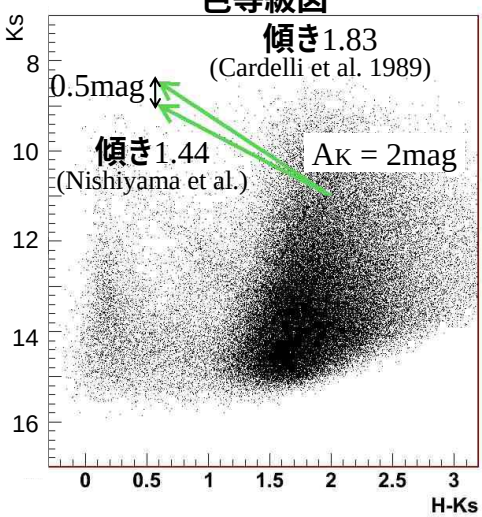
IRSF/SIRIUS 銀河中心サーベイ

2色図



赤外超過を持つ星の選別

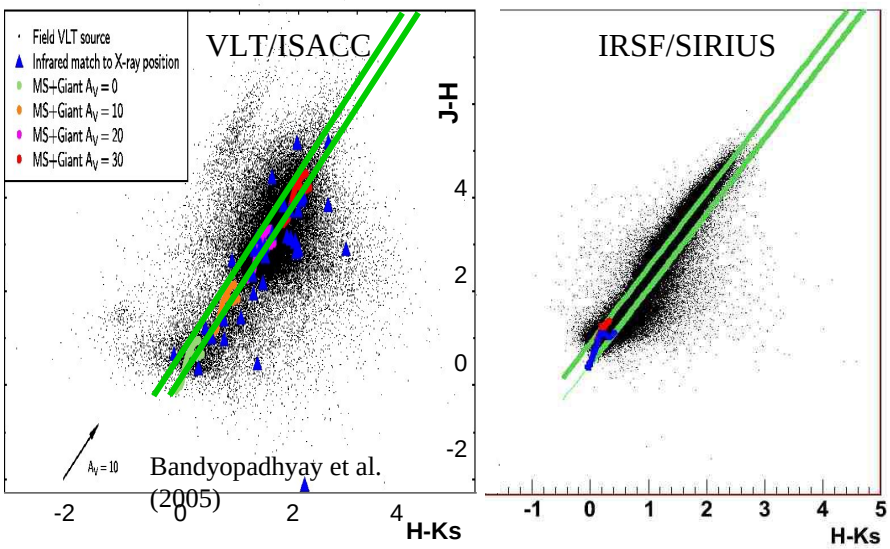
色等級図



Intrinsic な明るさの誤認

IRSF/SIRIUS 銀河中心サーベイ

測光、色の精度



The Distance to the GC

レッドクランプ星

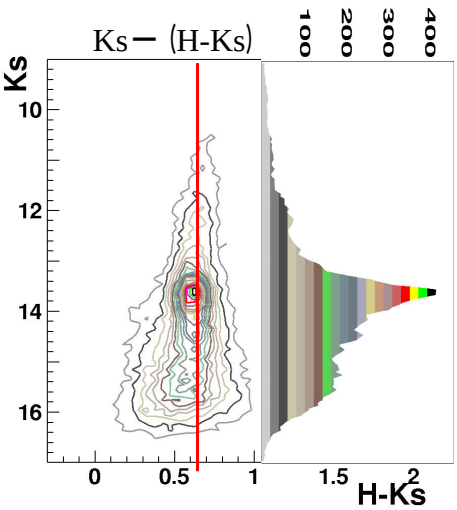
- ✓ **小-中質量** (～0.5-数M⊙)
- ✓ **金属量大** (Z/Z⊙・0.1)
- ✓ **コアHe燃焼段階の巨星**

●**明るさ** (Alves 2000, Bonatto et al. 2004) $M_{Ks} = -1.59 \pm 0.03$ **等**

●**光度の金属量、年齢依存度** (e.g., Salaris&Girardi, 2002)

⇩

標準光源として使用可

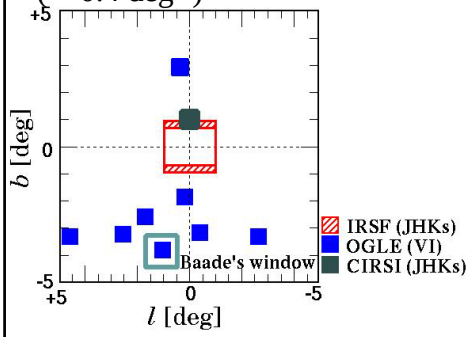


The Distance to the GC

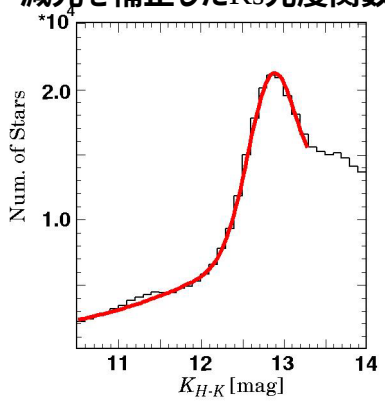
解析領域

$|l| \leqq 1^{o}, 0^{o}.7 \cdot |b| \cdot 1^{o}$

(～0.4 deg^2)



減光を補正したKs光度関数



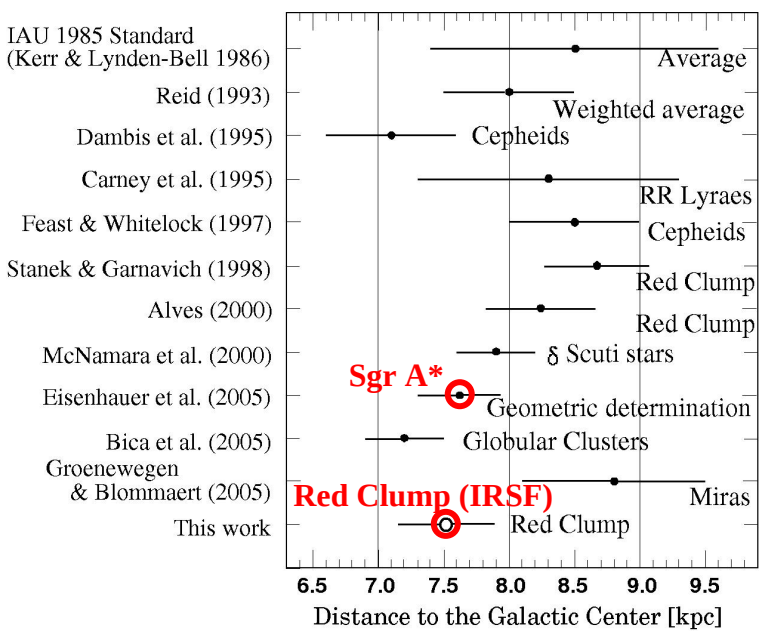
$(m-M)_0 =$

$14.38 \pm 0.03(\text{stat}) \pm 0.10(\text{sys})$

$R_0 = 7.52 \pm 0.10\ (\text{stat}) \pm 0.35\ (\text{sys})$ [kpc]

(Nishiyama et al. submitted)

The Distance to the GC

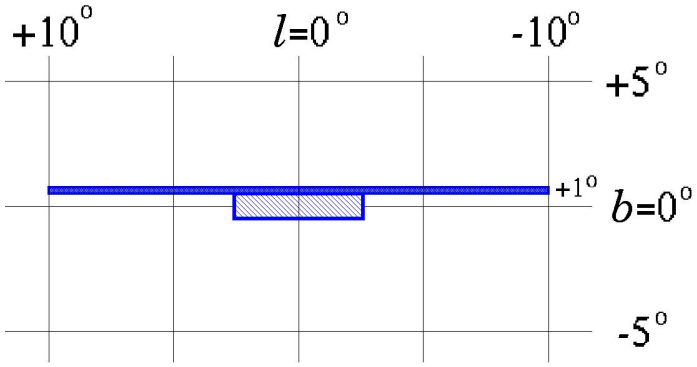


バルジの構造

観測データ

観測領域

$b = +1^o$, $-10^o \leqq l \leqq +10^o$ SIRIUS 1視野で細長く



バルジの構造

$l > 0$ … $l = 0$ より明るい → 近い
< 0 … $l = 0$ より暗い → 遠い

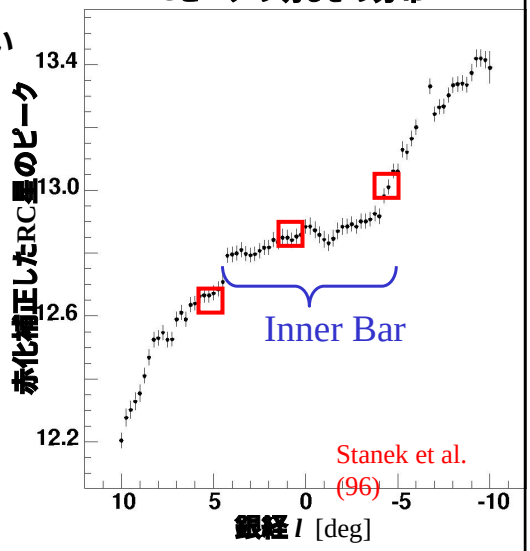
$l > 0$ が我々に近いバー構造

OGLE (V,I)の結果 □
($l = 0^\circ$ で合うようシフト)

断片的な観測では
分からない構造

$|l| \leqq 4^\circ$ は棒構造と仮定
α ・ $70^\circ \pm 5^\circ$

RCピークの明るさの分布



バルジの構造

過去のレッドクランプの観測
(全て $l = 0^o$で合うようシフト)

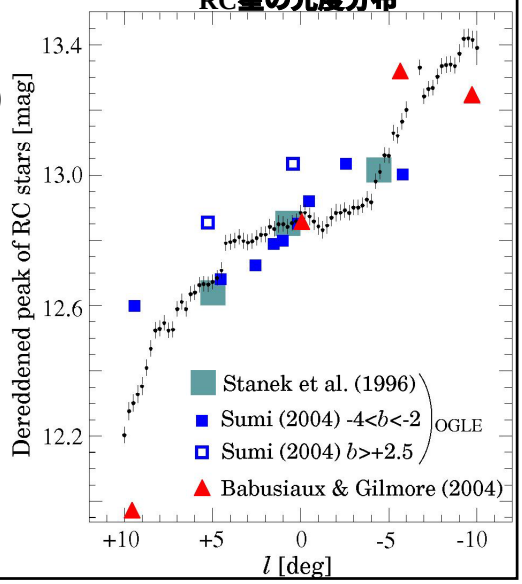
◆ OGLE : 可視 (V, I)
(Optical Gravitational Lensing Experiment)
Stanek et al. 1996, Sumi 2004

◆ CIRSI :近赤外 (J, H, Ks)
(Cambridge InfraRed Survey Instrument)
Babusiaux & Gilmore 2005

OGLE は $b > 0^o$ と $b < 0^o$
で大きく異なる

→ b によって変化.....
構造に銀緯依存性?

RC星の光度分布

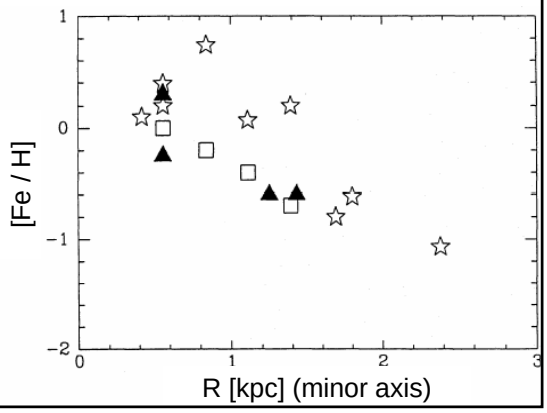


バルジの金属量分布

◆ 銀河系のDynamical evolution
← バルジの構造、分子雲の運動

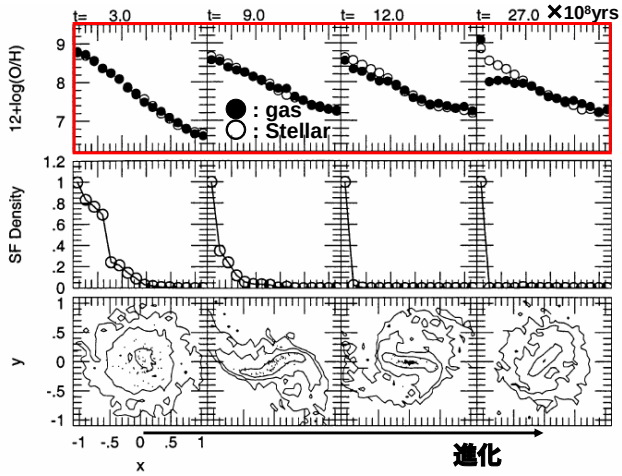
◆ Chemical evolution ← 金属量分布

金属量の勾配 (Minniti et al. 1995)



バルジの金属量分布

◆ 銀河系のDynamical evolution
← バルジの構造、分子雲の運動
◆ Chemical evolution ← 金属量分布

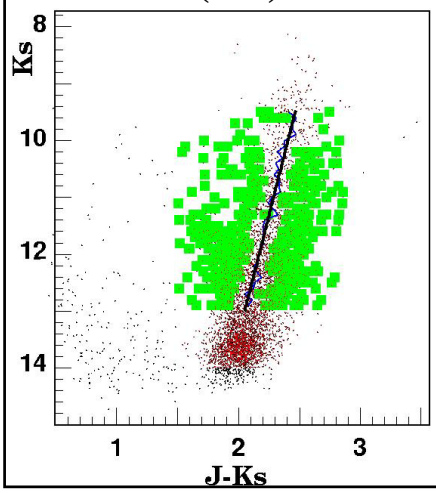


バーがあると....
(Noguchi 1998)

バルジの金属量分布

解析手法：巨星枝の傾きを [Fe/H] の指標に

Ks vs. (J-Ks) CMD



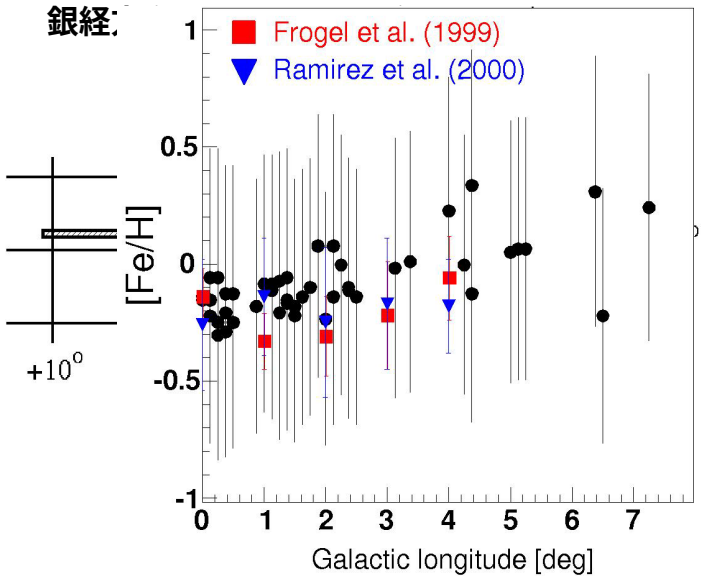
色等級図からRGBの傾きを求める

$$[\mathrm{Fe/H}] = -1.692(\pm 0.500) - 13.613(\pm 5.118) \times RGBSlope$$

Frogel et al. (1999)

バルジの金属量分布

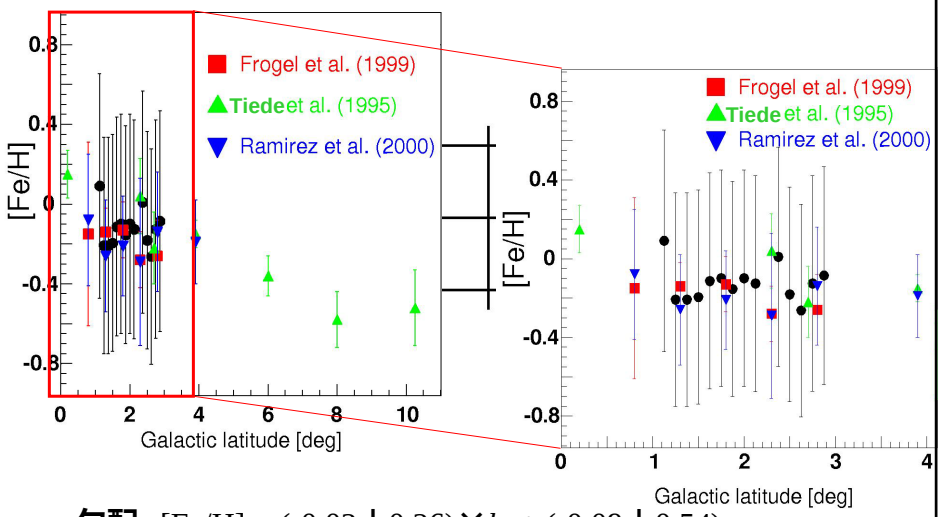
銀経:



勾配 [Fe/H] = (0.05±0.04)×l + (-0.19±0.12)

バルジの金属量分布

銀緯方向のメタリシティ分布 (@ l = +0°.0)



勾配 [Fe/H] = (-0.02±0.26)×b + (-0.09±0.54)

バルジの金属量分布

結果

- $0 \leqq |l| \leqq 7^{o}$ … [Fe/H] = -0.14±0.09

勾配 [Fe/H] = (0.05±0.04)×l + (-0.19±0.12)

- $1 \leqq |b| \leqq 3^{o}$ … [Fe/H] = -0.12±0.09

勾配 [Fe/H] = (-0.02±0.26)×b + (-0.09±0.54)

銀経、銀緯ともに大きな勾配は見られない

銀緯方向はもう少し大きなスケールで勾配あり?

今後

モデルと比較等、定量的な議論にはまだデータが必要

銀緯方向の観測の拡大

$|b| \leqq 1^{o}$ のデータの活用 (HKでの[Fe/H] 変換式)

中心領域全体の[Fe/H]分布

まとめ

- **銀河系中心領域の近赤外3バンド**(J,H,Ks)

サーベイ観測

- **銀河中心までの距離**

7.52 ±0.10 (stat) ±0.35 (sys) [kpc]

- $|l| \leqq 4^{\circ}$ **に異なる傾きの構造** → secondary bar?

- $0 \leqq |l| \leqq 7^{o}$、$1 \leqq |b| \leqq 3^{o}$**では**

メタリシティの勾配なし

「銀河系研究会２００６」 2006年2月21日

Macro lens toward the Galactic Center

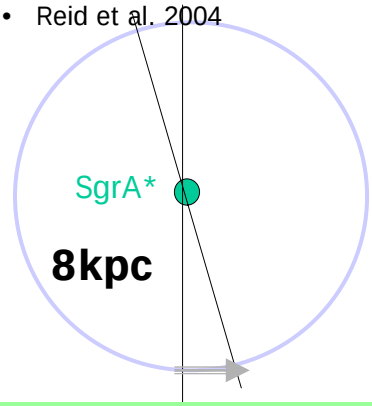
Kouji Ohnishi
Nagano National College of Technology
Mizuhiko Hosokawa
NICT
Toshio Fukushima
NAOJ

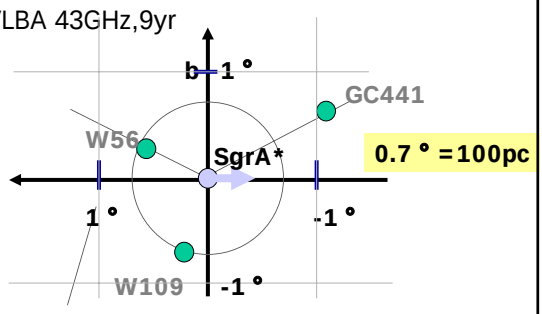
1. Introduction

1-1 Detection of Galactic Rotation of Solar System

phase-referenced to QSOs **J1748-291(W109)** **J1745-283(W56)**

- Reid et al. 1999 VLBA 43GHz,2yr
- Backer & Sramek 1999 VLA 4.9GHz, 17yr
- Reid et al. 2004 VLBA 43GHz,9yr





$$6mas/yr = \frac{220km/s}{8kpc}$$

VLBI observation of SgrA* =>6mas/y

1. Introduction

1-2 Various effect in the apparent motion

Table 1. Various effects in the apparent motion

	Sgr A*		QSOs	
Nature	Secular	Periodic	Secular	Random
Magnitude	6 mas/yr	250μas/yr	0.6μas/yr	10μas/yr
Cause	Galactic Rotation	Annual Parallax	Macro Lens	Microlensing

1. Introduction

1-2 Gravitational Lens effect to the G.C.

Micro Lens effect

of reference QSOs
by the star near the line of sight to G.C

Individual Star

Astrometric Microlensing

(Hosokawa,et al 2002)

Macro Lens effect

of reference QSOs
by galactic potential
near the line of sight to G.C

Group of Stars

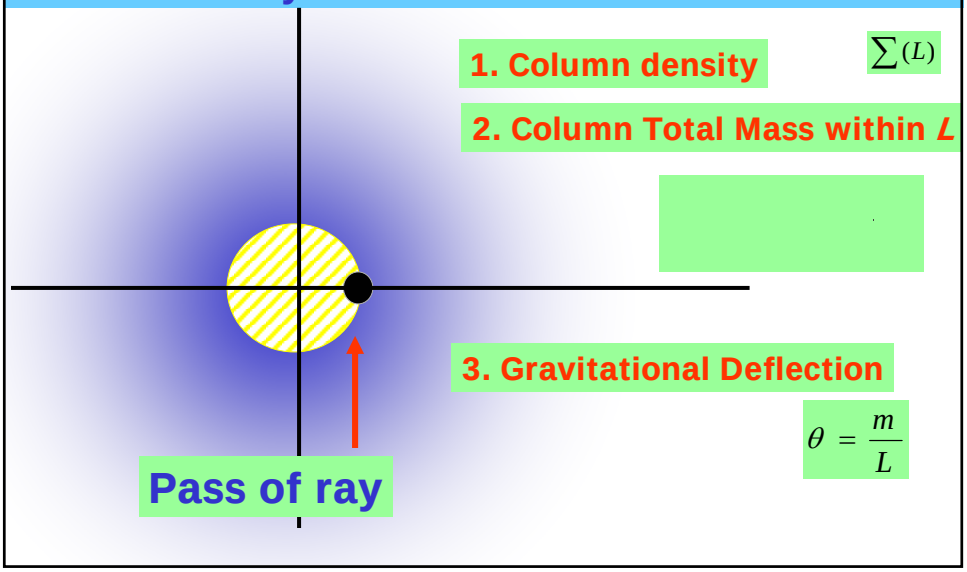
(1) SgrA* (Massive BH)
(2) Core
(3) Bulge

Macro Lens

(Ohnishi, et al. 2003)

2. Astrometric Macro-lens

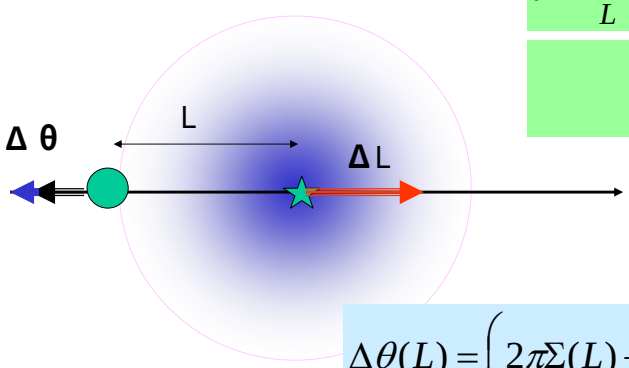
2-1 Gravitational Deflection by Axis Symmetric Mass Distribution



2. Astrometric Macro-lens

2-2 Gravitational Deflection

$$\theta = \frac{m}{L}$$

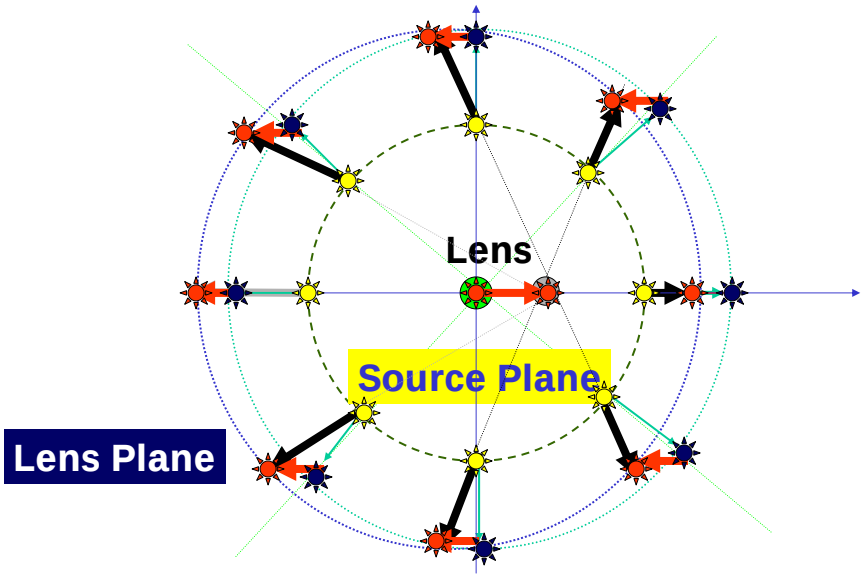


$$\Delta\theta(L) = \left(2\pi\Sigma(L) - \frac{m(L)}{L^2}\right)\Delta L$$

If **Σ** = Constant $\Delta\theta(L) = \pi\Sigma_0\Delta L$

2. Astrometric Macro-lens

2-3 Illustration of Shift by Bulge Motion



3. Astrometric Macro-lens in our Galaxy

3-1 Adopted Galactic Model

Alexander & Sternberg (1999)

Core + Bulge + Disk

Characteristic Length Scale		
Core	Bulge	disk
0.38pc	667pc	3kpc

$$\rho_{core}(r) = \frac{\rho_o}{1+3(r/r_c)^2}$$

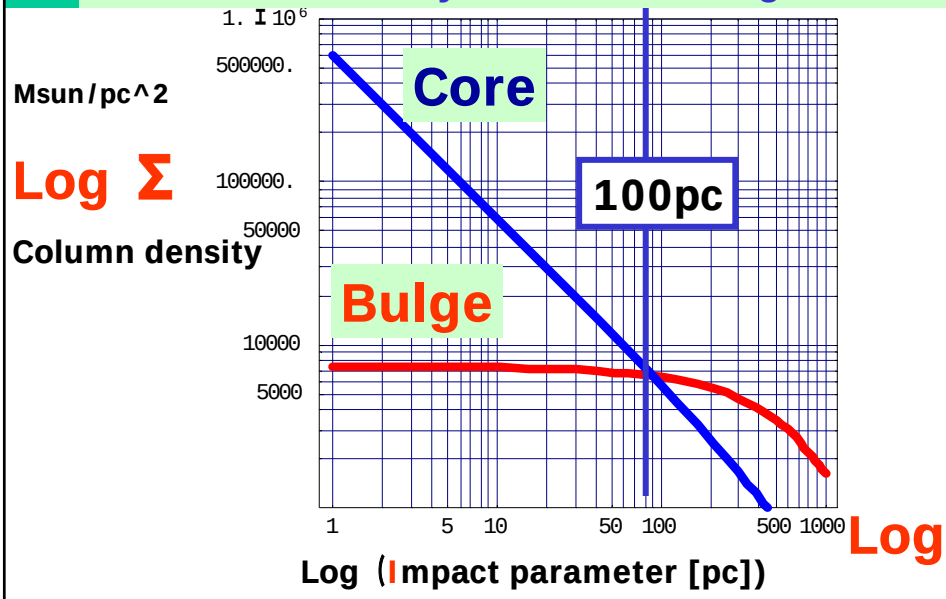
$$\rho_o = 4\times10^6 M_{SUM}\, pc^{-3}, r_c = 0.38\, pc$$

$$r_b = 3000\, pc$$

Disk and Halo contribution is negligible

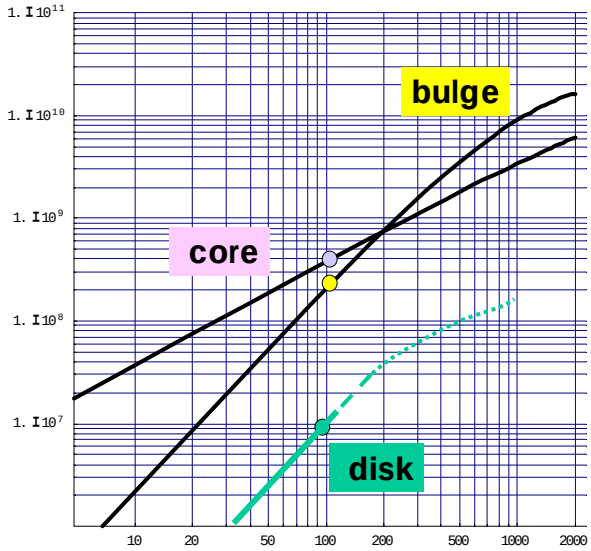
A. Astrometric Macro-lens in our Galaxy

A-1 Column Density of Core and Bulge



A. Astrometric Macro-lens in our Galaxy

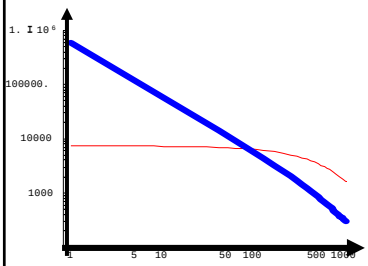
A-2 Total Mass inside the Impact Parameter



3. Astrometric Macro-lens in our Galaxy

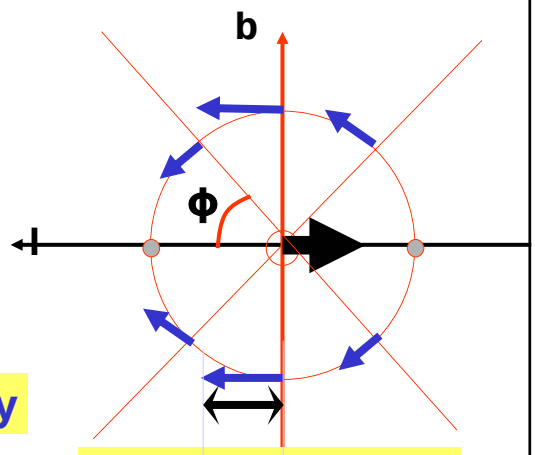
3-2 Effect of Core Motion

Log Σ Msun/pc^2



Log (Impact parameter [pc])

Core column density



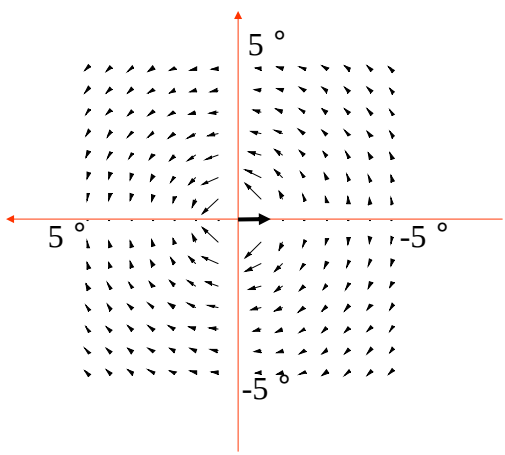
~4μas/10yr @100pc

$$\overline{\mu_l} = \mu_c(1-\cos 2\phi)$$
$$\overline{\mu_b} = \mu_c(-\sin 2\phi)$$

$$\mu_c = 2\mu as/10yr\left(\frac{L}{100pc}\right)\left(\frac{\rho_c}{4\times10^6 M_{sun}/pc^3}\right)\left(\frac{a}{0.38pc}\right)^2\left(\frac{V}{220km/s}\right)$$

3. Astrometric Macro-lens in our Galaxy

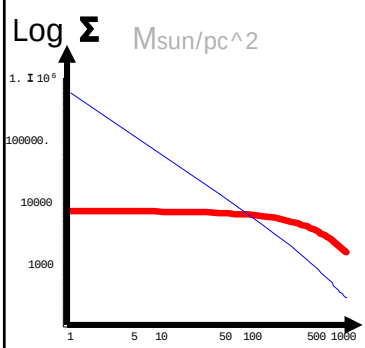
3-3 Effect of Core Motion

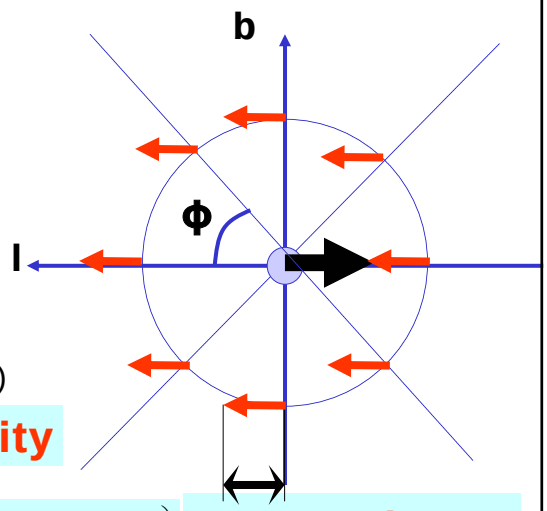


$$\mu_{cx} = 0.027\left(\frac{1-\cos 2\phi}{d}\right)\mu\text{as}, \quad \mu_{cy} = -0.027\left(\frac{\sin 2\phi}{d}\right)\mu\text{as}.$$

3. Astrometric Macro-lens in our Galaxy

3-4 Effect of Bulge Motion





Bulge column density

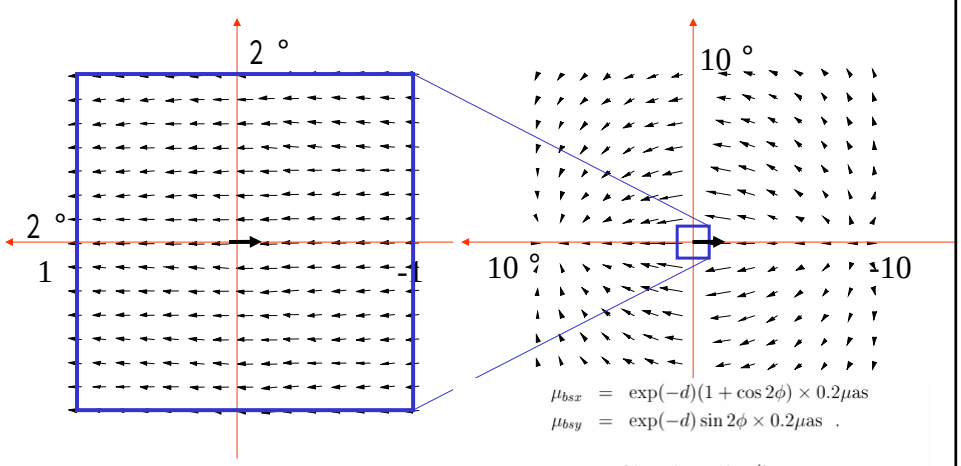
$$\overline{\mu_l} = \mu_B$$
$$\overline{\mu_b} = 0$$

$$\mu_B = 2\mu as/10\,yr\left(\frac{\Sigma(100\,pc)}{6\times10^6 M_{sun}/pc^2}\right)$$

~2 μas/10yr

3. Astrometric Macro-lens in our Galaxy

3-5 Effect of Bulge Motion

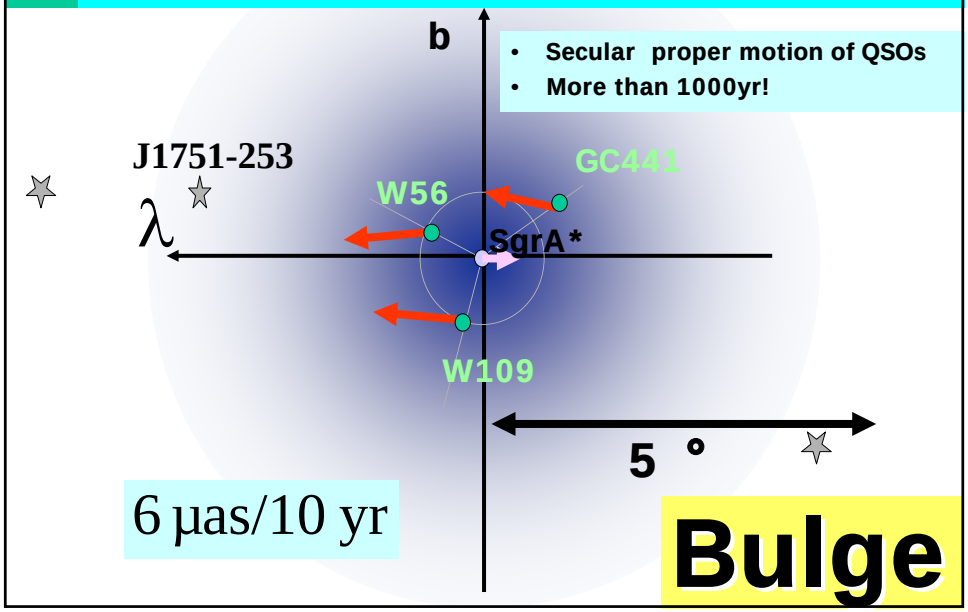


$$\mu_{bsx} = \exp(-d)(1+\cos 2\phi)\times 0.2\mu as$$
$$\mu_{bsy} = \exp(-d)\sin 2\phi \times 0.2\mu as\ .$$

$$\mu_{bmx} = -\left(\frac{(1-(1+d))e^{-d}}{d^2}\right)\cos 2\phi \times 0.2\mu as$$
$$\mu_{bmy} = -\left(\frac{(1-(1+d))e^{-d}}{d^2}\right)\sin 2\phi \times 0.2\mu as\ .$$

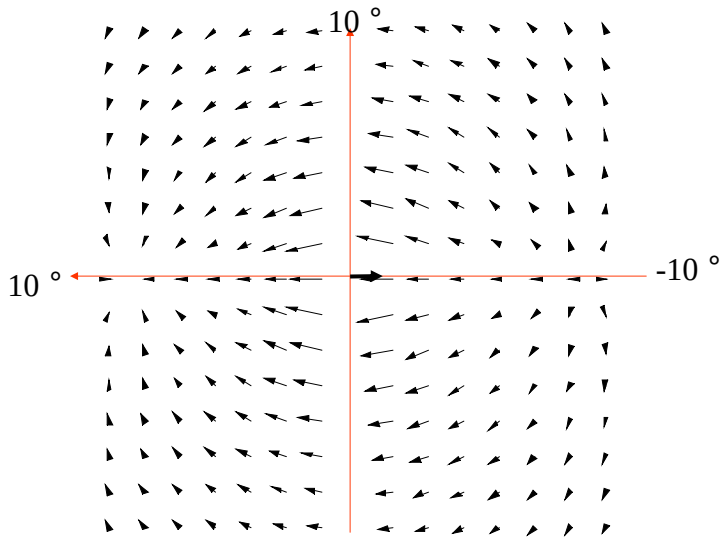
3. Astrometric Macro-lens in our Galaxy

3-7 Collective Motion



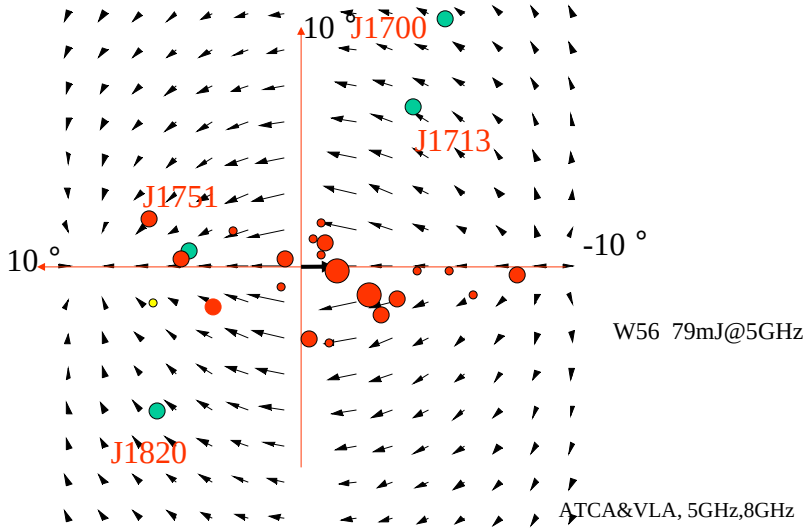
3. Astrometric Macro-lens in our Galaxy

3-6 Total Effect



3. Astrometric Macro-lens in our Galaxy

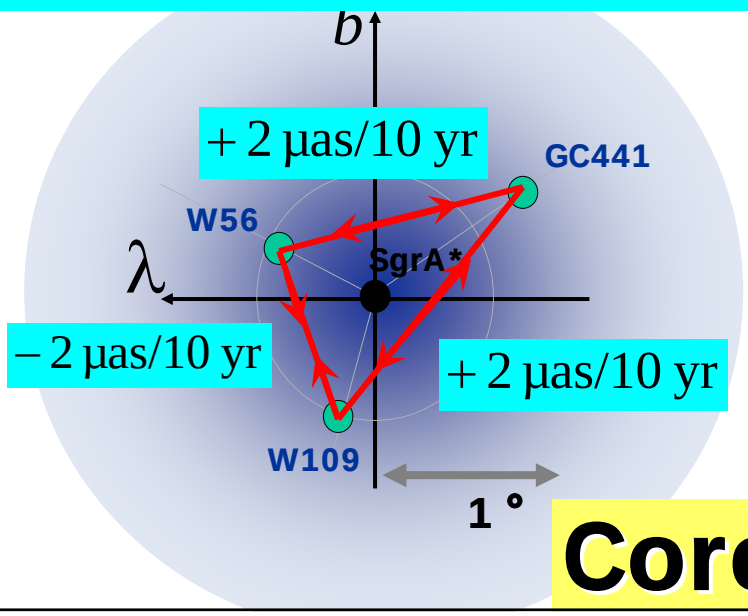
3-6 **Total Effect**



Roy, Rao & Subrahmanyan (2006)

3. Astrometric Macro-lens in our Galaxy

3-8 **Internal Motion**



3. Astrometric Macro-lens in our Galaxy

3-6 Total Effect

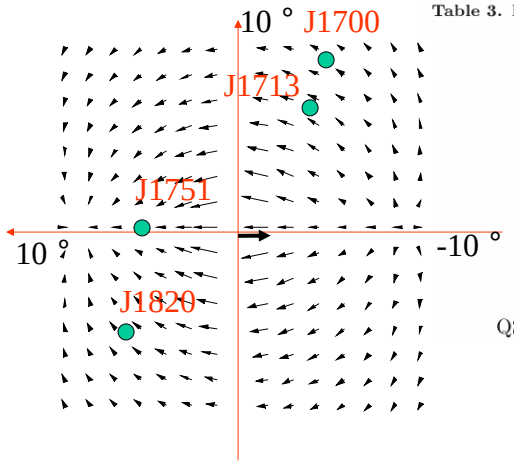


Table 3. Internal motion of the apparent places of QSOs

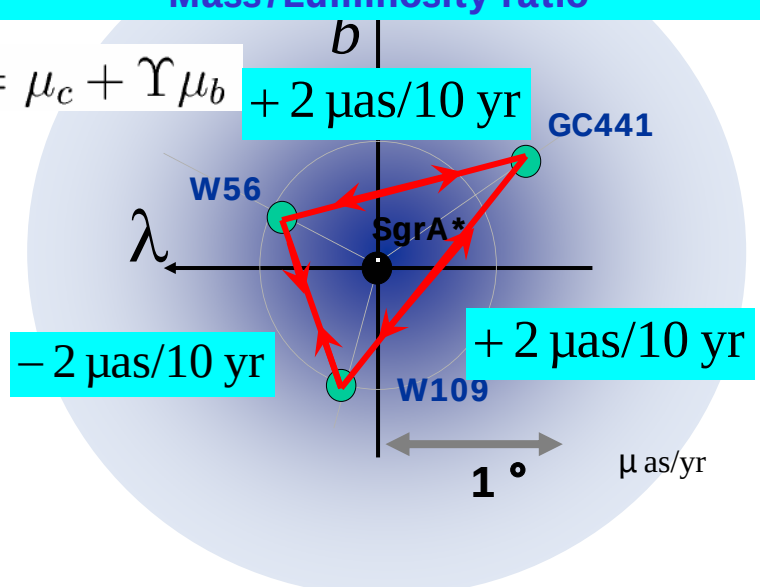
Name	μ_1
W56-W109	-0.20
W109-GC441	0.19
GC104-W56	0.15
J1751-W59	-0.21
J1751-J1713	0.05
J1751-J1820	-0.08

QSO 2 点間の離角の変化 (μas/yr.)。

3. Astrometric Macro-lens in our Galaxy

3-9 Mass/Luminosity ratio

$$\mu = \mu_c + \Upsilon \mu_b$$



3. Astrometric Macro-lens in our Galaxy

3-9 Mass/Luminosity ratio

$$\mu = \mu_c + \Upsilon \mu_b$$

Table 6. Υ

Name	μ_1	μ_5	μ_{10}
W56-W109	-0.20	0.47	1.16
W109-GC441	0.19	-0.19	-0.66
GC104-W56	0.15	0.42	1.08
J1751-W59	-0.21	-0.64	-1.25
J1751-J1713	0.05	0.37	0.77
J1751-J1820	-0.08	0.40	0.82

QSO 2 点間の離角の変化 (μas/yr.)。

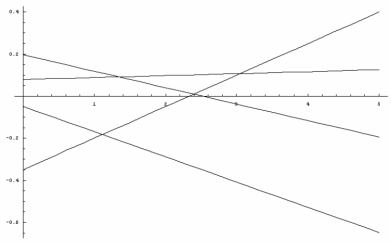


Fig. 7. MASSLUMI.

5. Conclusion

5-1 Summary of MACRO Lens

Macro lens effect of Galaxy is important

Apparent Motion of QSOs

Internal	Collective
Core	Core + Bulge
2 μas/10yr	2-6 μas/10yr

The collective gravitational deflection by the bulge, that is called **MACRO-Lens**, are observable magnitude. This effect reaches 0.6 micro-arcsecond/yr and it has a secular component.

The measurement of these effects will provide us valuable information on the visible and dark matter density and mass function of the Galactic Center.

5. Conclusion

5-2 Summary of MACRO Lens

SgrA*	QSOs
Secular 6 mas/yr Galactic Rotation	Secular 0.6 μas/yr Macro Lens
Periodic 250 μas/yr Annual Parallax	Random (several years) 10 μas/yr Microlensing

3. Astrometric Macro-lens in our Galaxy

3-8 Collective Motion

Table 3. Internal motion of the apparent places of QSOs

Name	μ_1
W56-W109	-0.20
W109-GC441	0.19
GC104-W56	0.15
J1751-W59	-0.21
J1751-J1713	0.05
J1751-J1820	-0.08

QSO 2 点間の離角の変化 (μas/yr.)。

「銀河系研究会2006」:

SiO Maser Survey of the Inner Bar of the Galactic Bulge

出口修至（野辺山）、

藤井高宏(VERA-鹿児島）、板由房（宇宙研）、泉浦秀行（岡山）、亀谷収（水沢）、中田好一（東大）、宮崎敦（上海天）、その他

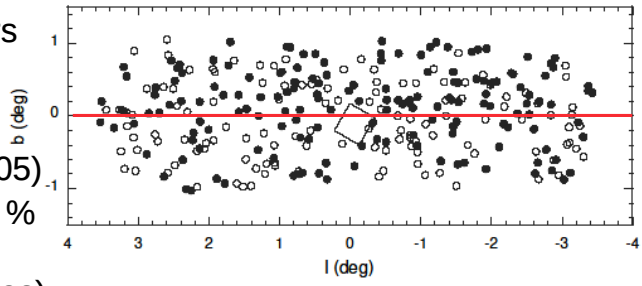
観測の目的

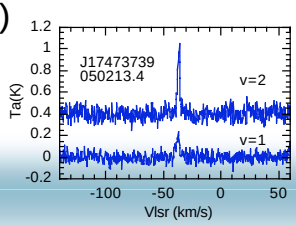
- 内部棒状構造のSiO maser源の探査
  (6º x 2 º)　　CO, CS ガス
- 視線速度から、速度構造。AGB星 Gyr
- これまでのIRAS源では不完全
- 2MASS and MSX の新しいカタログ
- 星の軌道　動力学

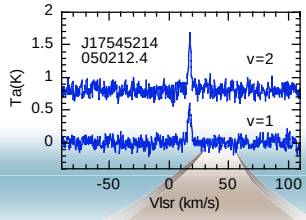
Spitzer image
(1.9x1.4 deg, 3.6-8μm)

2004/5年観測まとめ

- 観測 100+79 hours
- 日程： 20+16 日
  (2--5月)
- 観測可能時間 (2005)
  50 h/ 79h = 63 %
- GC: 291 objects
  163 detections (bias)
- Except central 30'
  (180/~400)
- Deguchi et al. 2004
  PASJ 56, 261

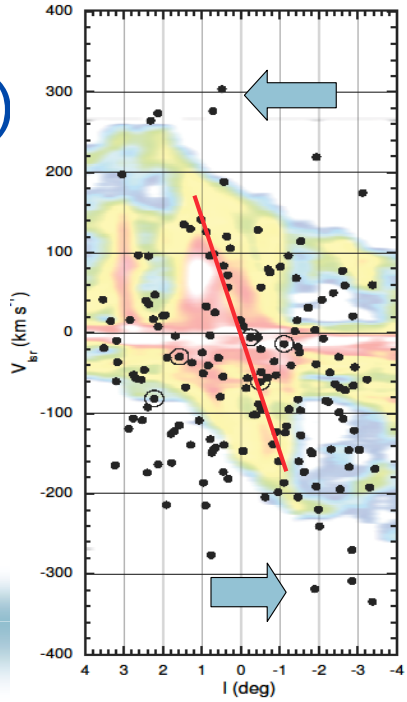




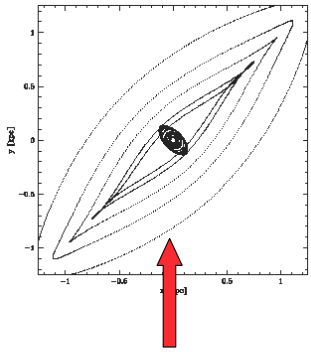


L-V diagram (overlay CO map)

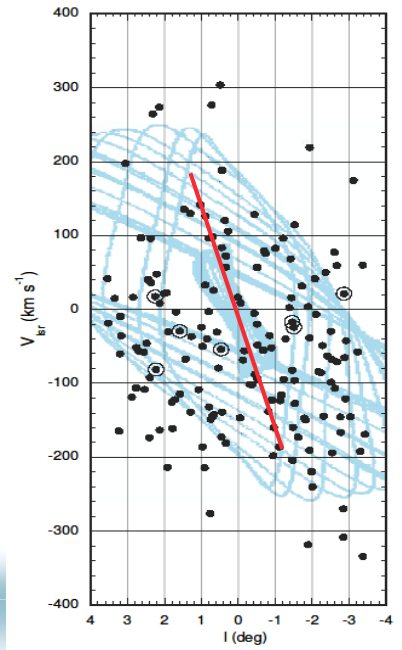
- 1. 全291/163検出
- 2. High-velocity stars
  |Vlsr|>250 km/s
- 3. Inner Bar
- 4. No parallelogram
- 5. x_1 and x_2 family orbits



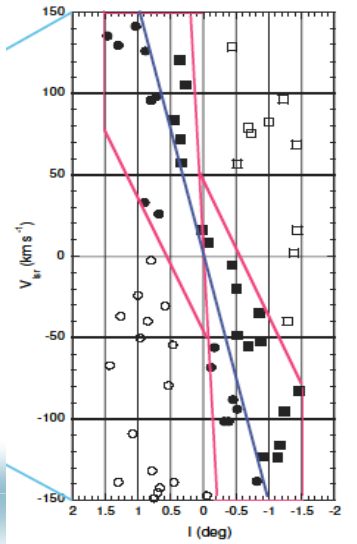
Bulge bar 平面図



- X1 orbit feature
- X2 orbit feature (extended)
- Gasはこれで説明
- 星は？



Inner Bar Objects

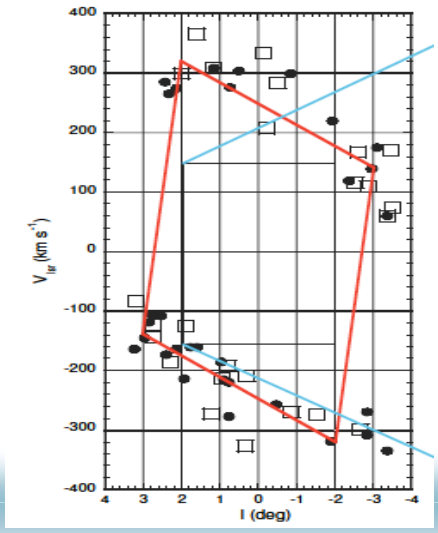


- |b| 分布
- x1 <|b|>=0.53±0.27
- x2 <|b|>=0.40±0.31
- 90% 有意

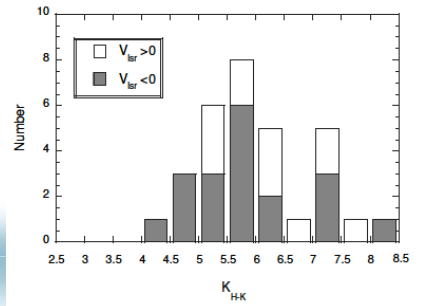
- G1. Kc=5.27±0.97
- G2. Kc=6.00±0.13
- G3. Kc=5.56±0.84
- G4. Kc=5.77±1.02
- G1:G2 90% 有意

- where Kc=K-1.4[(H-K)-0.5]

High-Velocity objects



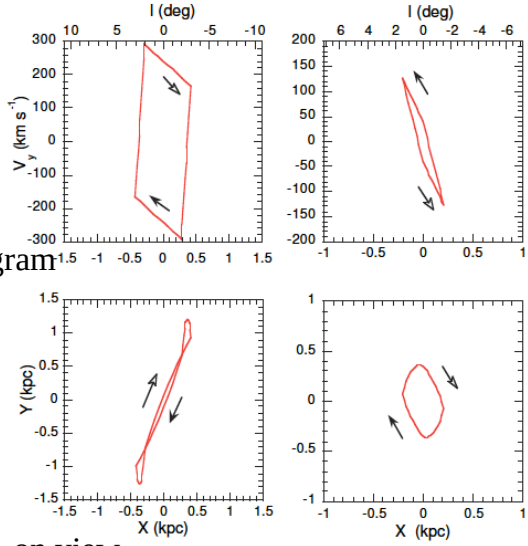
- X 1 統計検定 70%
- V>0 : V<0
  K mag ?
- (R<15' 有意)



Stellar orbit

outer bulge inner bar

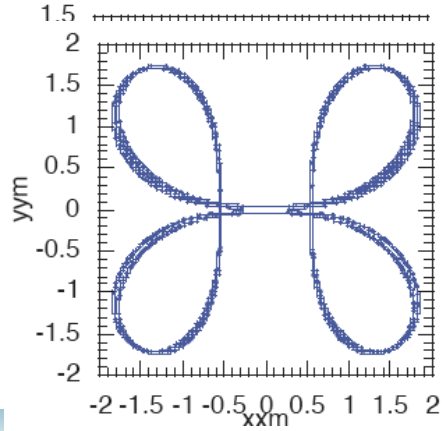
l-v Diagram

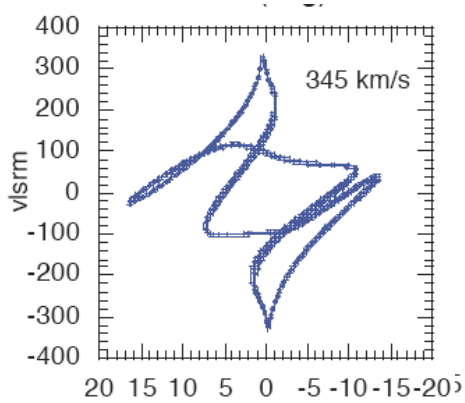


Face-on view

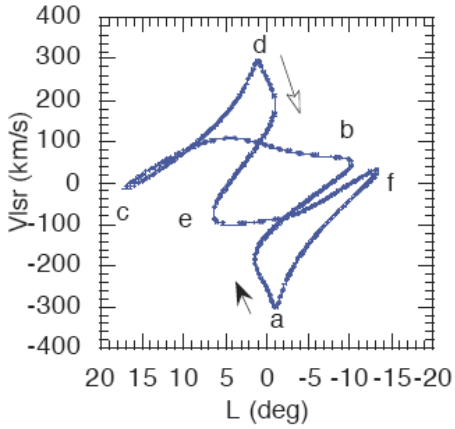
- Self-Crossing orbit -> high velocity objects
- X2 orbits
- --> extended feature(~150 km/s)
- Bias not free

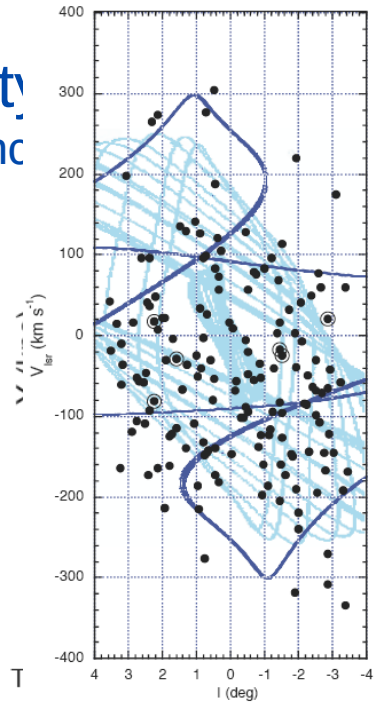
High Vel. Stellar Orbits





High Velocity
(4:1 resonanc





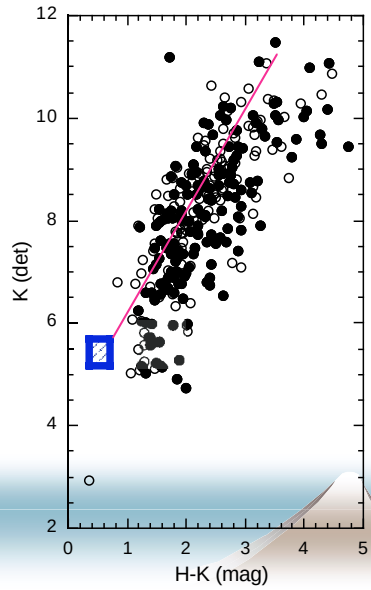
model v=321.3 km/s and r0=0.15 kpc.

結論

- 1. 2004-2005長期共同利用で
  291 MSX/2MASS (|l|<3.5°, |b|<1°)
  163 detections 視線速度を得た。
- 2. 星の x_2 family orbit --> inner bar
- 3. 高速度星: self-crossing x_1 (4:1) orbits

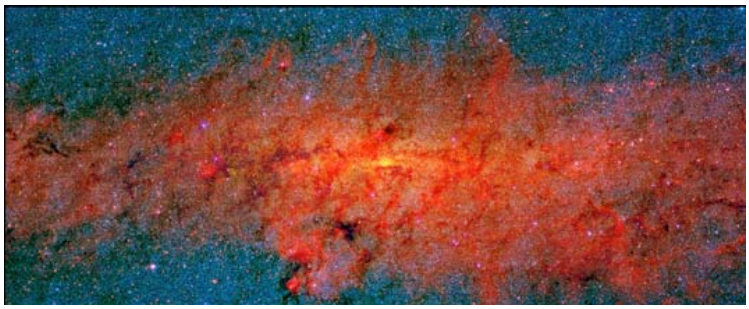
Corrected K magnitude

- Kc= K-1.4[(H-K)-0.5]
  [Nishiyama et al. 2004]
- Interstellar & circumstellar extinction
- Re-emission not considered



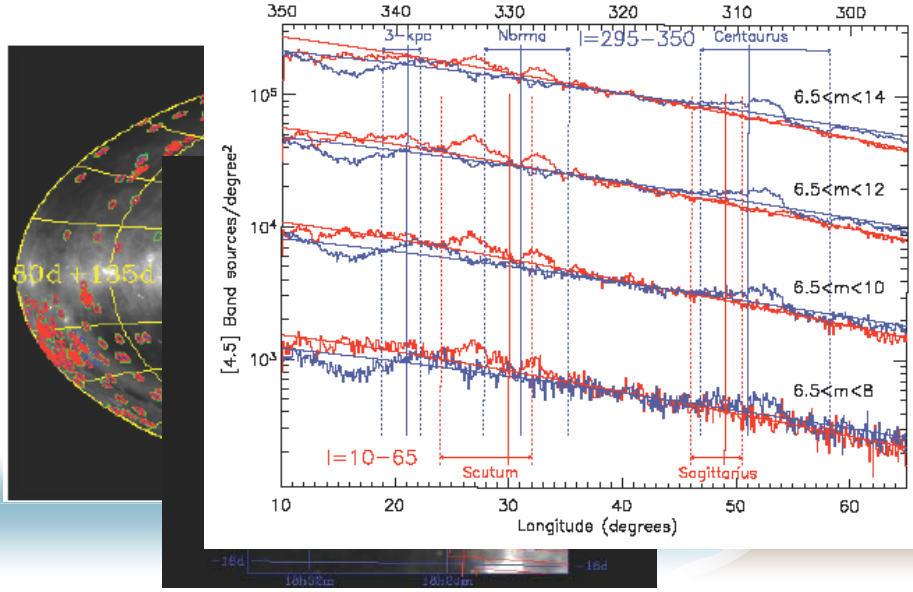
2MASS+MSX images

- ~ 4 ° x1.5°



Spitzer Glimpse Result

Astro-ph/0508325 Benjamin



gravitational potential (rotating system)

Englmaier & Gerhard 1999

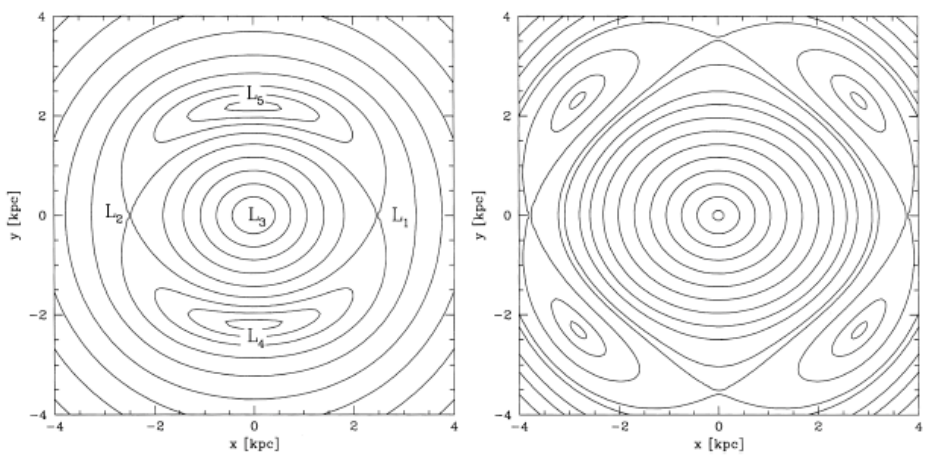


Figure 5. Left: effective potential in the standard $\varphi_{bar} = 20°$ bar model for $\Omega_p = 80\,\mathrm{km\,s^{-1}\,kpc^{-1}}$, showing the usual four Lagrangian points in the corotation region. Right: For $\Omega_p = 55\,\mathrm{km\,s^{-1}\,kpc^{-1}}$. Because the mass peaks in the disc ~3 kpc down the minor axis of the bar now contribute significantly to the potential near the increased corotation radius, there are eight Lagrangian points near corotation for this pattern speed.

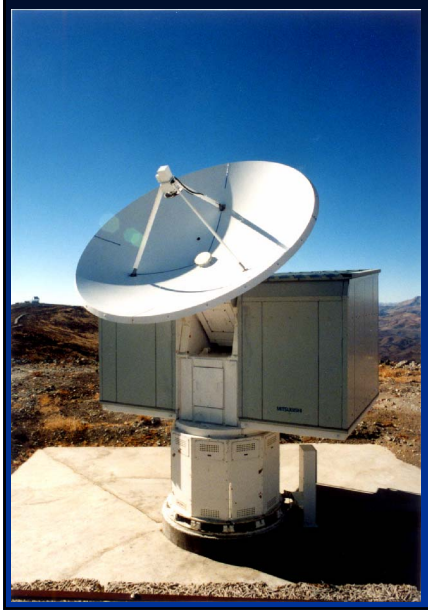
New View of Molecular Gas Distribution of the Southern Sky
CO Surveys with NANTEN

Toshikazu Onishi (Nagoya Univ.)
and NANTEN group

NANTEN Telescope

- A 4-m mm-submm telescope
- Molecular cloud survey in the Galaxy, LMC, and SMC
- Since 1996 (transferred from Nagoya Univ.) at Las Campanas Observatory
- Upgrade: NANTEN2 project

NANTEN

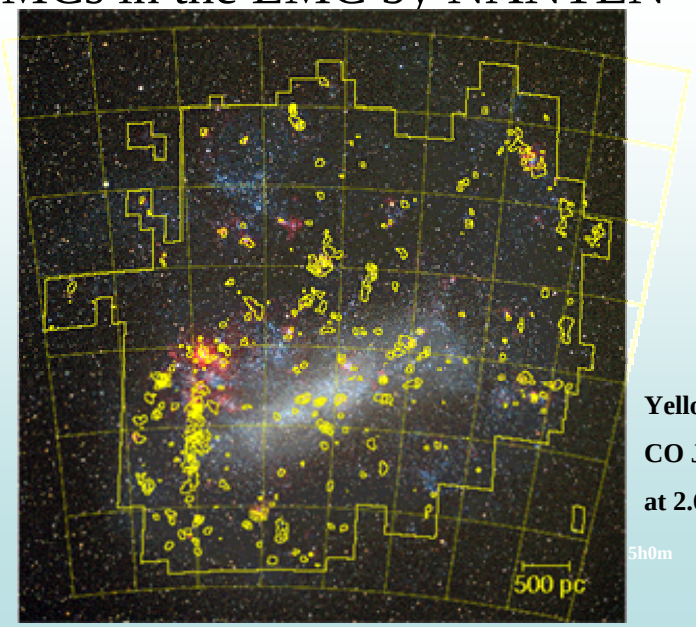


- NANTEN
  =南天(Southern Sky)
- Diameter: 4m
  CFRP + conductive paint
- 85-115GHz, mainly CO (J=1-0)
- Beam size 2.6 arcmin (@115GHz)
- SIS receiver + 2 AOS backend
- Velocity Res. 0.1 or 0.6 km/s
- Band Width 100 or 500 km/s
- Tsys ~ 140K @110GHz
  ~ 170 – 270K @ 115GHz

Targets

- Galactic Plane Survey in Southern Sky
- Magellanic Clouds (LMC and SMC)
- High-mass star forming region (GMCs)
  - Carina, Centaurus, Orion, Bright-Rimmed Clouds,
- SNRs and Supershells
  - Vela SNR, Gum Nebula, Carina Flare
- Galactic Center
- Low-mass star forming region (Dense cores)
  - Ophuichus, Lupus, Chamaeleon, Pipe Nebula
- Galactic High-Latitude Molecular Clouds
  - Aquila, Infrared-Excess Cloud, High-Latitude Survey

GMCs in the LMC by NANTEN



Yellow:

CO J=1-0

at 2.6mm

Contours from 1.2 Kkm/s Interval 1.2 Kkm/s

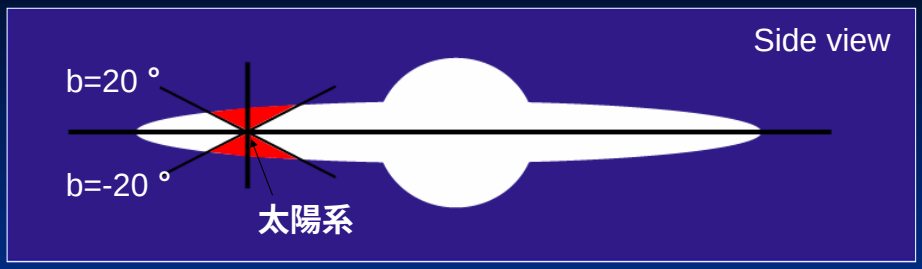
Fukui et al. (2001)

分子雲の銀緯方向分布

- **高銀緯分子雲**
  - Yamamoto et al. (2003, 2006)
  - **近傍**(~100pc)**、低密度**
- **分子雲スーパーシェル**
  - Matsunaga et al. (2001)
- **銀河系**Warp**領域**
  - Nakagawa et al. (2005)

高銀緯に存在する分子雲(高銀緯分子雲)

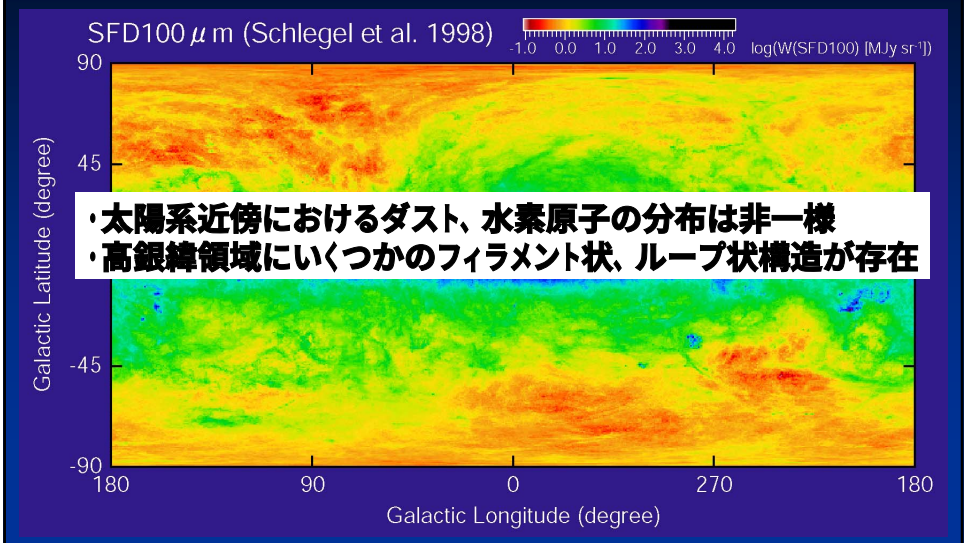
高銀緯領域 : 典型的に |b| ≧ 20° の領域



・太陽系に非常に近い。距離 ～ 100 pc
・サイズ、密度が小さいものが多い
・視線方向上で他の天体と重なる可能性が低い

分子雲・形成の研究に非常に適している

他波長で見る高銀緯領域

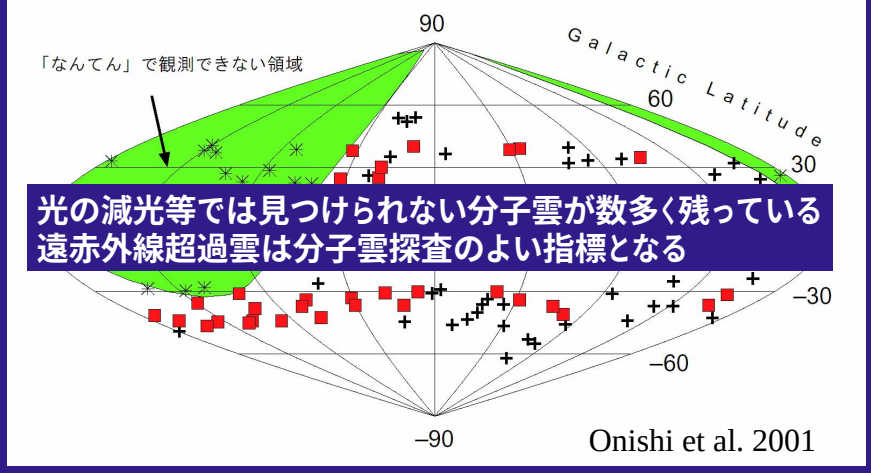


・太陽系近傍におけるダスト、水素原子の分布は非一様
・高銀緯領域にいくつかのフィラメント状、ループ状構造が存在

HIに対する遠赤外線超過雲の観測結果

「なんてん」望遠鏡から観測できる68天体について^{12}CO(J=1-0)輝線で観測

・COの検出率=32/68 (47%)



CO輝線が検出されなかった赤外線超過雲

赤外線超過の定義　(超過量) = F_ν − S × N(HI) − O

赤外線超過になる原因

- 水素の大部分が水素分子にかわっている
- ~~Dustの温度が高い~~
- ~~Gas to Dust ratioが異なっている~~

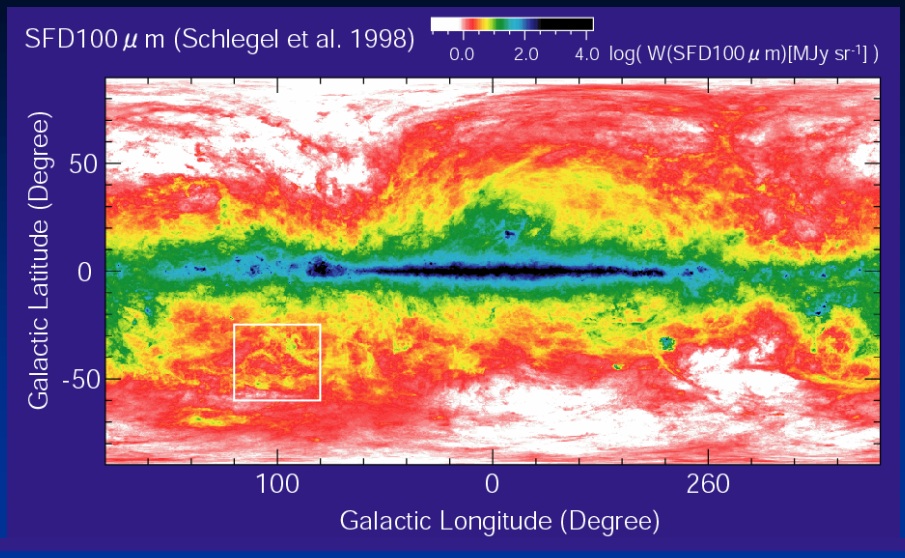
・赤外線超過雲のDustの温度はその周囲のDustの温度より小さい。

・Gas to Dust ratioが一様に分布する雲の中で異なっているとは考えにくい (Blitz et al. 1990)

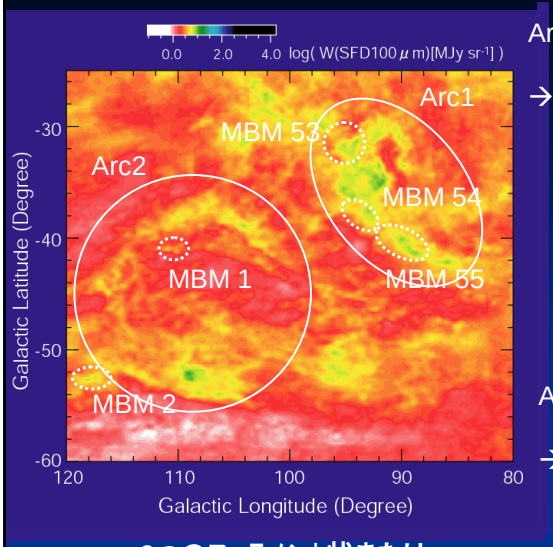
赤外線超過は水素分子の寄与によるものであり、
これらは水素分子雲。

➡ CO形成前の分子雲である可能性がある。

高銀緯大規模構造に対するCO輝線観測



高銀緯大規模構造に対するCO輝線観測



2つのフィラメント状または
ループ状構造が存在

Arc1: MBM 53, 54, 55を含む高銀緯
分子雲複合体の観測
→^{12}CO,^{13}CO,C^{18}O(J=1-0)輝線で観測

1) ^{12}CO(J=1-0)の観測
Magnani et al. (1985)
MBM 53, 54, 55 が存在
2) HIの観測
Gir et al. (1994)
HIフィラメントの膨張を示唆
3) 複合体までの距離
Welty et al. (1998) ⇒ 150pc

Arc2: ペガサス座領域の大規模
ループ構造に対する観測
→^{12}CO,^{13}CO(J=1-0)輝線で観測

1) ^{12}CO(J=1-0)の観測
Magnani et al. (1985)
MBM 1, 2 が存在

観測結果：^{12}CO(J=1-0)

検出限界： $N(H_2)$ ～7.7×10^{19} cm^{-2}

・110個の分子雲を同定
・総質量：約1200 $M_\odot$

HLCG92-35
質量　：330 $M_\odot$
サイズ：2.6 pc

分子雲の物理量の平均

ピーク温度	:	3.0 K
線幅	:	3.4 km s^{-1}
半径	:	0.3 pc
柱密度	:	5.6×10^{20} cm^{-2}
質量	:	10.4 $M_\odot$

検出限界：$N(H_2)=1.5\times10^{20}$ cm^{-2}

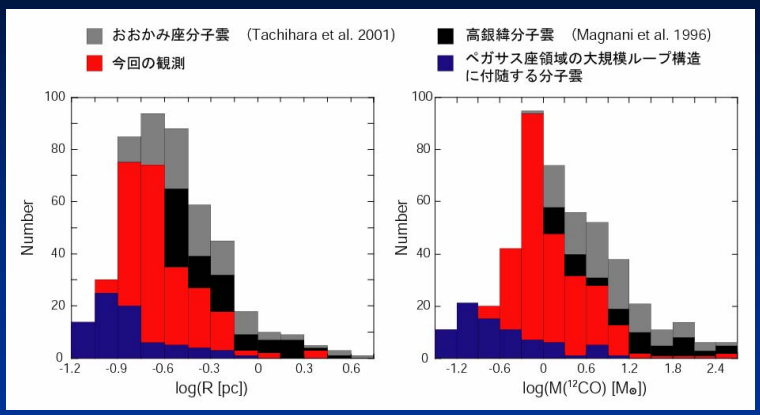
78個の分子雲を同定
総質量：～64$M_\odot$

分子雲の物理量の平均

ピーク温度	:	1.4 K
線幅	:	1.1 km s^{-1}
半径	:	0.2 pc
柱密度	:	3.6×10^{20} cm^{-2}
質量	:	0.8 $M_\odot$

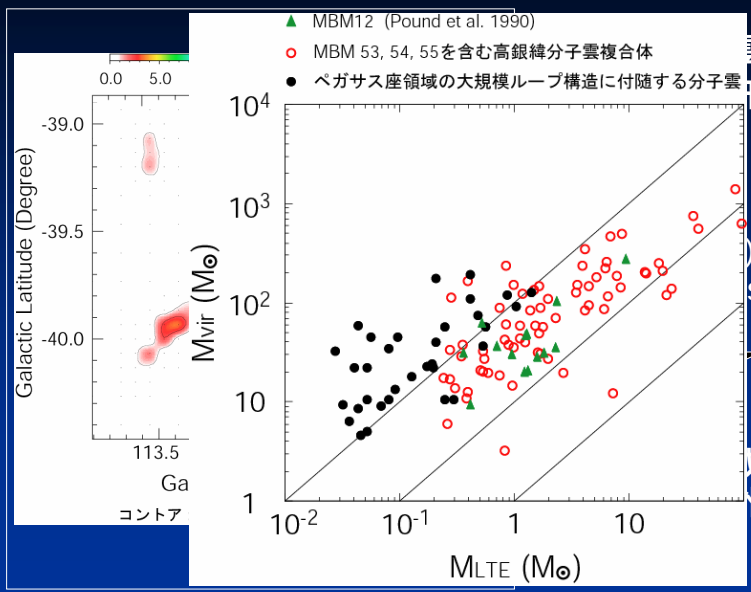
全領域の分子雲の物理量

3つの観測で同定された^{12}CO分子雲の物理量のヒストグラム



ペガサス座領域の観測においてサイズ、質量の小さい分子雲を検出

小分子雲の起源



雲群が分布
形成の残骸

)=100 cm^{-3}
s length

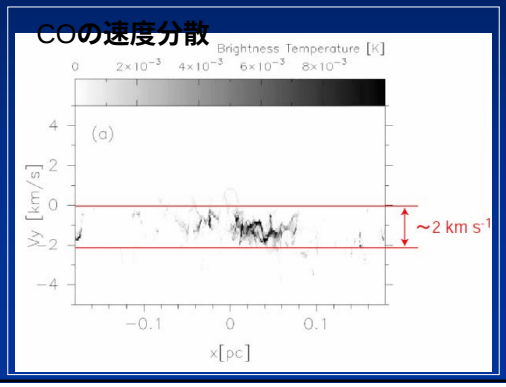
pc

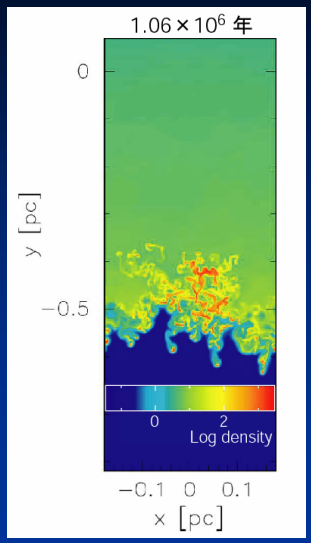
成において
外の寄与が

小分子雲の形成

・Koyama & Inutsuka (2002)

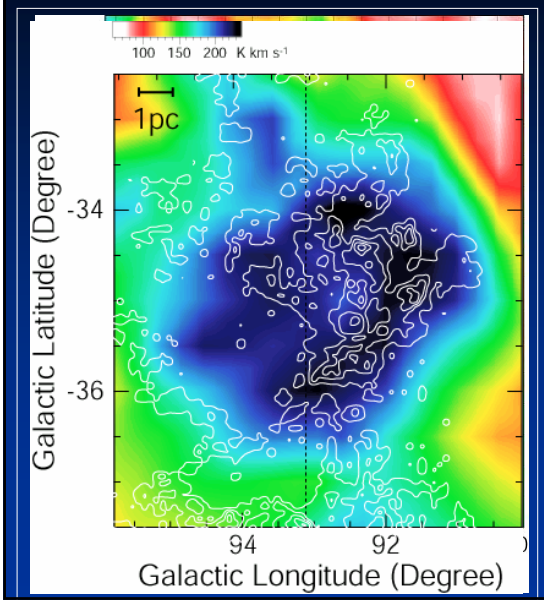
Jeans Length 以下の大きさの分子雲が shocked layer内で熱的不安定により形成 ～10^6年程度で0.2×0.1 pc 程度の密度の高い領域(n > 100 cm^{-3})を形成





^{12}COとHI

カラー　：HI (-19.7<V_{LSR}<1.0 km s^{-1})
コントア　：^{12}CO



CO / HI 質量比
西側：〜0.97
東側：〜0.10

HIの積分強度比
西側/東側：〜 1.1

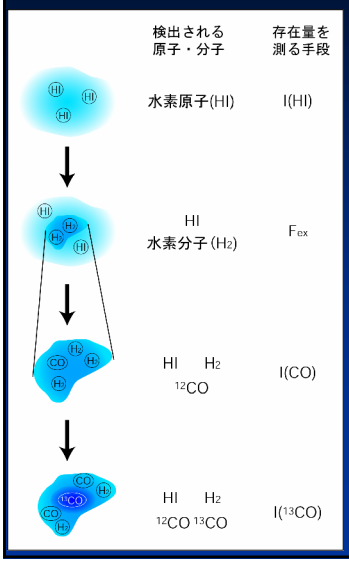
HI cloud内の進化は一様ではない

・Gir et al. (1994)はHIフィラメントの膨張を示唆

HLCG92-35は過去の爆発的現象の影響によって形成された

まとめ

今回検出した分子雲の進化段階



HIに対する遠赤外線超過雲の観測

CO輝線を検出できなかった遠赤外線超過雲

CO輝線を検出した遠赤外線超過雲

大規模構造の観測

HLC G92-35
CO形成段階の分子雲の検出

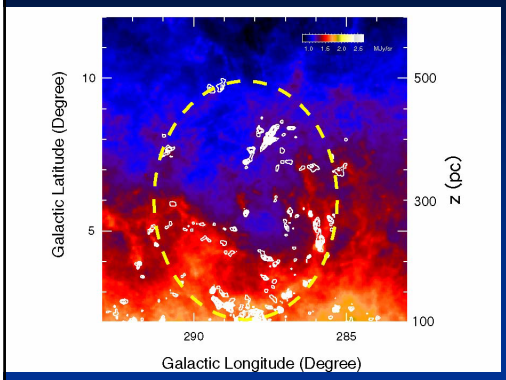
ペガサス座の小分子雲
サイズが0.1pc以下の分子雲を検出

ペガサス座の^{13}CO輝線を検出した分子雲
^{13}COが見え始めた分子雲の検出

Discovery of Carina flare

Fukui et al. 1999

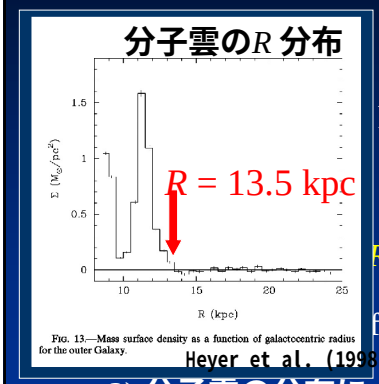
color : IRAS 100 ❍m
contour : ^{12}CO



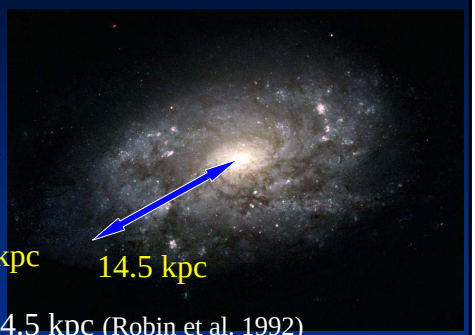
- M ～ Msun
- 500pc distant from disk
- Induced high mass star formation
- Not identified by HI, Columbia survey

天の川銀河

- **円盤銀河**（ディスクの厚み～数百pc）



kpc）



Ro = 8.5 kpc

ff：R = 14.5 kpc (Robin et al. 1992)

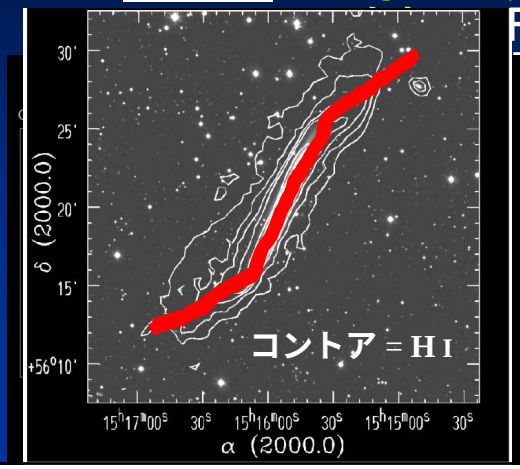
2) **分子雲の分布に**cut-off：R = 13.5 kpc (Heyer et al. 1998)

→ R ≧ 14.5 kpc**を最外縁部と定義**

最外縁部（系外銀河）の特徴

<円盤最外縁部の特徴>

円盤銀河 → ウォープ（Warp）している



円盤をエッジ-オンで見た時

H I（可視光）による

系外銀河の観測

→ Warpは円盤銀河に

一般的に見られる現象

最外縁部分子雲の観測

IRAS点源方向観測
(Brand)

最外縁部の分子雲/星形成を発見

問題 - 全体的な質量/分布、物理的性質

↓

低感度の無バイアス
(Heyer)

16%にIRAS点源→6倍以上の分子雲

問題 - 分子雲中の高温部にバイアス

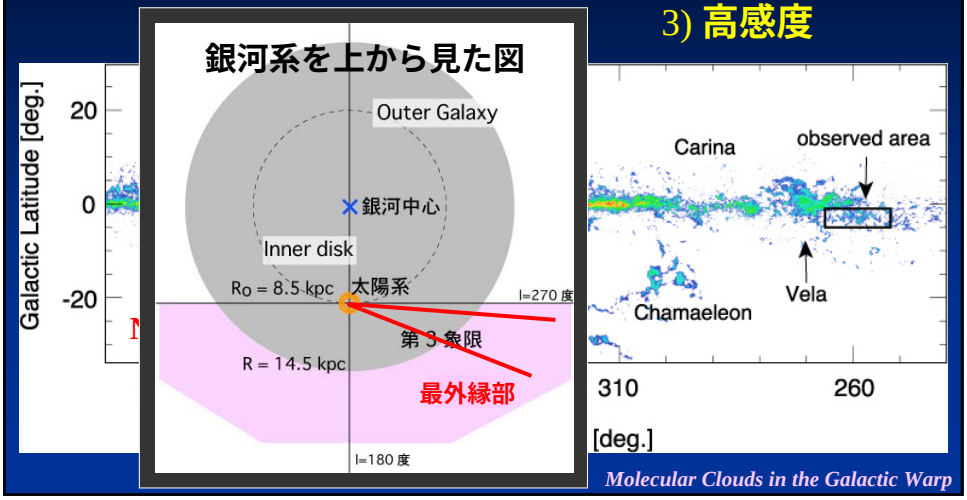
↓

高感度の無バイアス
(中川)

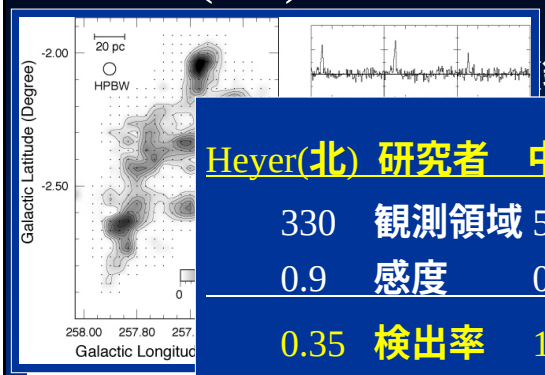
分子雲の分布、物理量を
正確に求める

本研究の観測

^{12}CO(J=1-0)輝線 with NANTEN望遠鏡
252度 < *l* < 266度、-5度 < *b* < -1度 → 1) 無バイアス 2) 広域 3) 高感度



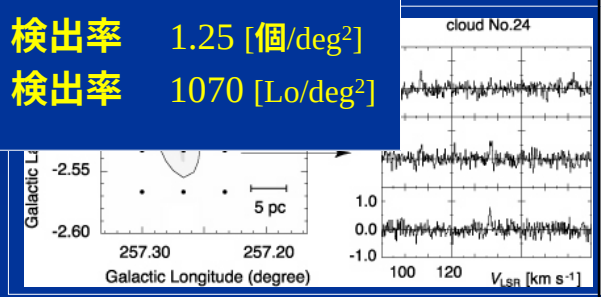
結果(1-1)：*l* - *b* 分布



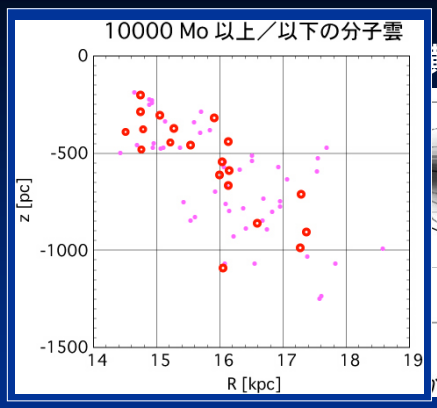
銀経-銀緯）

Heyer(北)	研究者	中川(南)
330	観測領域	56 [deg^2]
0.9	感度	0.08 [K]
0.35	検出率	1.25 [個/deg^2]
123	検出率	1070 [Lo/deg^2]

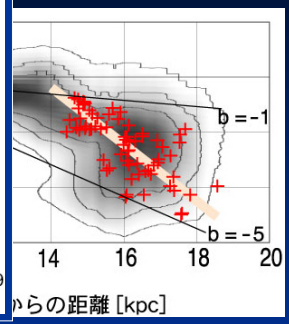
= 16.9 [kpc]
M_{CO} = 780 [Mo]
Tr* = 0.7 [K]
= 4.2 [pc]



結果(1-2)：分布



横から見た図



1) Warped disk : R ~ 13-14 kpcから始まる、シフトz > 1 kpc

2) フレア: dzの増加 → R大で重力場[弱]

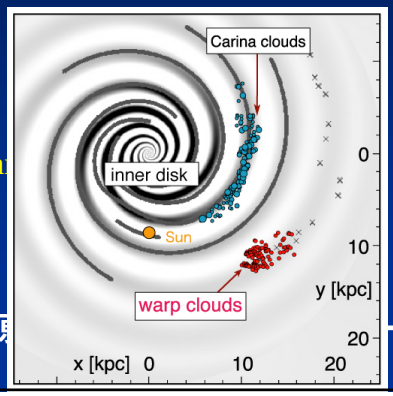
R = 17 kpcの「円盤の厚み」はR = 15 kpc の約２倍

考察１：X ファクター

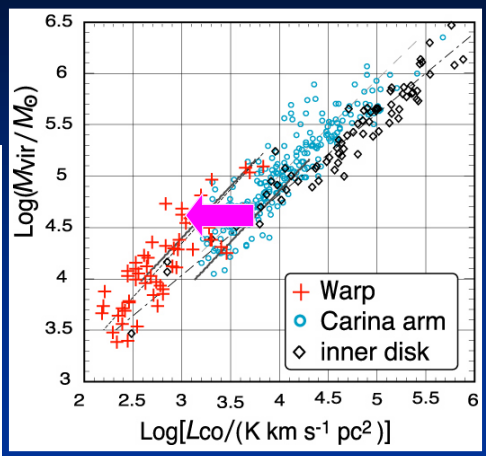
同質量の分子雲のL_{CO}を比較

Inner disk > カリーナ > Warp

R = 4 kpc < 10 kpc < 16 kpc

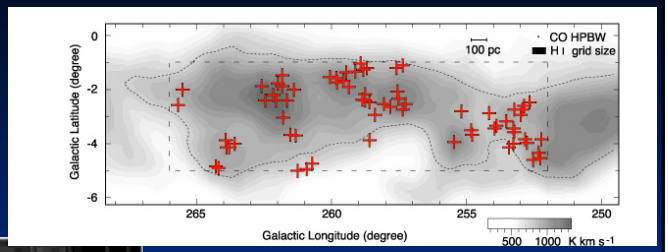


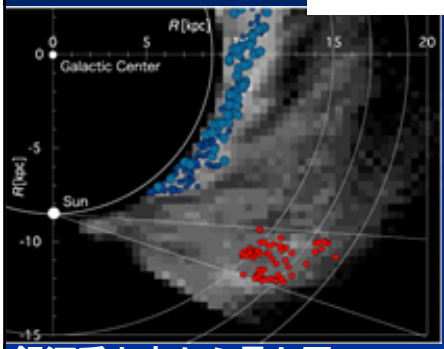
質量 - L_{CO}図



考察２：ＨＩとの比較

銀経 - 銀緯





銀河系を上から見た図

高感度観測により、初めてＨＩとの直接比較が可能になった

65/70(=93%) Warp分子雲は
ＨＩコントア > 800 K km/s

分子雲形成の研究には
高空間分解能ＨＩデータ必要

Molecular Clouds in the Galactic Warp

今後の展開

新鏡面によるサブミリ波帯の観測

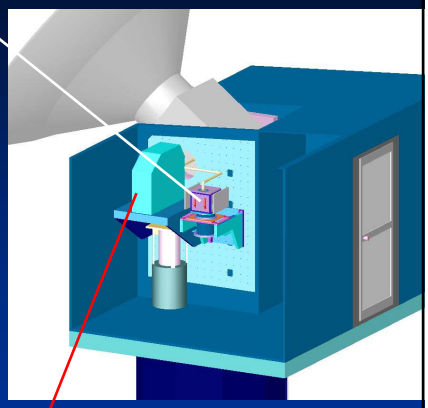
アタカマに新なんてん
492GHz　CI
炭素をカギとして　CI , CII, CO

銀河系全体の構造
巨大分子雲＋シェル
=>　マゼラン他の系外銀河との比較

受信機

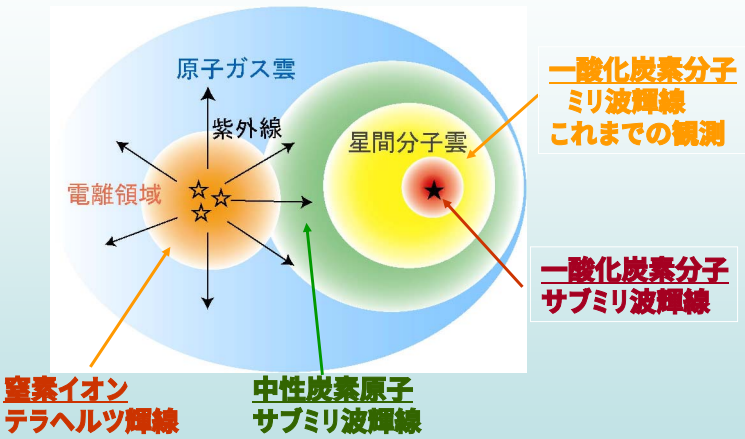
Nagoya RX

SiO maser 86GHz	3.’5 (HPBW)
CO(J=1-0) 115 GHz	2.’6 (HPBW)
CO(J=2-1) 230 GHz	1.’3 (HPBW)
CO(J=3-2) 345 GHz	0.’9 (HPBW)
CO(J=7-6) 806 GHz	22” (HPBW)
CI ($^3P_1$- $^3P_0$) 492 GHz	37” (HPBW)
CI ($^3P_2$ - $^3P_1$) 809 GHz	22” (HPBW)



KOSMA SMART (8 beam x 2)

サブミリ波ではじめて見える星間雲の全貌



すべての星間相の総合的理解

2006年2月21日
銀河系研究会@三鷹

東大60cm鏡による銀河面 ^{12}CO(2-1)/^{13}CO(2-1)サーベイ計画

半田利弘
東京大学　天文学教育研究センター

東大60cm鏡2SB化計画：東大＋国立天文台＋大阪府立大＋東京学芸大

銀河の構造と星間物質

- 天の川銀河の構造
  - バルジ、棒状構造
  - Disk: radial-structure, arm-interarm, z-structure
- 星間物質との関係
  - 星間ガス環境の構造との関係
  - Galactic shock modelの観測的検証
- 星間ガスの温度･密度の2/3次元分布を得たい

銀河面サーベイ

- 天の川銀河内にある天体を調べる
  - ガイドマップを得る
  - 銀河内天体を統計的に調べる
- 天の川銀河の全体像を得る
  - 他の銀河との比較対象となるデータを得る
  - 天の川銀河＝最も近い銀河
  - 桁違いに高い空間分解能：分子ガスの観測
    - 10分角@8.5kpc=1秒角@5Mpc
  - edge-on銀河→3次元構造

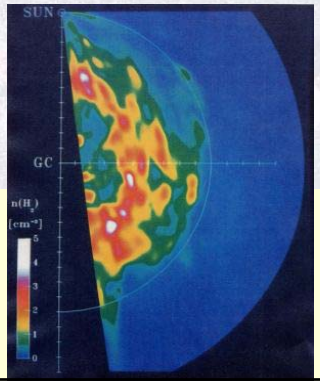
全体像を得る

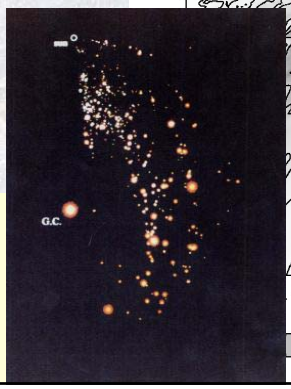
- Large coverage
  - できるだけ広く
  - 低輝度の領域までくまなく：完全無作為マップ
- Dense sampling
  - 後処理で分解能を変更できる
  - Nyquist sampling: sampling grid≦1/2 beamsize
- 詳細構造との関連：大望遠鏡による観測
  →Sawada et al.(本研究会ポスター)

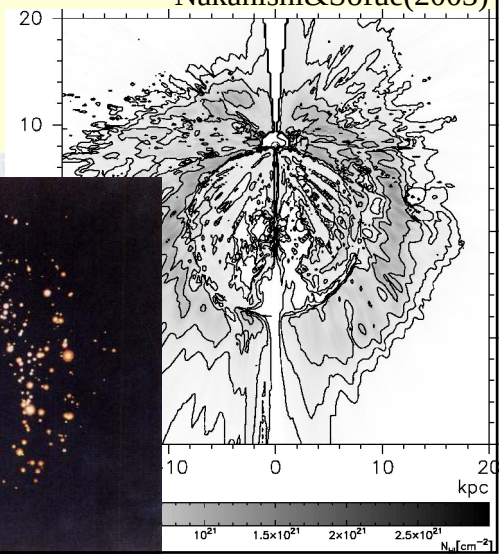
Face-on view

Nakanishi&Sofue(2003)

- HIサーベイ
- COサーベイ





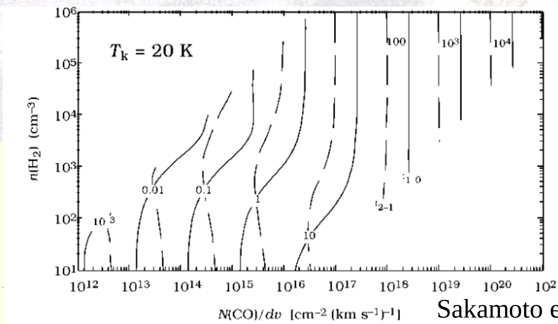


系外銀河との比較

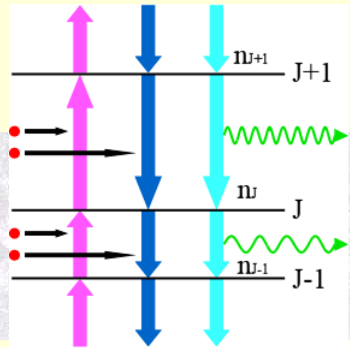
- 絶対的な空間分解能
  - 9arcmin@8.5kpc=0.9arcsec@5Mpc(= 22pc)
- 銀河衝撃波モデル
  - 詳細構造に対する観測的検証
- armとinterarmとの違いとは？
  - 分子ガスの状態／分子雲構造との関連
- diskの厚さ方向の構造
  - 厚さの変化、厚さとarmとの関連
  - disk厚さの観測はNGC891のみ
- 対応する銀河面サーベイデータが必要

多輝線観測の意義

- 分子ガスの励起状態を知る
  - 遷移の違いによる励起の違い
- 多準位でmodel計算



Sakamoto et al. (1997)



$$\frac{n_{J+1})}{1)/kT_{BB}) - 1]}\Big\} - \beta_{J,J-1}A_{J,J-1}\Big\{n_J - \frac{(n_{J-1} - n_J)}{[\exp(2hBJ/kT_{BB}) - 1]}\Big\}$$

$$\cdot\ 1) - L(L+1)]\Big\}\Big]\Big]$$

$$1) - J(J+1)]\Big\}\Big]\Big]\Big\}.$$

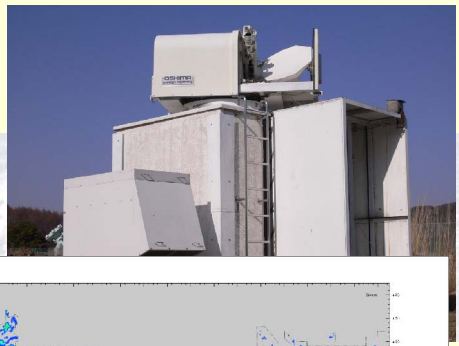
Goldreich&Kwan(1974)

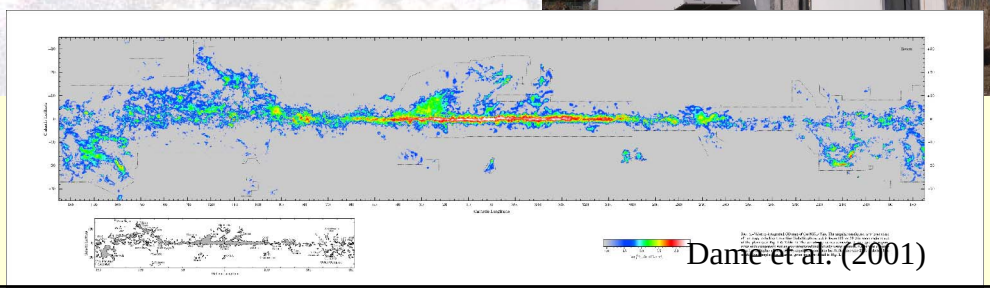
多輝線観測のポイント

- emitting regionの均一性
  - beamsizeが同じ
  - 励起条件が類似
  - 同一領域からの輝線である
- 星間化学への依存性
  - 同一分子、同一分子種
- 高い精度
  - 指向精度、強度較正

東大60cm望遠鏡

- 野辺山に設置
- サーベイ専用機
- オフセット光学系
  - 高いビーム能率

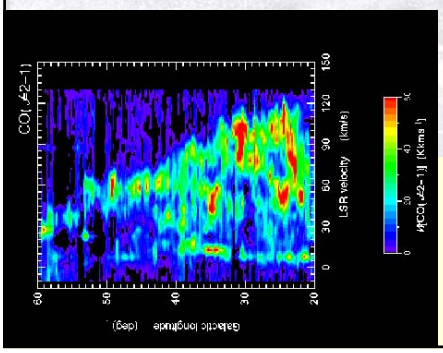


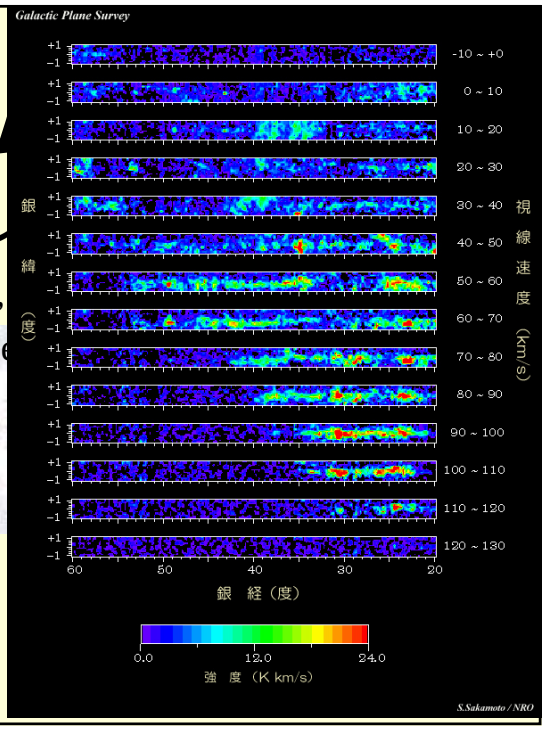


Dame et al. (2001)

旧システム

- 第1期銀河面サーベイ
  - 内域: 20°≦l≦60°,
  - grid spacing 1/8deg=be



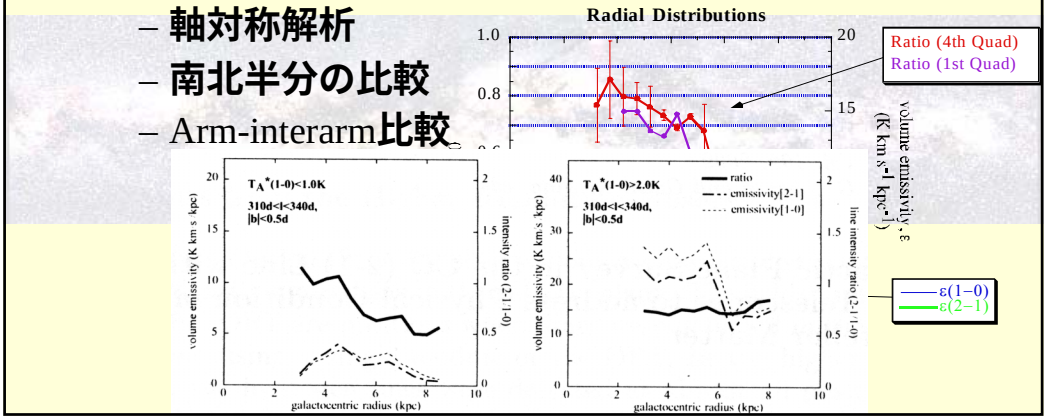


旧システムでの成果

- 第1期銀河面サーベイ

  Sakamoto et al. (1995,1997), Handa et al. (2002)

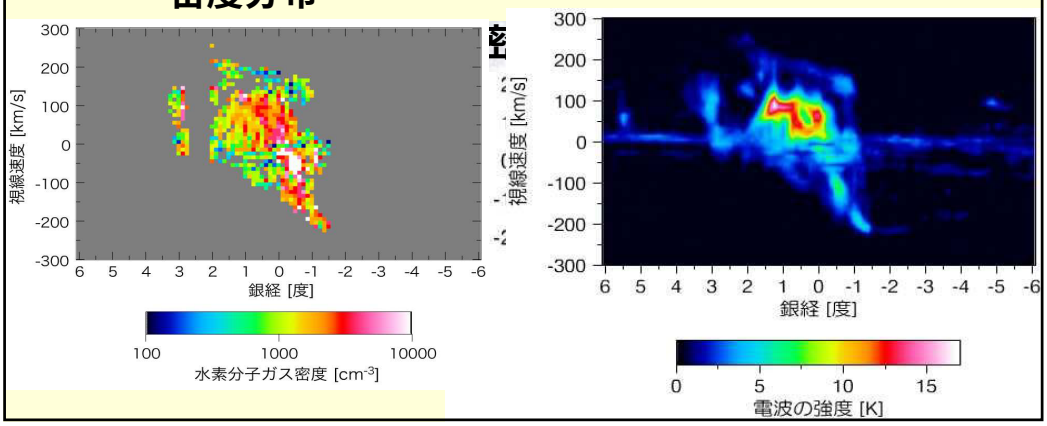
  – 軸対称解析
  – 南北半分の比較
  – Arm-interarm比較



旧システムでの成果

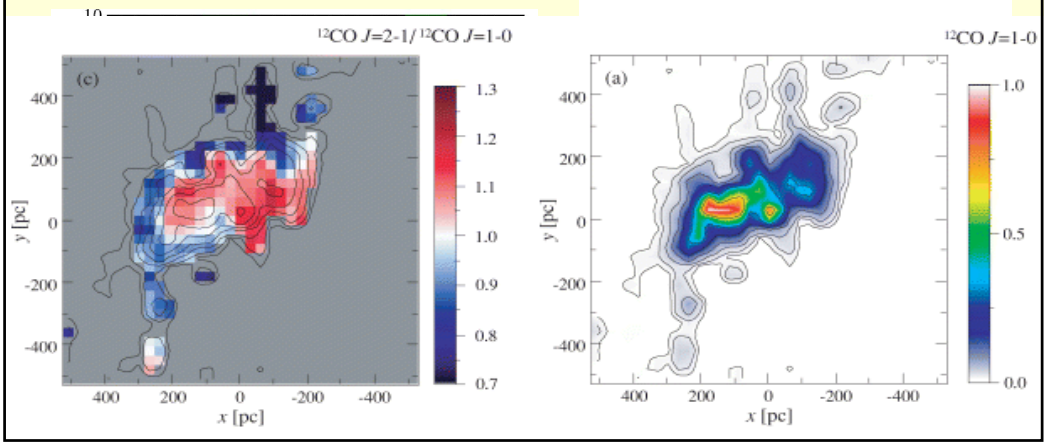
- 銀河中心領域 Sawada et al. (2001)

  – 密度分布



旧システムでの成果

- 銀河中心領域:face-on view Sawada et al. (2004)

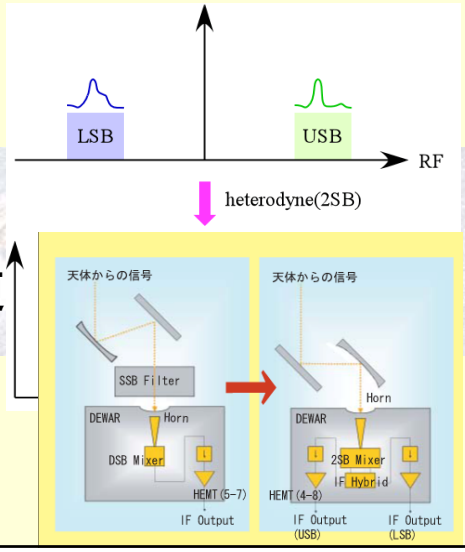


望遠鏡システムの更新

- 受信機
  - 新方式の受信機への換装
- 分光器
  - 新分光器への交換
  - 2系統化
- IF系
  - 新IF系への交換
  - 2系統化
- アンテナ制御
  - ソフトウェアの書き換え

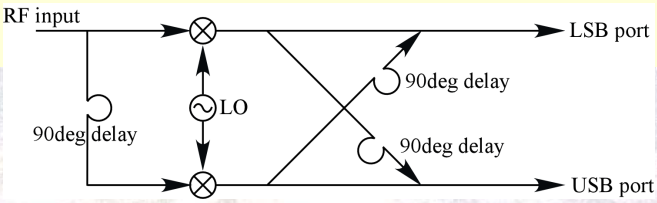
受信機

- 2SB受信機の搭載
  - 2周波同時観測
- SSBフィルタの撤去
  - 透過損失の解消
- 受信機室光学系の変更



受信機

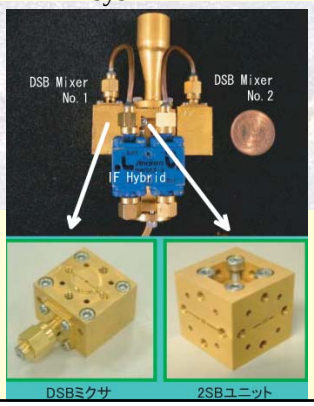
- 2SB受信機の原理



- ポイント
  - 2つのmixerの特性を揃える
  - 90deg hybridの移相精度

受信機

- 大阪府立大学＆国立天文台と共同
- T_{sys}=250K：実測値



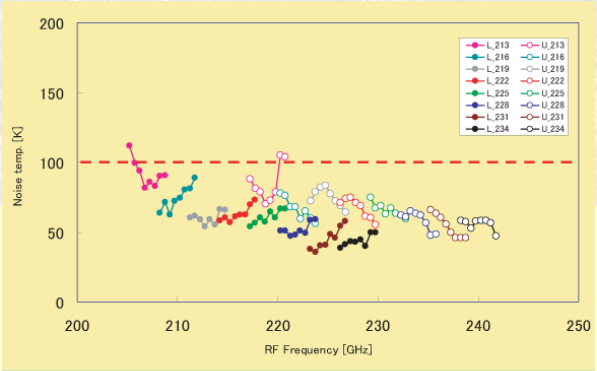
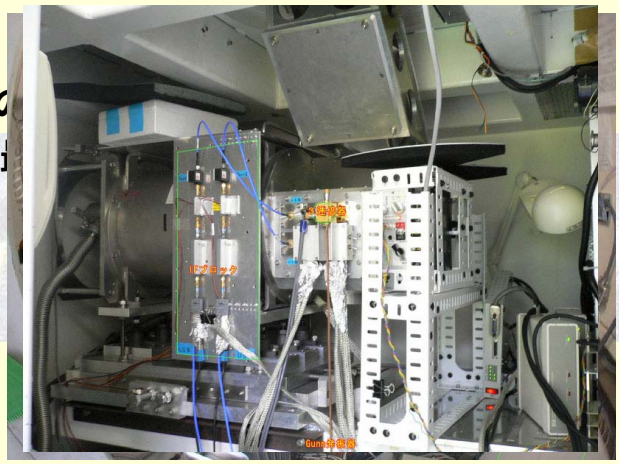


Fig.4 受信機雑音温度のRF周波数特性

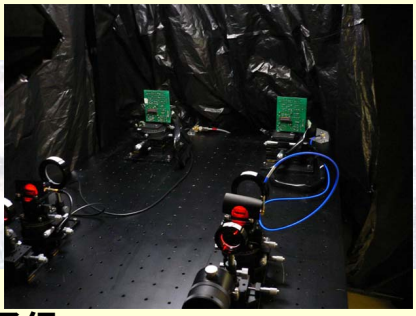
受信機室･光学系

- 整備
  - ビーム伝送の
  - 機器配置の



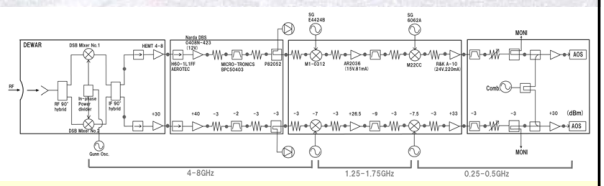
分光器

- 東京学芸大学と共同
- 分光器設置場所の移動
  - 受信機室→観測室
  - 温度環境の改善
- 新分光器の設置
  - 帯域幅：250MHz
  - 2系統
  - PC利用の積分器、TCP/IP通信



IF系

- 第1IF系周波数変更
  - 1.4GHz→5GHz化
  - ^{12}CO(2-1),^{13}CO(2-1)同時観測
- IFチェーン変更
  - 可変第2LO
  - 同時周波数追尾
- 2系統化
  - 2輝線同時観測

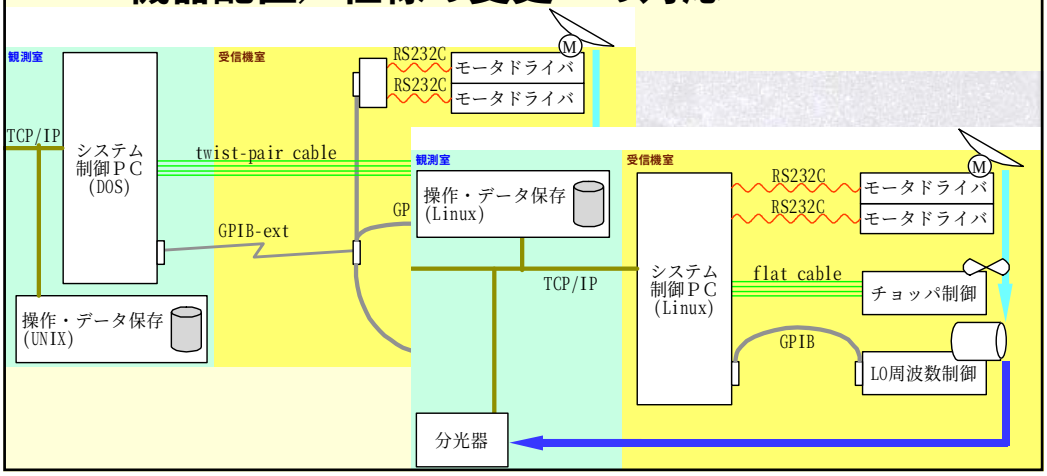


制御ソフトウェア

- ASTROS→UltraASTROS
- 稼働マシンの変更
  - NEC PC9801(80286)→DOS/V(Pentium)
  - 高速化、hardware老朽化対策
- OSの変更
  - MS-DOS→Linux
  - Multi-task化, TCP/IP親和性向上
- 操作インターフェースの改良
  - 表示部とコマンド部の完全分離
  - 機能のモジュール化を深化
  - Internetとの親和性向上

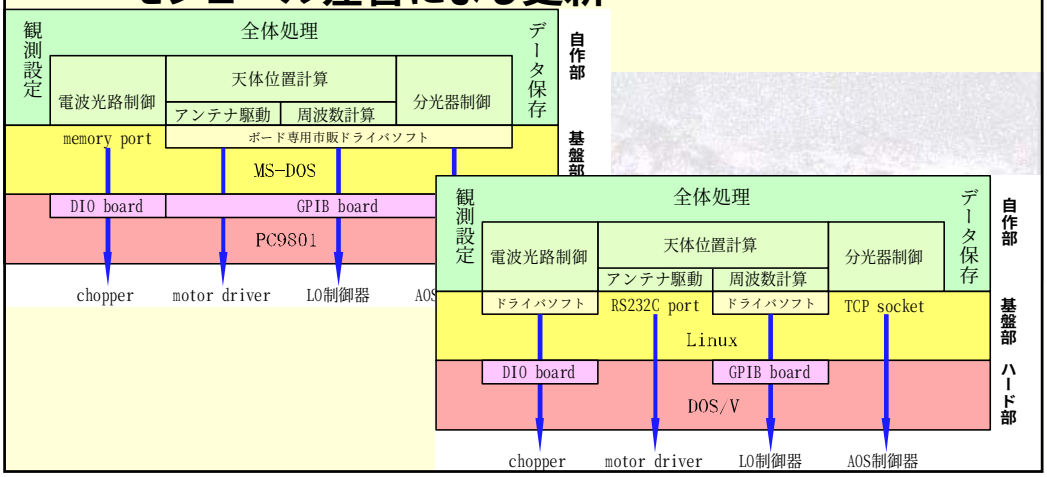
制御ソフトウェア

- 機器配置／仕様の変更への対応



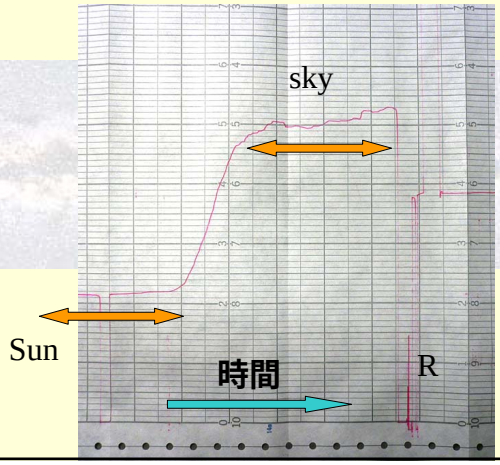
制御ソフトウェア

- モジュール差替による更新



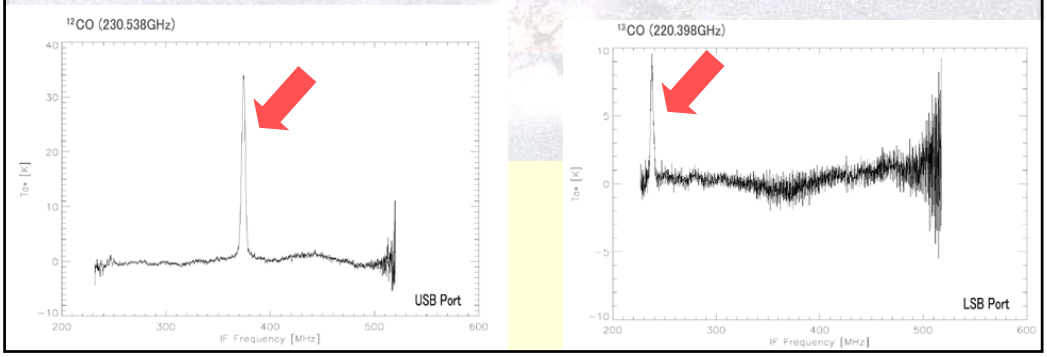
試験観測

- 2005年1月8日：連続波first light



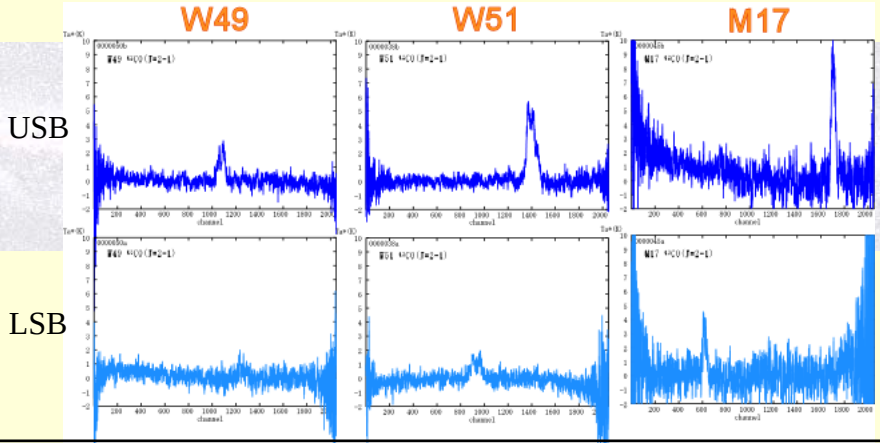
試験観測

- 2005年3月21日：分光観測first light
  - Orion KLの２周波同時観測



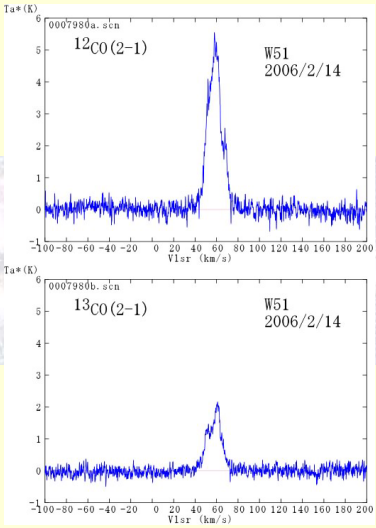
試験観測：同時受信

- 2005年9月29/30日



試験観測：同時速度追尾

- USB/LSB同時速度追尾
- 2006年2月14日
  - 10sec積分でのデータ



現状

- 可視光による指向精度較正
  - peak-peakで1arcmin程度を確認
- 電波天体による指向精度較正
- beam能率の測定
  - 95%以上を確認
- ソフトウェア機能の確認と向上
- 2月より観測を開始

可視光による指向精度較正

- 望遠鏡に同架の光学望遠鏡による
  - 恒星を用いた夜間測定
  - CCD画像取り込みによる自動測定
  - 数時間で測定可能
- 直焦点モデルによる解析
  - 6パラメータ
  - Az軸＆El軸の傾き、原点オフセット
  - CCD中心位置のオフセット

電波天体による指向精度較正

- 分子雲peakの5点法観測データによる
  - 特定天体の測定: OriKL, W3, NGC1333
  - 望遠鏡パラメータと天体構造とを同時に解く
  - 簡易整約と結合した自動測定
  - 1日で測定可能
- クーデ焦点＋天体構造モデルによる解析
  - 12パラメータでフィット
    - 6パラメータ：受信機位置、クーデ鏡直交度
    - 6パラメータ：3天体の60cm鏡ビームでの中心位置

新･銀河面サーベイ

- **内域**: 6°≦l≦60°, $|b|$≦2°
- grid spacing 1/16deg=Nyquist sampling
- ^{12}CO-^{13}CO**同時観測**
  - **2～3シーズンで完了**
  - **厚さ方向の分解**
  - **非軸対称モデルによる解析**
  - arm-interarm**の違いを求める**

銀河系の水素原子・分子ガス 3次元分布

中西　裕之（野辺山宇宙電波観測所）
祖父江　義明（東大天文センター）

CONTENTS

1．はじめに

2．銀河系HI・H_2分布の決定方法

3．結果・議論

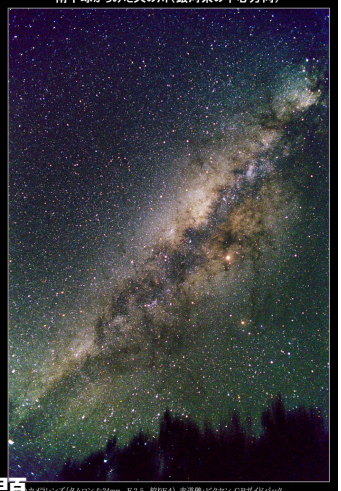
4．まとめ

はじめに

天の川銀河の構造について

- 銀河系は最も近い銀河
  →最も小さい空間スケールでの
  研究が可能
- 系内天体を研究する上で銀河系内での位置は重要
  ex. 銀河中心部 or 外縁部？
  arm or inter-arm ？等
- しかしながら我々観測者が銀河系内部に位置するため、
  銀河系の構造を探るのは難しい課題

南半球からみた天の川（銀河系の中心方向）



カメラレンズ（タムロン f=24mm，F 2.5，絞り F4），赤道儀：ビクセン GP ガイドパック
ーム：コダック PORTRA 400 VC（冷蔵庫）、露出時間：5分
日時：2001年6月 18 日、24 時 07 分（UT）、撮影場所：南アフリカ共和国、クルーガー国立公園

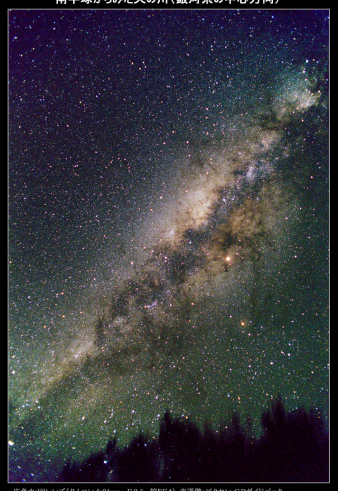
撮影：　福島英雄　　Hideo Fukushima

天の川銀河の構造について

・電波輝線データは銀河系構造を探るのに適している
　(i) 可視光では減光が大きい。
　(ii) 速度情報が使える。
　(iii)銀河全体に分布している。

・我々は最新のHI・COサーベイデータを用いて銀河系の3次元構造を調べた。

南半球からみた天の川（銀河系の中心方向）



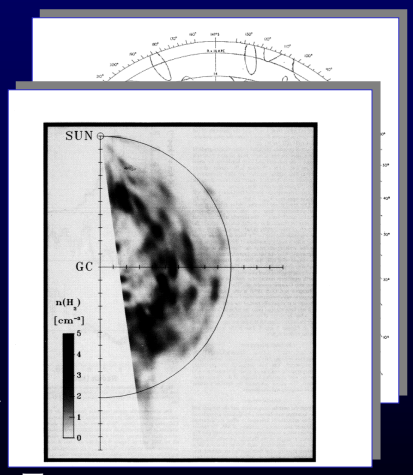
広角カメラレンズ（タムロン f-24mm，F2.5，絞りF4），赤道儀：ビクセン GPガイドパック
フィルム：コダック PORTRA 400 VC（2倍増感），露出時間：9分
撮影日時：2001年6月 18 日，24 時 07 分（UT），撮影場所：南アフリカ共和国，クルーガー国立公園

撮影：　福島英雄　　Hideo Fukushima

天の川銀河の構造について

・先行研究
　HI分布図：
　　Oort et al. 1958等
　H_2分布図：
　　Clemens et al. 1988等

ただし、天の川銀河全体の3次元ガス分布は未知
→天の川銀河の3次元ガス分布を探ることは重要
　HI・H_2の比較も興味深いテーマ



HI・H_2ガス分布の決定方法

データ：HI・COサーベイ

HIサーベイデータ

Hartmann & Burton (1997): 0.5 ° < l < 240 °

Kerr et al. (1986): 240.5 ° < l < 350 °

Burton & Listz (1983): 350 ° < l < 359.5 °

グリッド間隔：0.5 °，速度分解能：1.0 - 5.5 km/s

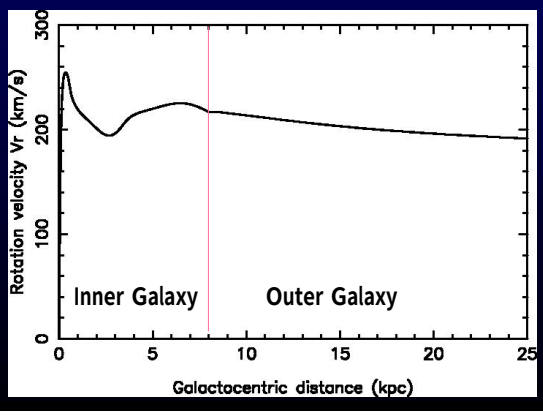
^{12}CO(J=1-0)サーベイデータ

Dame et al. (2001) : 0 ° < l <360 °, -1.5 ° < b < +1.5 °

グリッド間隔：0.125 ° -0.250 °，速度分解能：1.3 km/s

データ：回転曲線

inner Galaxy （$R< R_0$ ）: Clemens(1985)
outer Galaxy （$R> R_0$ ）: Dehnen & Binney (1998)



R_0=8.0kpc,
V_0=217km/s

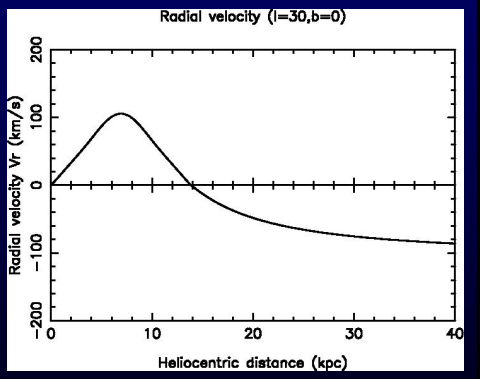
$T_b(l,b,Vr) \rightarrow n(R, \theta, z)$ の変換

・視線速度V_r → 距離r

$V_r = (R_0V(R)/R - V_0)\ \sin l \cos b$

$R^2 = R_0^2 + r^2 - 2rR_0 \cos l$

l,b:銀経、銀緯、r:太陽からの距離、
R:銀河中心からの距離、V:回転速度



・輝度温度T_b → 密度n

$n = C\ T_b\ \Delta V_r / \Delta r$

$C=1.82 \times 10^{18}$ (HI),

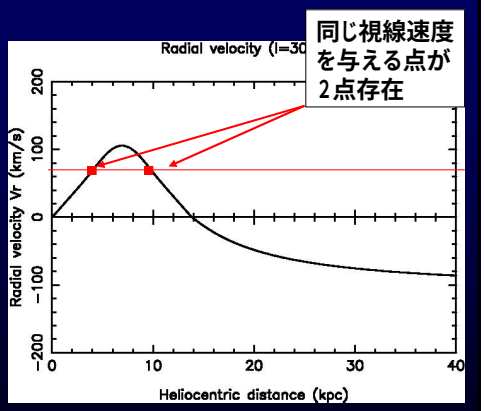
$C=1.80 \times 10^{20}$ (CO; Dame et al. 2001)

Near-far problem

Inner Galaxyでは同一視線上に同じ視線速度を与える点が2点存在する。

→ 観測されるガス分布は近い点と遠い点 両方からの足し合わせ (Near-far problem)

→ Near-far の分離が必要



Near-far problemの解決策

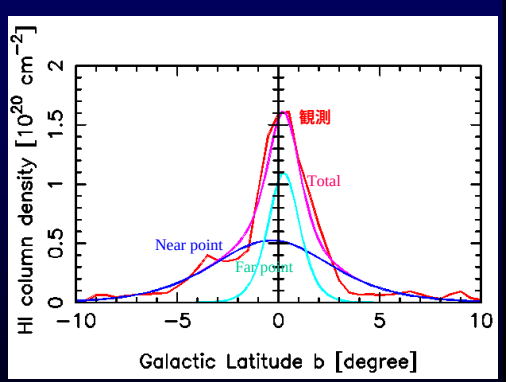
z方向の分布のモデル (Spitzer 1942) を導入

$n_{HI}[cm^{-3}]=n_{HIo}\ sech^2((z-zo)/h$

観測されるHI、H_2密度の銀緯b分布は未知パラメータ (n_{HIo1}, zo_1 , n_{HIo2}, zo_2)を用いて

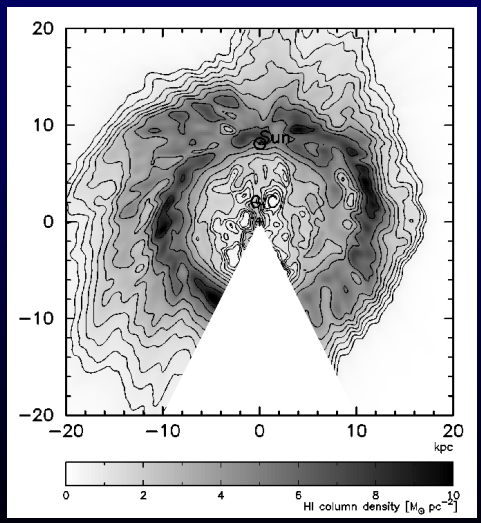
$n_{HI}[cm^{-3}] = (n_{HIo1}\ sech^2((r_1 \tan b - zo_1)/h + n_{HIo2}\ sech^2((r_2 \tan b - zo_2)/h))/\cos b$

未知パラメータ (n_{HIo1}, zo_1 , n_{HIo2}, zo_2) をfittingで決定してNear-far problemを解決し、Inner GalaxyでのHI、H_2分布を求めた



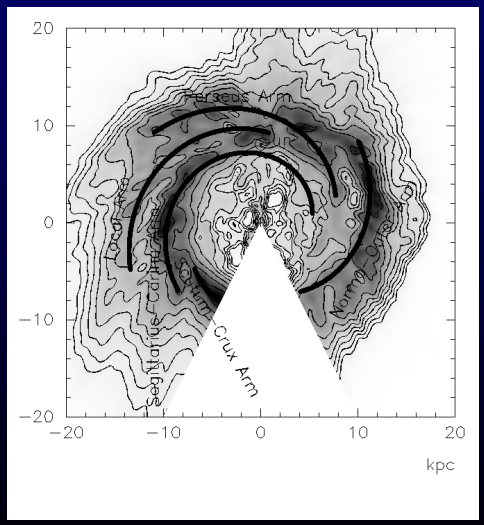
結果・議論

HI map



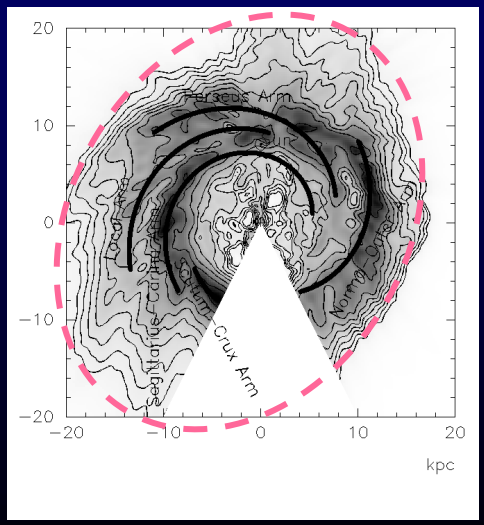
・HIガスは外縁部で豊富、中心部で少ない

HI map



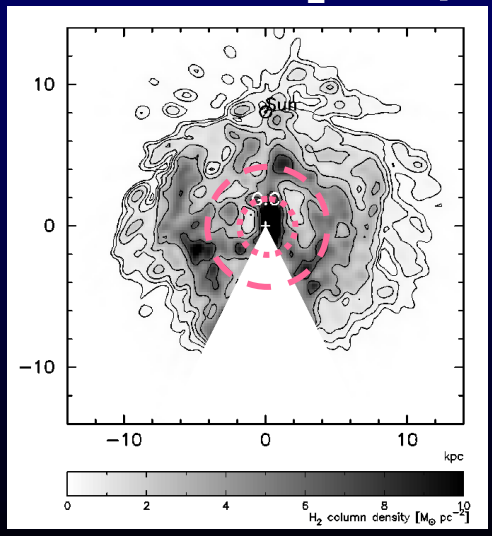
- HIガスは外縁部で豊富、中心部で少ない
- Outer arm,
  Perseus arm,
  Local (Orion) arm,
  Sagittarius-Carina arm,
  Crux armの一部
  が見られる

HI map



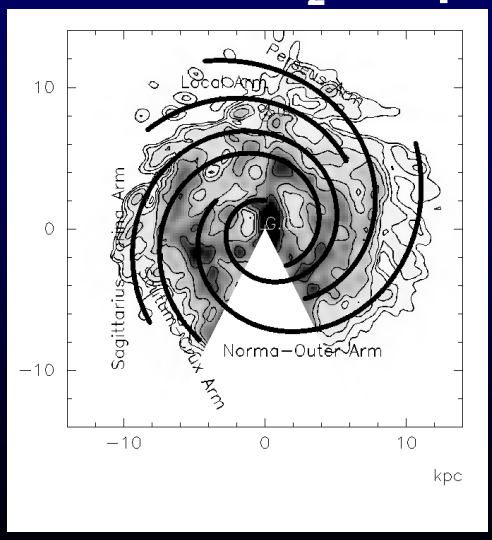
- HIガスは外縁部で豊富、中心部で少ない
- Outer arm,
  Perseus arm,
  Local (Orion) arm,
  Sagittarius-Carina arm,
  Crux armの一部
  が見られる
- HIガス分布は軸対象ではなく、偏長
  (Lopsided disk)

H_2 map



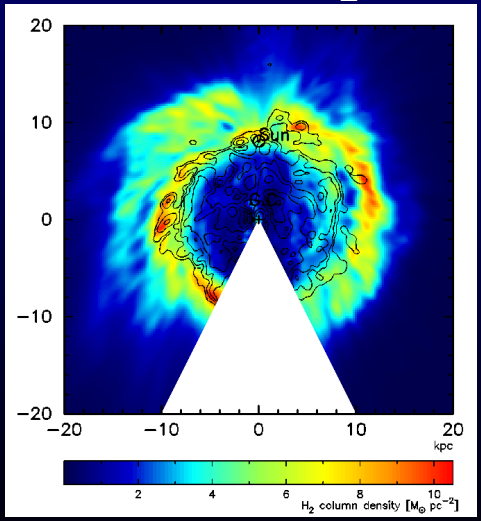
・第4象限は初めてのマップ化
・第1象限には4kpcリングが見られる
・分子ガスが銀河中心に集中

H_2 map



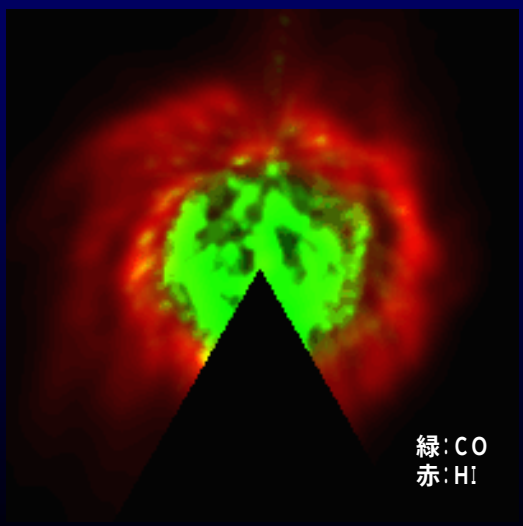
・第4象限は初めてのマップ化
・第1象限には4kpcリングが見られる
・分子ガスが銀河中心に集中
・ Norma-Outer arm, Perseus arm, Local (Orion) arm, Sagittarius-Carina arm, Scutum-Crux arm がトレースできる

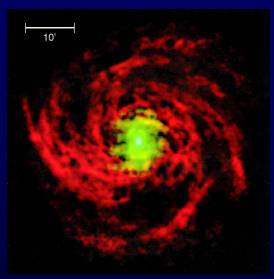
HI-H_2 map



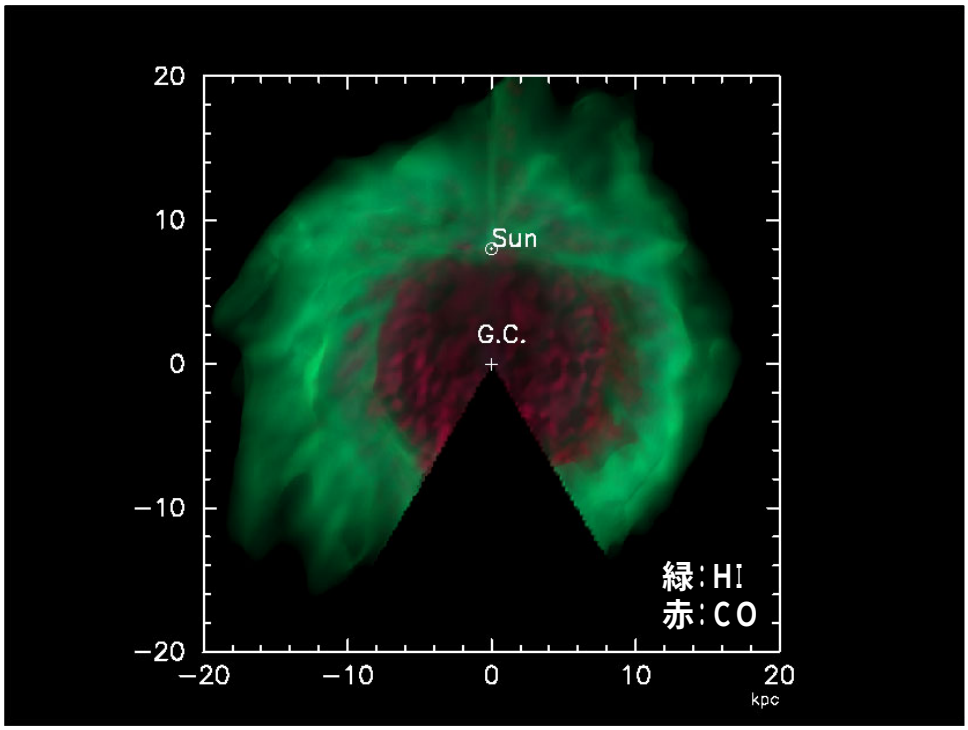
・分子ガスは銀河の中心付近で豊富
・HIガスは銀河の外側部分で豊富
・Outer arm, Perseus arm,
Carina armで 分子ガスとHIガスの腕が一致している

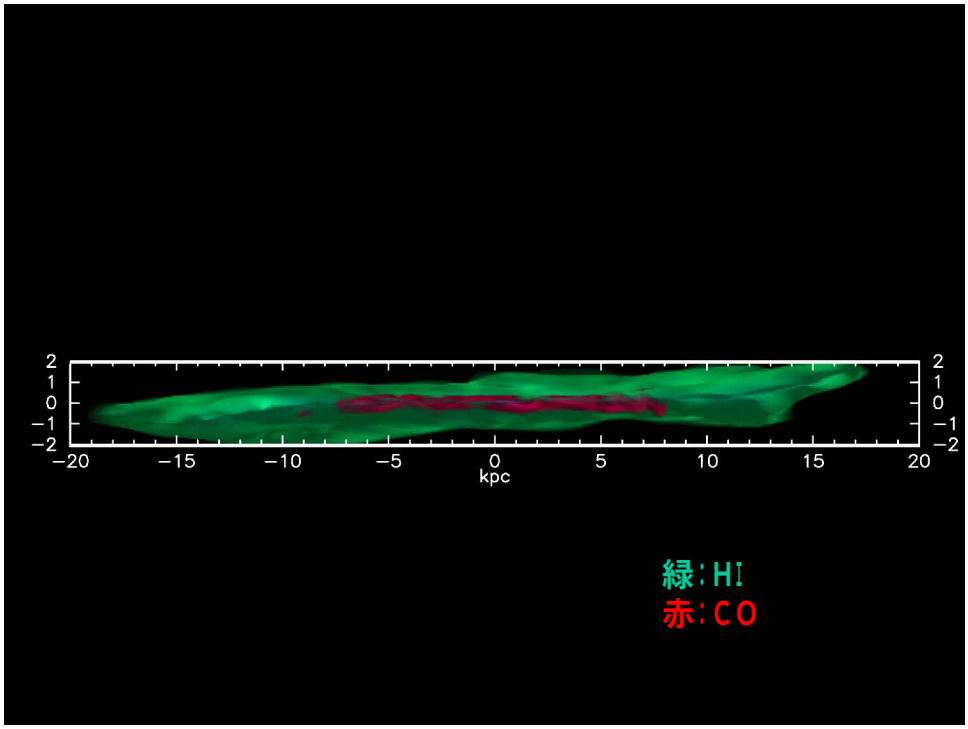
HI-H_2 map



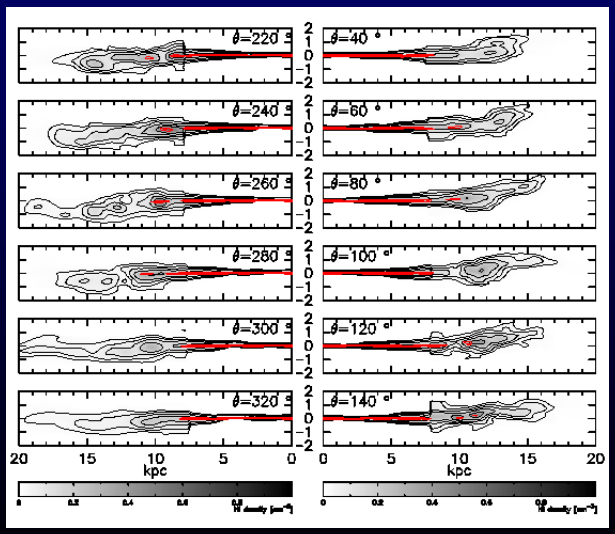


IC342のHI・CO
(Crosthwait et al. 2001)


20
10
0
−10
−20
−20
−10
0
10
20
kpc
Sun
G.C.
緑:HI
赤:CO

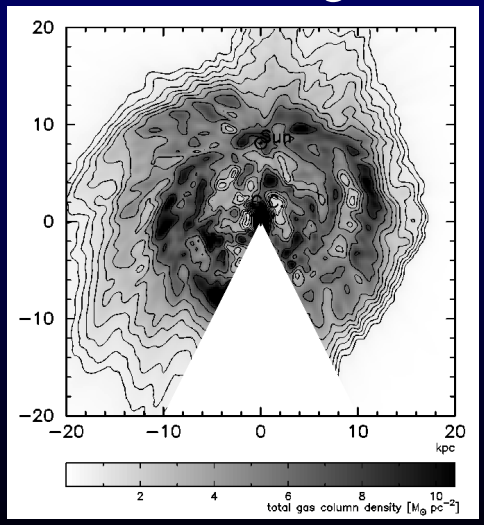

2
1
0
−1
−2
−20
−15
−10
−5
0
5
10
15
20
kpc
緑:HI
赤:CO

HI-H_2 map/断面図



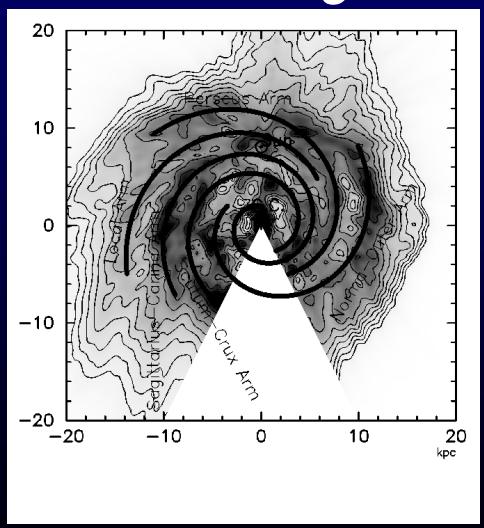
- HIガスが分子ガスを囲むように分布（あんぱん構造）
- HIガスは外側付近で大きく歪む（Warping）
- 分子ガスでもWarpingの兆候が見られる
- 銀河の内側部分でもz方向の揺らぎ（tilted disk）

Total gas map



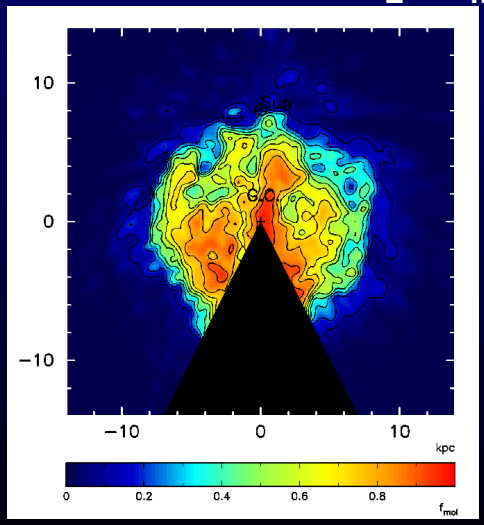
・HIガスと分子ガスの両方のマップが得られて
　初めて描くことが可能になった

Total gas map



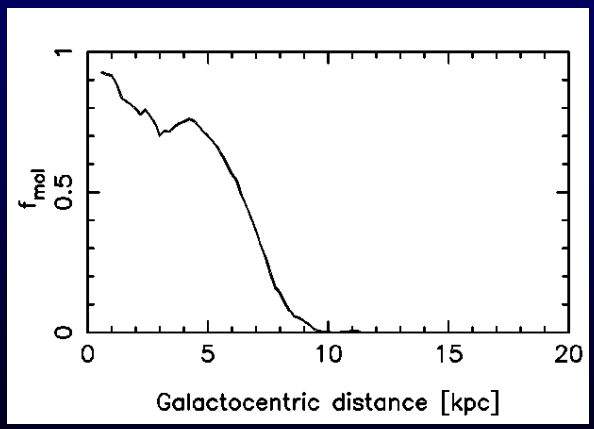
・HIガスと分子ガスの両方のマップが得られて
　初めて描くことが可能になった
・銀河系全体の渦巻き腕構造がトレースしやすくなった
・Norma armとOuter armはピッチアングルが約11度付近であると考えると同一の腕らしい

HI vs. H_2/ f_{mol}



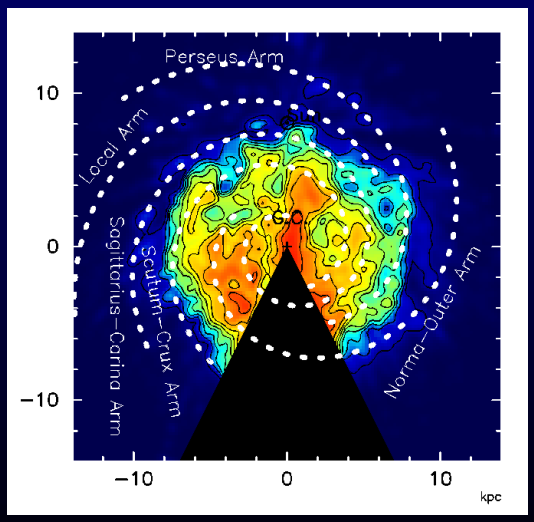
・分子ガス比
$f_{mol}=M_{H2}/(M_{H2}+M_{HI})$
と定義
・f_{mol}は密度P，金属量Z，紫外線強度（U）によって決定される
(Elemegreen, 1993)
P↑ ⇒ f_{mol} ↑
Z↑ ⇒ f_{mol} ↑
U↑ ⇒ f_{mol} ↓

f_{mol}の動径分布



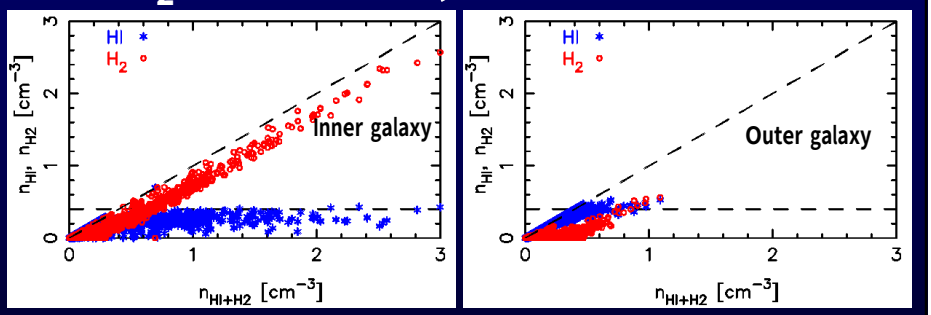
・銀河中心付近で
f_{mol}〜1
・銀河の外側で
f_{mol}〜0
・半径5－8kpc付近で急激に減少
(Molecular Front)

小さなスケールでのf_{mol}変化



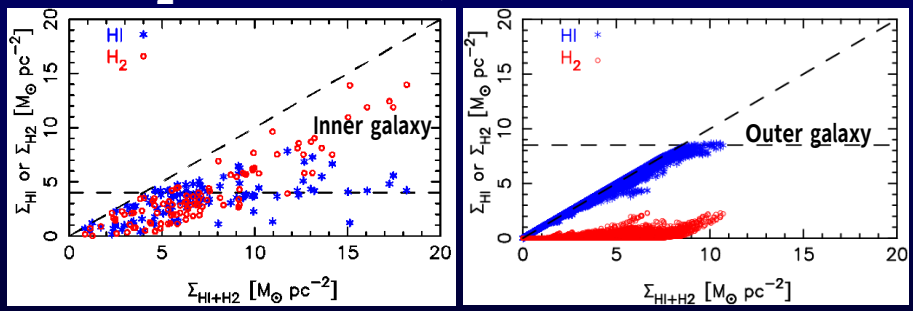
・f_{mol}は小さいスケールでも変化
・渦巻き腕上で変化が顕著
・渦巻き腕でHI－H_2の遷移が短時間で起こっている。
・変化の幅はパターン速度とガスの速度の差で決まり、10^6－10^7yr程度で変化していると考えられる。

HI・H_2 vs. 全ガス(体積密度の場合)



・全ガス密度が低い部分ではHIガスは破線に沿って増加
（HIガスが優勢）
・全ガス密度がある密度（0.4cm^{-3}）を超えると、HIガス密度は一定となり、分子ガスが線形に増加する。
→ HI飽和密度が存在
→ UVの減光が顕著になる密度か（400pcでN_{HI+H2}=5e+20cm^{-2}）

HI・H_2 vs. 全ガス(面積密度の場合)



・全ガスの面積密度とHI・H_2の面積密度の関係

・体積密度の場合と同様、面積密度の場合もHI飽和密度が存在

→ なぜ　同様の傾向が見られるのか？

柱密度でのHI飽和密度の解釈

・z方向のガス分布がSpitzer (1942)のモデルに従うと考える。

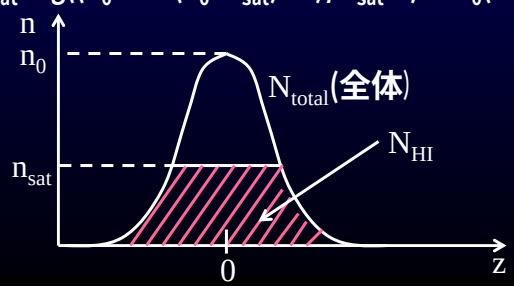
$n_{tot}(z) = n_0 \, \mathrm{sech}^2(z/h)$

・この時、HIの密度は

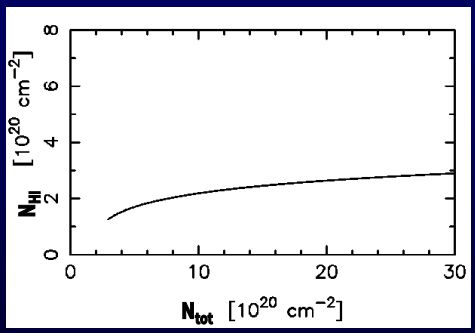
$n_{HI}(z) = \max(n_0 \, \mathrm{sech}^2(z/h) \, , \, n_{sat})$

・HIガス分布を－∞から+∞まで積分すると

$N_{HI} = 2h \, (n_{sat} \log((n_0^{0.5} + (n_0 - n_{sat})^{0.5})/n_{sat}^{0.5}) + n_0(1-(1-n_{sat}/n_0)^{0.5}))$



柱密度でのHI飽和密度の解釈

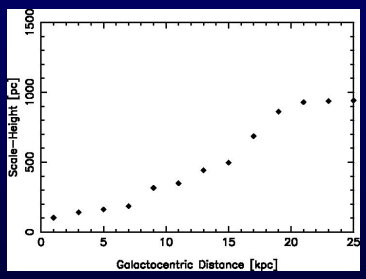


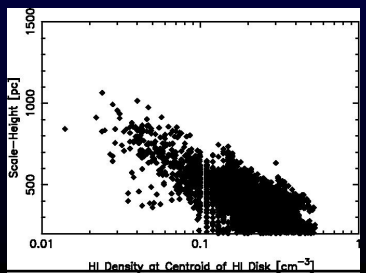
N_{total}の変化に対してN_{HI}の変化は小さい

→ 全ガスの面積密度が変化しても、HIガスの面積密度はほとんど変化しない

→ 体積密度で飽和密度が存在すると、面積密度でもHI飽和密度が見られる

Scale-height





・内側から外側に向かい厚みが増加する

・Armで薄くinter-armで暑いという傾向がある

重力では説明できなさそう

磁場やＳＮが原因か

まとめ

- 最新のHI・COサーベイデータと回転曲線を用いて天の川銀河の3次元HI・H_2分布マップを構築した
- 天の川銀河全体の渦巻き腕構造を明らかにした
  Norma armとOuter armは同一
- HI飽和密度が体積密度・面積密度、両方で見られることが明らかになった

銀河中心および反中心方向のアーム距離決定

dv/dl法

祖父江義明
東大理

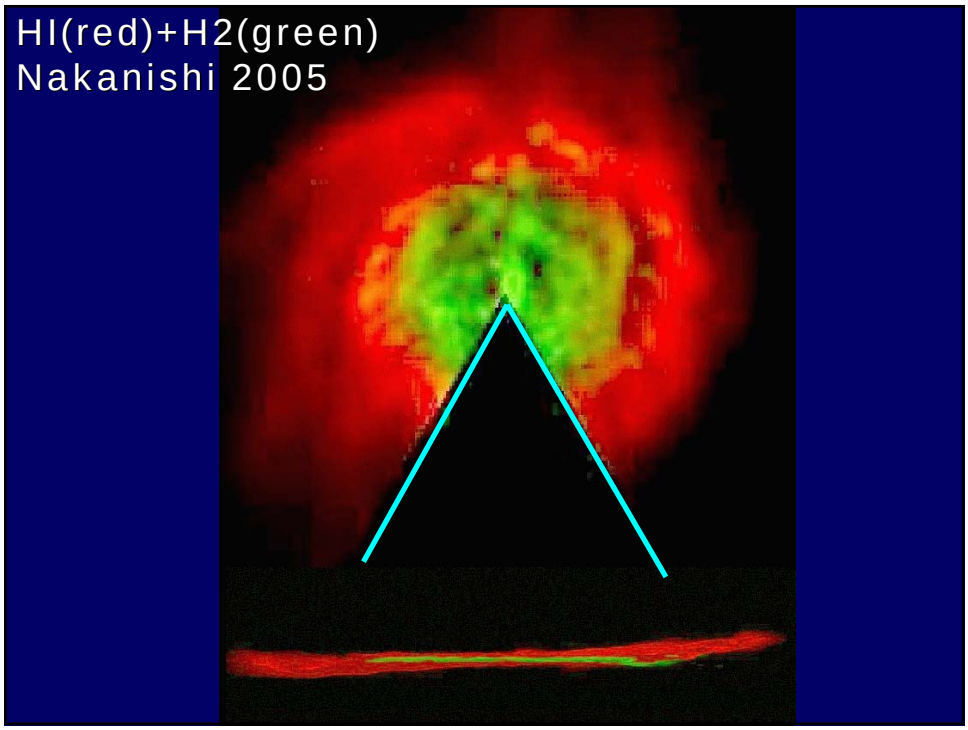
2006年2月21日

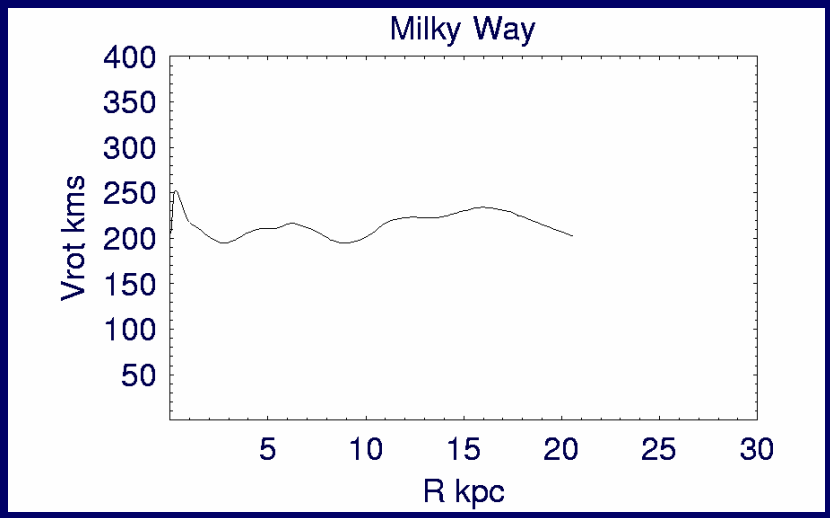
回転速度場から星間物質の分布を求める

V→R法

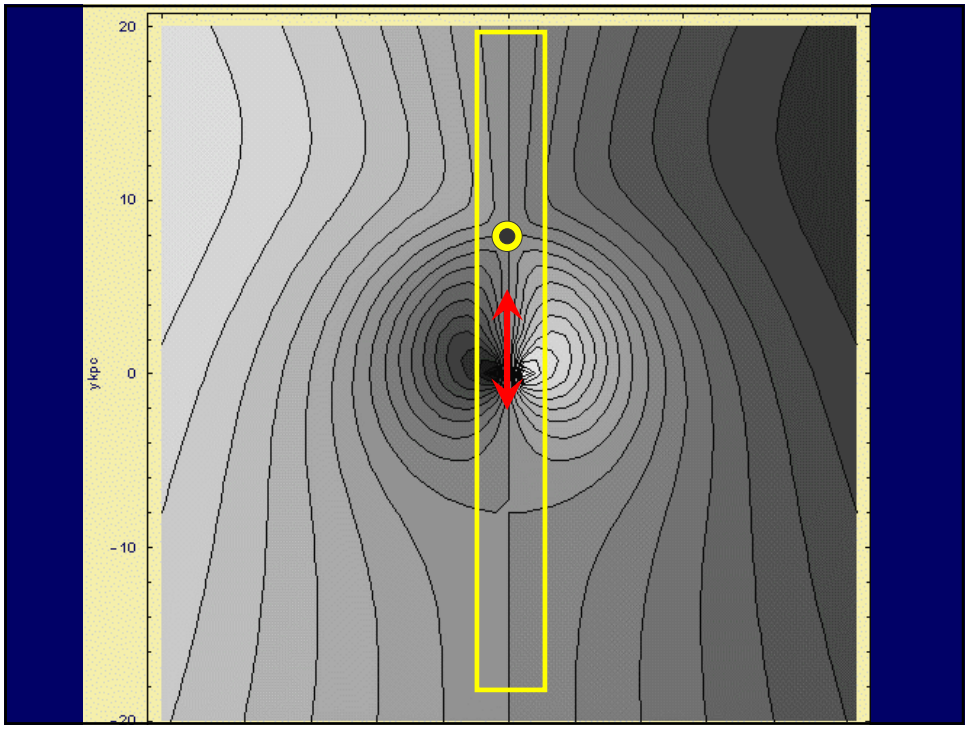
Velo-to-Space Transform

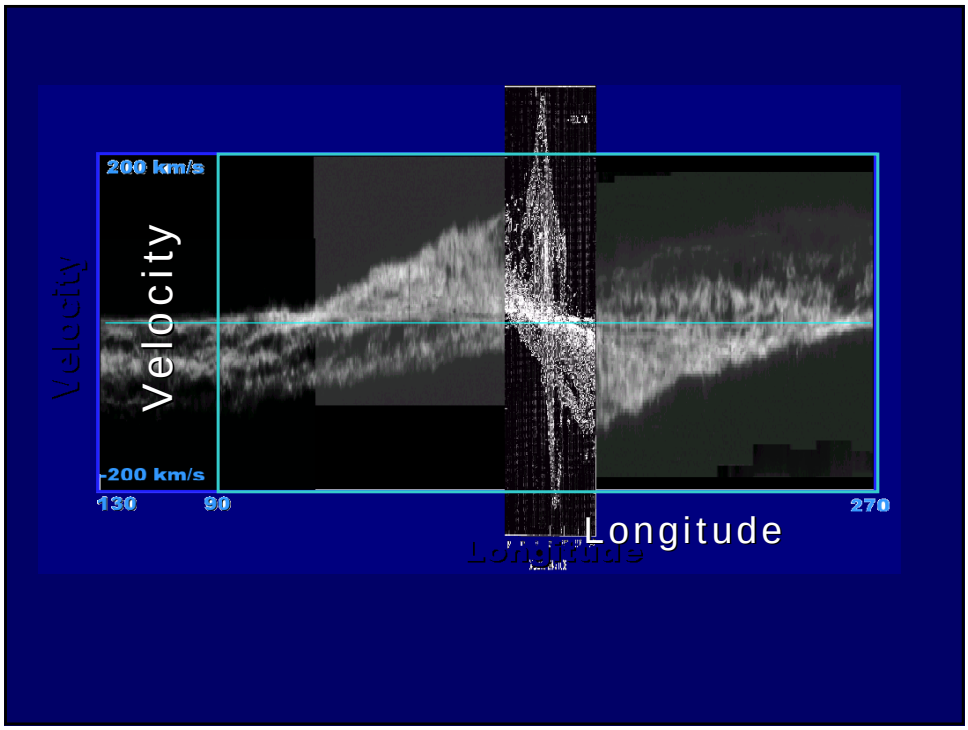
GCー太陽間で
測度＝0に縮退して
距離不確定





$$v = R_0(\omega - \omega_0)\sin\ l = \left\{\frac{R_0}{R}V - V_0\right\}\sin\ l,$$


20
10
0
-10
-20
y/kpc


200 km/s
Velocity
-200 km/s
130
90
270
Longitude

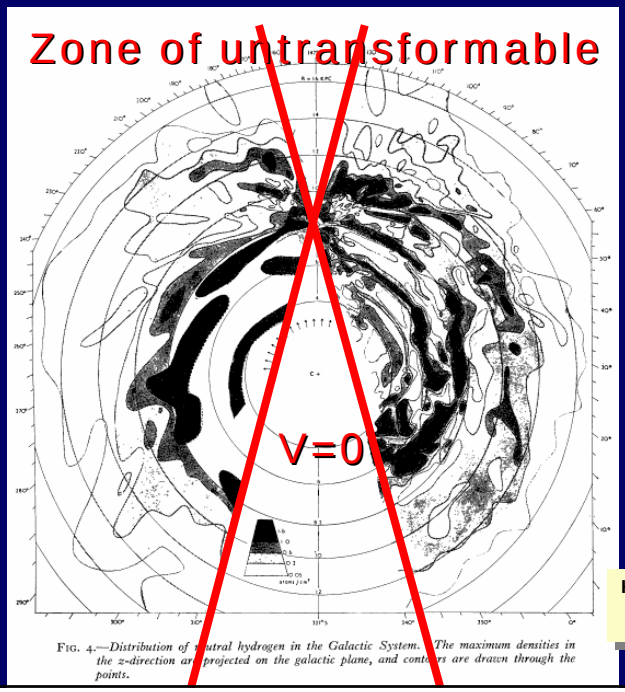
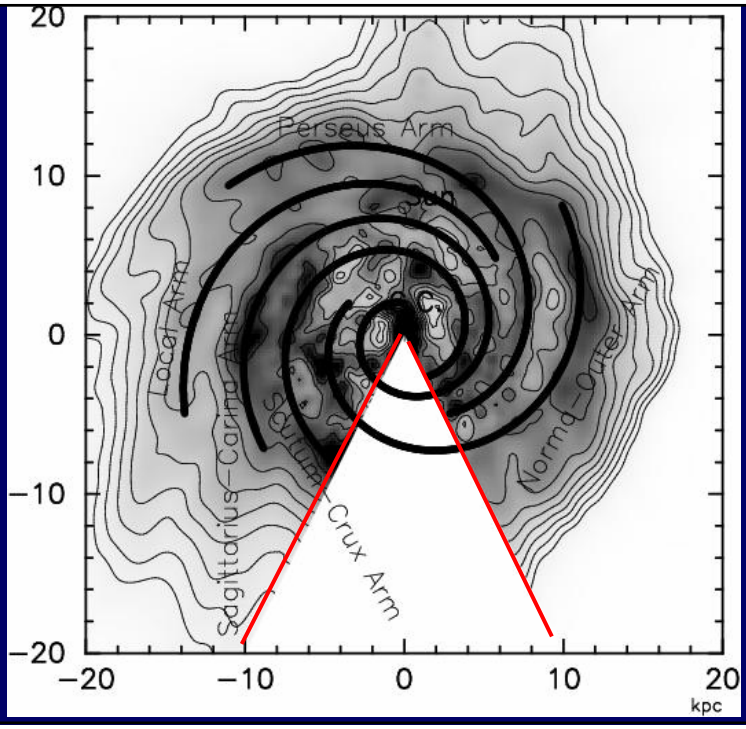


FIG. 4.—Distribution of neutral hydrogen in the Galactic System. The maximum densities in the z-direction are projected on the galactic plane, and contours are drawn through the points.

HI Face-on View of the Galaxy

Oort, Kerr et al 1958

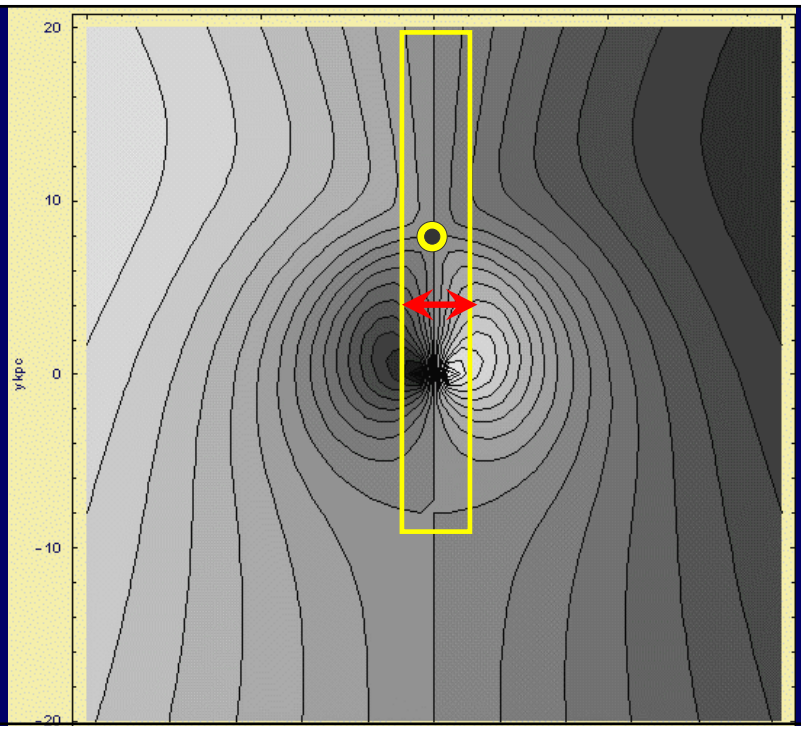


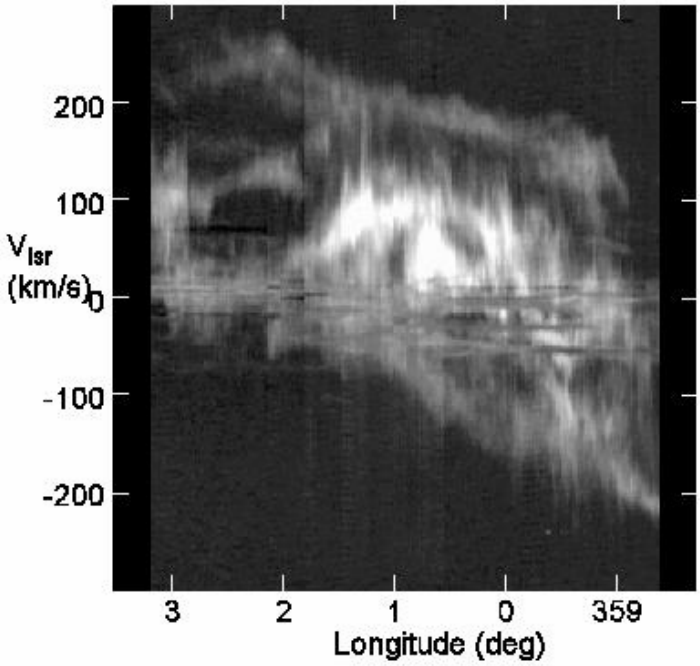
dv/dl 法

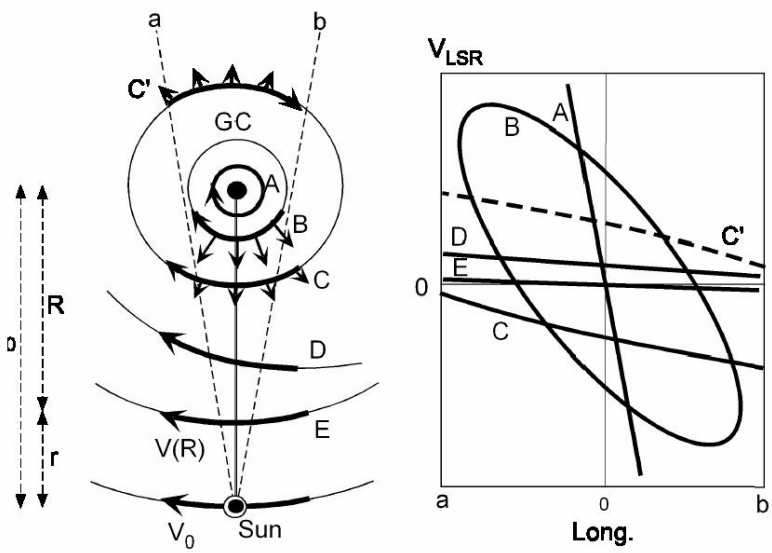
New !

GC－太陽間で距離決定

ただしArm (ridge)のみ




200
100
V_{lsr}
(km/s)
0
-100
-200
3
2
1
0
359
Longitude (deg)


a
b
C'
GC
A
B
C
D
E
R
r
V(R)
V_0
Sun
V_{LSR}
A
B
C'
D
E
0
C
a
0
b
Long.

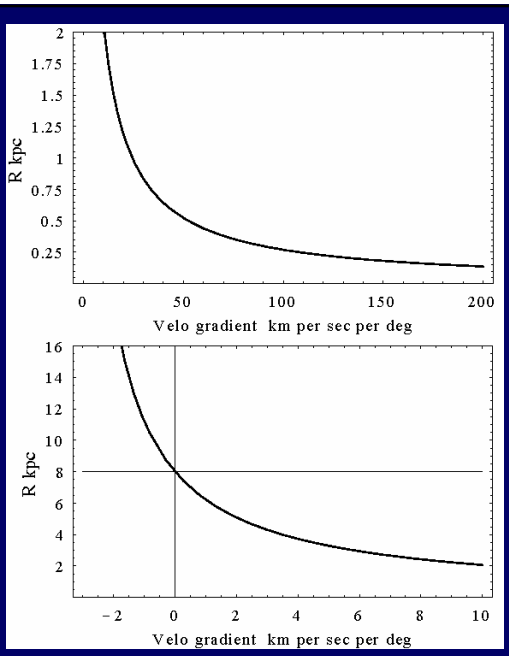
$$v = R_0(\omega - \omega_0)\sin\ l = \left\{\frac{R_0}{R}V - V_0\right\}\sin\ l,$$

$$\frac{dv}{dl} = \frac{R_0}{R}(V\ \cos\ l + 2Ar\ \tan\ p\ \sin\ l) - V_0\ \cos\ l,$$

$$R = R_0\left(V_0\cos\ l + \frac{dv}{dl}\right)^{-1}(V\ \cos\ l - 2Ar\ \tan\ p\ \sin\ l).$$

$$\boxed{R = R_0\frac{V}{V_0}\left(1 \pm \frac{1}{V_0}\frac{dv}{dl}\right)^{-1},}$$

Approximate
R for V=V0

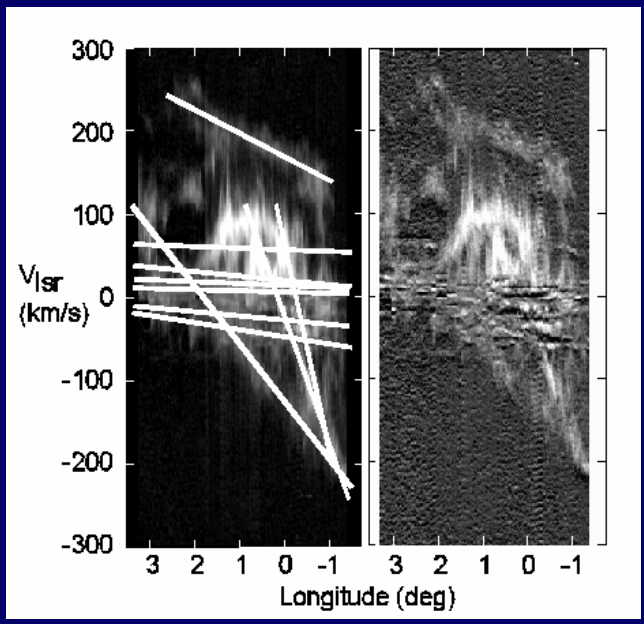


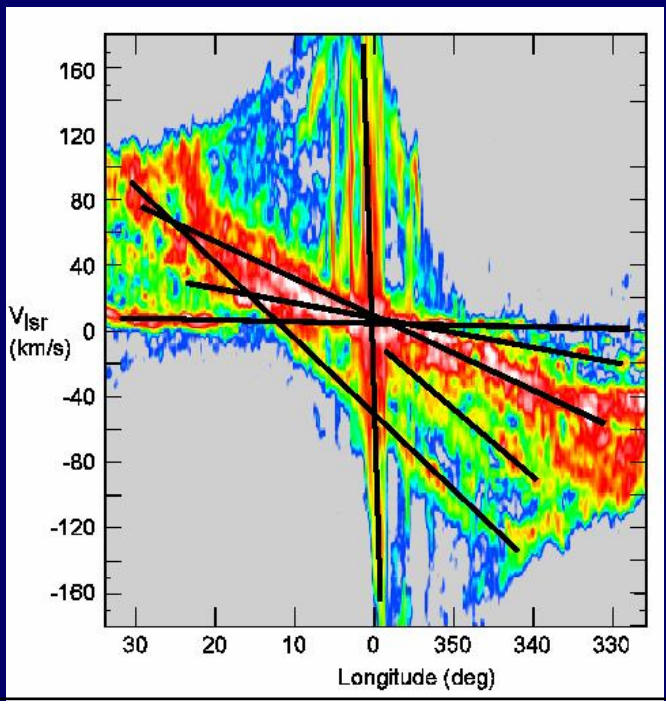
dv/dl

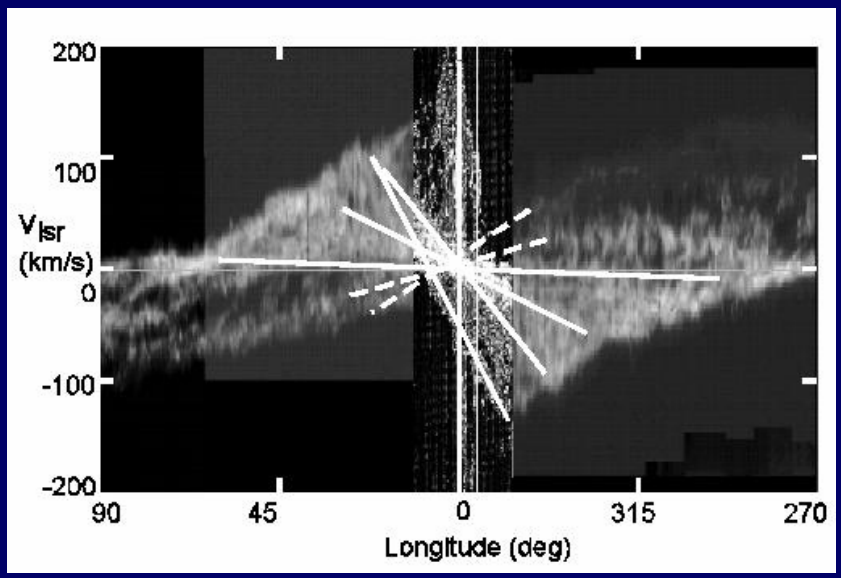
Contributions to dv/dl by

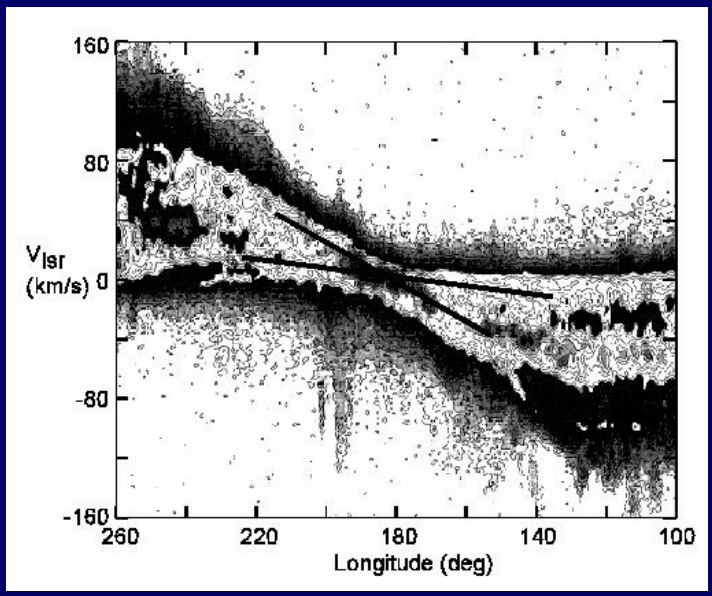
Non-circular motion
Streaming motion
Expanding motion
Contraction
Random motion of clouds

are << |dv/dl | by circular rotation


300
200
100
0
-100
-200
-300
V_{lsr}
(km/s)
3 2 1 0 -1
3 2 1 0 -1
Longitude (deg)


160
120
80
40
0
-40
-80
-120
-160
V_{lsr}
(km/s)
30 20 10 0 350 340 330
Longitude (deg)

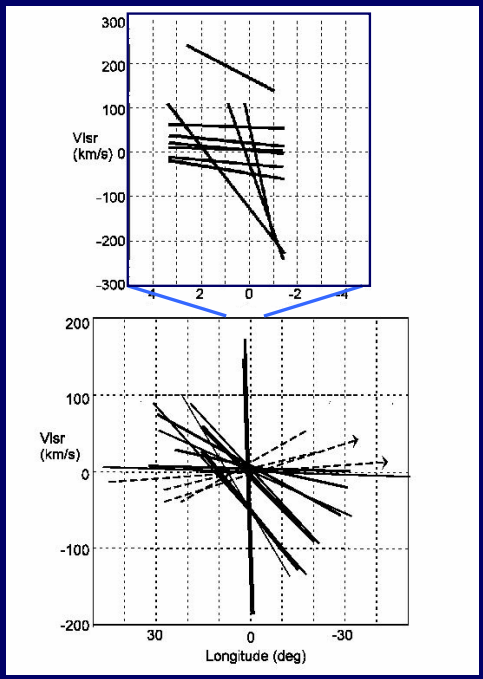

200
100
V_{lsr}
(km/s)
0
-100
-200
90
45
0
315
270
Longitude (deg)


160
80
V_{lsr}
(km/s)
0
-80
-160
260
220
180
140
100
Longitude (deg)

LV Slope

dv/dl

[km/s/degree]



$$R = R_0 \frac{V}{V_0} \left(1 \pm \frac{1}{V_0} \frac{dv}{dl}\right)^{-1},$$

$$R = R_0 \left(\frac{V}{200\text{km s}^{-1}}\right) \left(1 \pm 0.286 \frac{dv}{dl^\circ}\right)^{-1} \text{[kpc]},$$

Iteration:

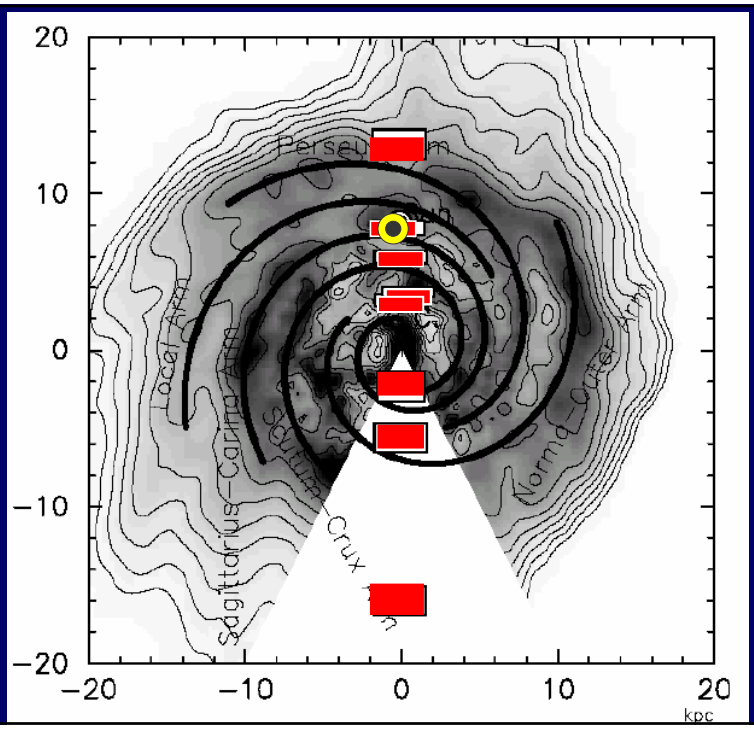
$V=V_0$, R, V=V(R), R, V=V(R), …., R (final)

Iteration result

dv/dl° (km s^{-1} deg^{-1})	radial velocity (km s^{-1})	R (kpc)	Iterated R_i (kpc)	$r = 8.0 - R$ (kpc)
CO LV ridges in figure 6a				
1.4	6.5	5.7	$R_4 = 6.5$	2.5
2.1	15	5.0	$R_4 = 5.6$	2.4
5.1	21	3.3	$R_2 = 3.3$	4.7
4.9	-27	3.3	$R_2 = 3.3$	4.7
8.6	47	2.3	$R_2 = 2.3$	5.7
2.0	57	5.1	$R_3 = 5.7$	2.3
152	-30	0.18	$R_4 = 0.28$	7.72
250	60	0.11	$R_5 = 0.15$	7.85
71	-131	0.37	$R_4 = 0.54$	7.46
2.8	170	0.89	$R_4 = 0.26$	7.74
CO and HI LV ridges in figure 6b				
0.10	4.6	7.8	$R_1 = 7.8$	0.2
0.12	0.7	7.7	$R_1 = 7.7$	0.3
0.89	7.5	6.4	$R_6 = 7.1$	0.9
1.82	1.2	5.3	$R_6 = 6.1$	1.9
2.23	8.4	4.9	$R_3 = 5.4$	2.6
4.1	-5.1	3.7	$R_5 = 3.9$	4.1
4.4	4.0	3.5	$R_4 = 3.6$	4.4
4.6	-52	3.5	$R_2 = 3.5$	4.5
4.9	-50	3.3	$R_4 = 3.2$	4.8
6.8	-49	2.7	$R_2 = 2.6$	5.7
-1.1	4.8	11.7	$R_8 = 16$	8
-2.31	13.0	23.6	$R_3 = 24$	8
-0.28	0.4	8.7	$R_3 = 8.4$	0.6
-0.88	8.3	10.7	$R_4 = 13.2$	2.8

Arm identification

Radial velocity (km s^{-1})	Iterated R_i (kpc)	Arm identification[†]
-30	0.28	GC molecular ring: Arm I (Sofue 1995a)
60	0.15	GC molecular ring: Arm II
-131	0.54	GC expanding ring
170	0.26	
-52	3.5	3-kpc Expanding ring
-50	3.2	
-49	2.6	
-27	3.3	
-45 ± 12	3.1 ± 0.4	
47	2.3	Expanding Ring beyond GC
57	5.7	
-5.1	3.9	4-kpc molecular ring
4.0	3.6	
21	3.3	
6.6 ± 13	3.6 ± 0.3	
8.4	5.4	Scutum-Crux arm
1.2	6.1	
6.5	6.5	
15	5.6	
7.8 ± 5.6	5.9 ± 0.5	
7.5	7.1	Sgr-Carina/Local arm
0.7	7.7	
4.6	7.8	
0.4	8.4	
3.3 ± 3.4	7.75 ± 0.5	
8.3	13	Perseus arm
4.8	16	Outer arm beyond GC
13.0	24	Outermost arm beyond GC



Discrepancy between known arms and Present arm positions is due to different RCs

この論文の評価Referee's comment

It's debatable whether this paper is orthy of publication since the transformation of Galactic rings into LV lines has been common knowledge among galactic astronomers for decades and much more general model fits of spiral loops in CO and HI LV diagrams have been carried out by many researchers over the past fifty years. The fitting in the present paper can be considered rather myopic in the sense that it fits only small sections of arms toward the center and anti-center.

Still, since I know of no other study that discusses specifically the use of stripe slopes as distance indicators in directions commonly considered to be the most difficult for distance determination, I recommend publication after the discussion of the various effects that can modify the slope of a stripe is made more rigorous.

2006年2月21日　銀河系研究会@NAOJ

銀河円盤ガス構造の統計的性質

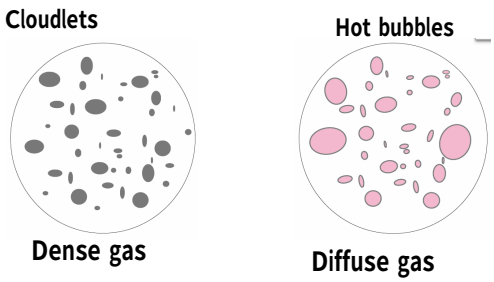
和田 桂一
国立天文台理論研究部

星形成領域を含むような星間ガスの大局構造の基本的性質は？

大局的星形成率 (e.g. Schmidt**則)は何で決まっているのか？**

実験的に調べてみた。

ISM in galactic disks



Universal? PDF of the ISM in galaxies

Log-Normal part: Highly inhomogeneous.
Higher density gases occupy smaller volumes.
Structures of dense gases are not independent of lower density gases.

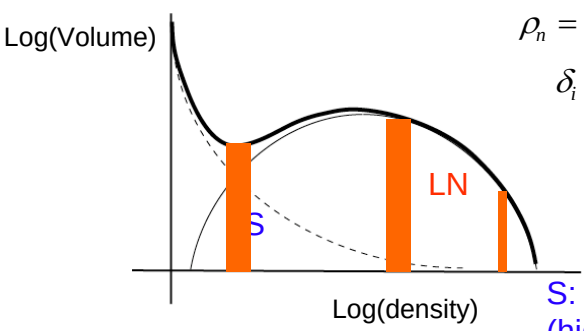
$$\rho_i = \delta_{i-1}\rho_{i-1}$$

$$\rho_n = \delta_n \delta_{n-1} \ldots \delta_0 \rho_0$$

δ_i :independent events

$$\ln(\rho_n) \to N(\mu, \sigma^2)$$
$$n \to \infty$$

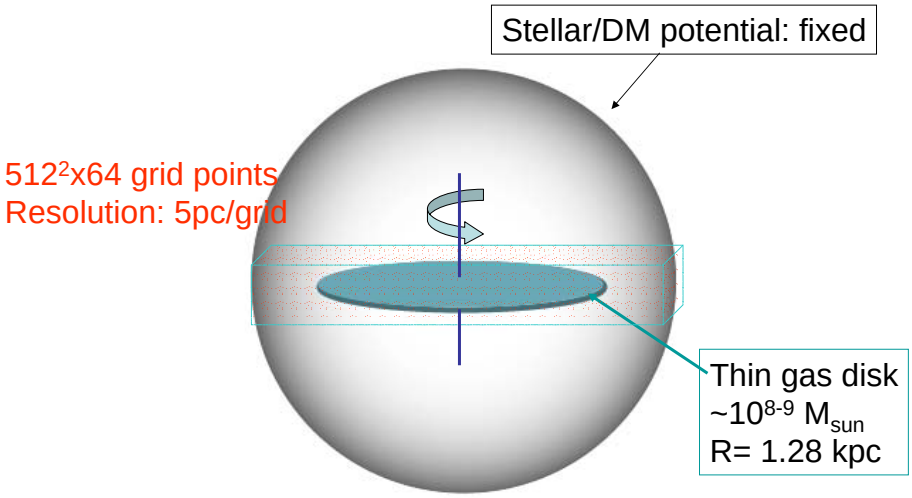
Central limit theorem



S: Smoothed part
(high-z gas dominated)

Globally stable disk ⟶ PDF does not evolve

3-D Hydrodynamics of a gas disk in a spherical galactic potential



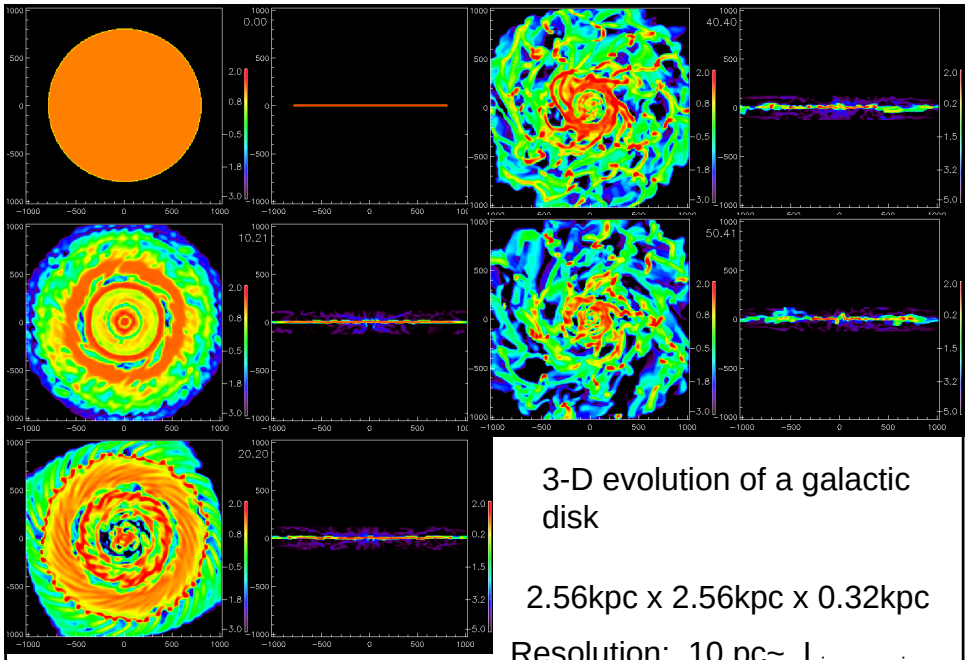
Evolution/Structure of a galactic gas disk -- 3-D Hydrodynamic Modeling --

Initial conditions and input physics:

- Rotationally supported, uniform disk in a fixed spherical potential (bulge + supermassive BH)
- Self-gravity of the gas
- A cooling function ($10<T< 10^8$ K) is assumed.
- Heating sources: uniform UV
  - No Stellar energy feedback

Methods: AUSM w/ uniform grid+ Poisson eq. Solver(FFT)
CPU time: ~ 10-200 hours/run
on Fujitsu VPP5000 32 PEs (0.3 TF) in NAOJ

Wada & Norman (2001,2003), Wada (2001), Wada, Meurer, Norman(2002)

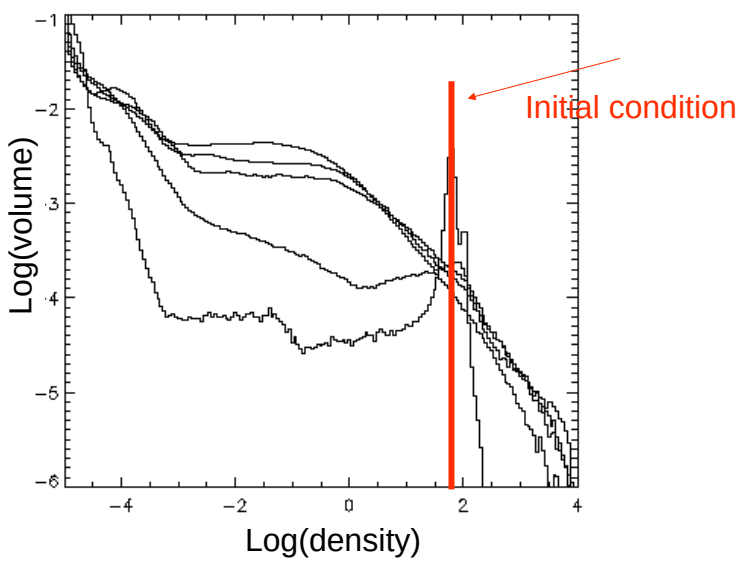


3-D evolution of a galactic disk

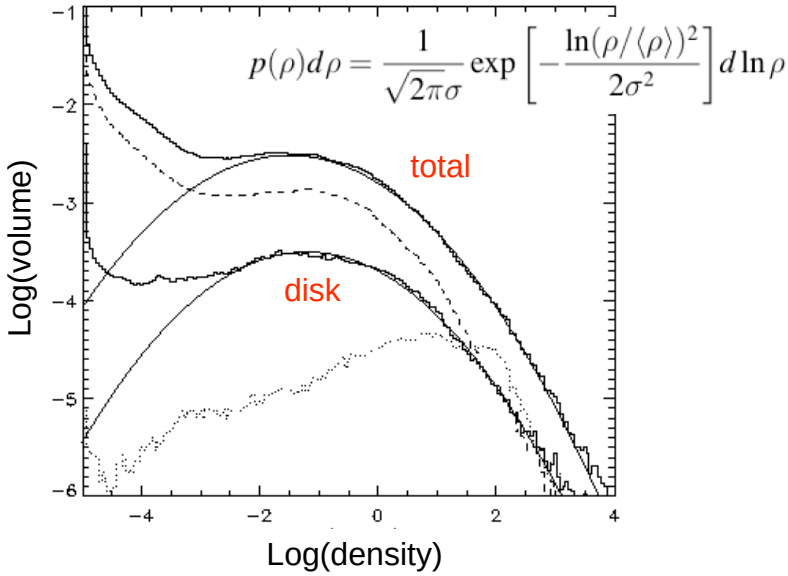
2.56kpc x 2.56kpc x 0.32kpc

Resolution: 10 pc~ $L_{jeans,\ min}$

Evolution of PDF in 3-D galactic disk



Volume-weighted density PDF in a steady-state



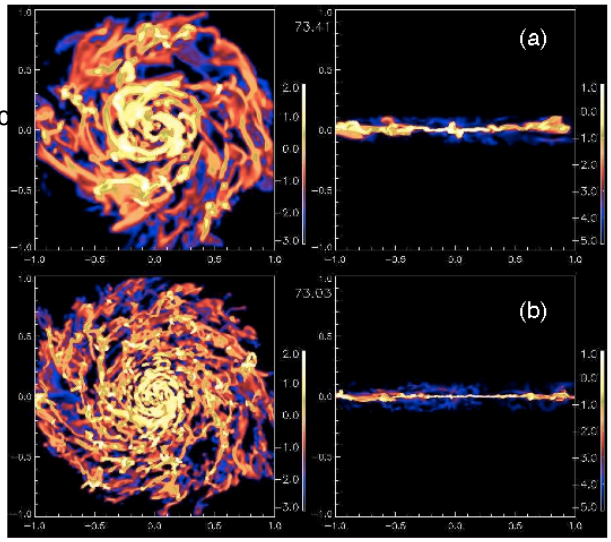
Resolution dependence

256x256x32

Δ =10pc

512x512x64

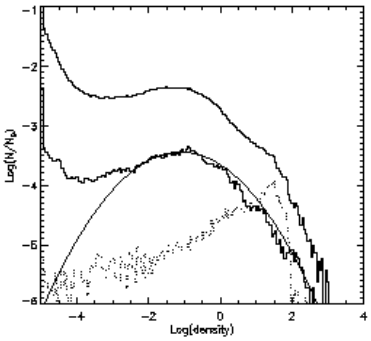
Δ =5pc



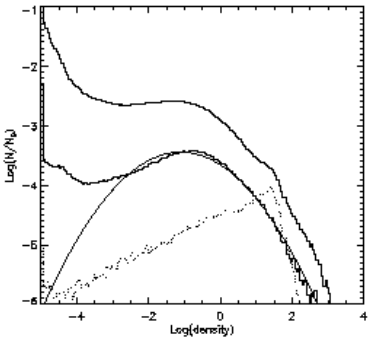
T_{min} ~ 140 K (density/10M_{sun} pc^{-3})(**Δ**/10pc)^2

Density PDF in a 3-D galactic disk

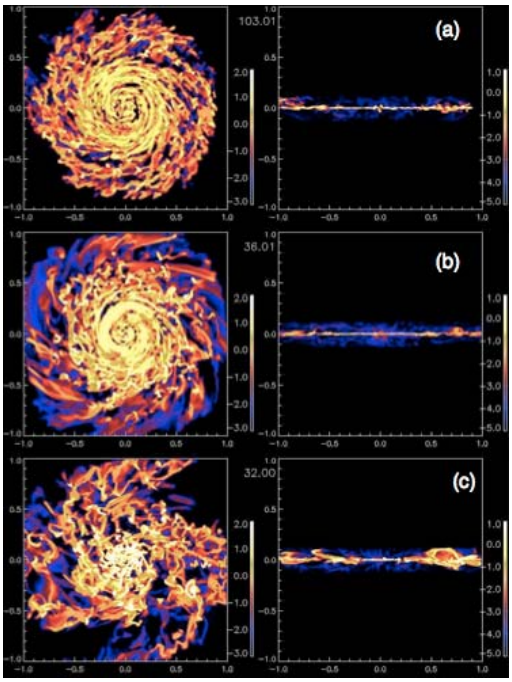
resolution =10pc



resolution =5pc



Dependence of total gas mass

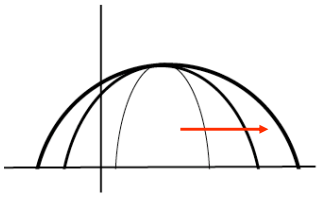


Less massive

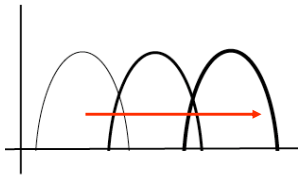
massive

How is the dispersion in LN-PDF determined?

- Suppose LN-PDF, PDF could respond for increasing total gas mass as follows:



(1) Reference density is const., & dispersion increases.

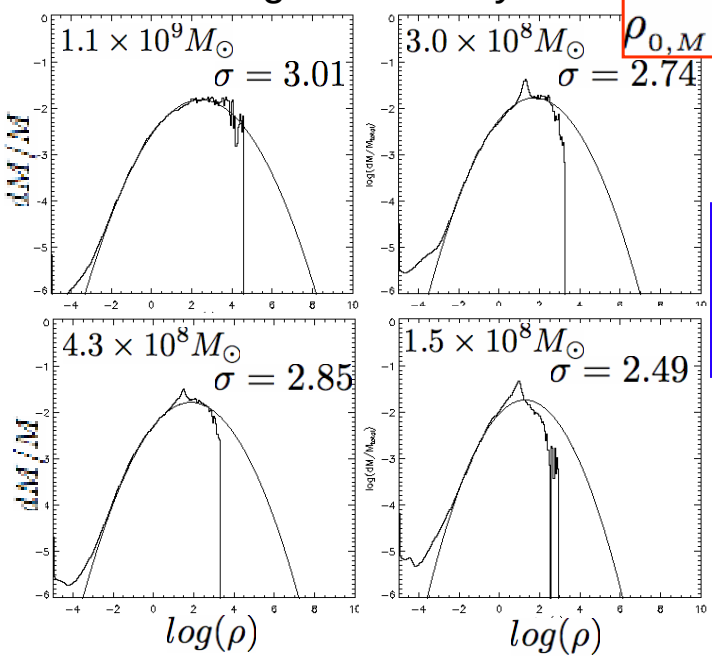


(2) Dispersion is the same, & Reference density increases.

Mass-weighted density PDF

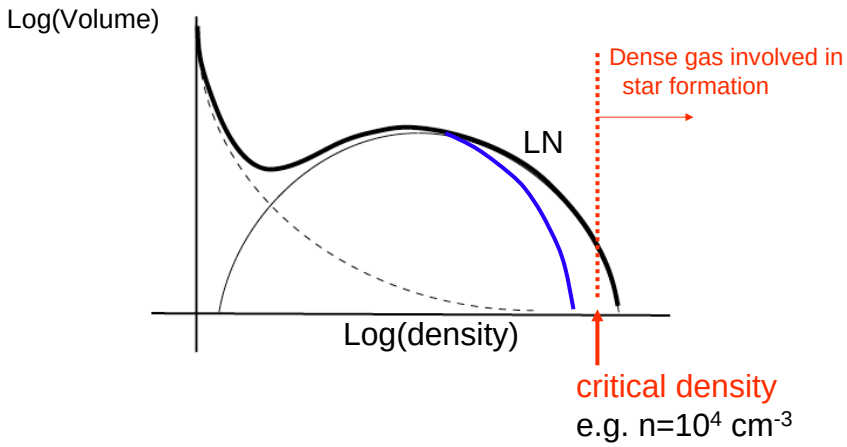
For LN-PDF

$$\rho_{0,M} = \rho_{0,V} e^{\sigma^2}$$



In more massive disks, the LN-dispersion is larger.

PDF & star formation



Whether the system is stable/unstable is independent of the local star formation.

SFR in the ISM characterized by LN-PDF

$$SFR = \epsilon_c (G\rho_c)^{1/2} f_c M_g(\sigma)$$

efficiency

Gas mass involving LN pdf

$$p(\rho)d\rho = \frac{1}{\sqrt{2\pi}\sigma} \exp\left[-\frac{\ln(\rho/\langle\rho\rangle)^2}{2\sigma^2}\right] d\ln\rho,$$

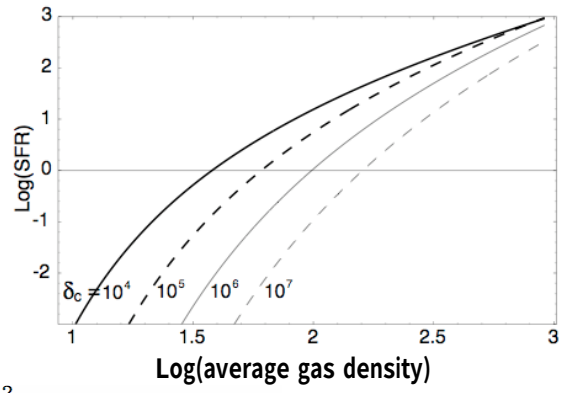
Fraction of gas denser than a critical density:

$$f_c(\delta_c) = \frac{\int_{\ln\delta_c}^{\infty} \delta \exp\left[-\frac{(\ln\delta)^2}{2\sigma^2}\right] d(\ln\delta)}{\int_{-\infty}^{\infty} \delta \exp\left[-\frac{(\ln\delta)^2}{2\sigma^2}\right] d(\ln\delta)}, \qquad \delta_c \equiv \rho_c/\rho_0$$

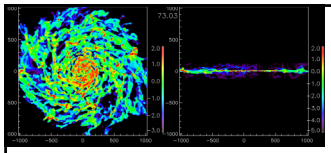
$$= \frac{1}{2}[1 - \mathrm{Erf}[z(\delta_c)]] \qquad z(\delta_c) \equiv \frac{\ln\delta_c - \sigma^2/2}{\sqrt{2}\sigma}$$

SFR as a function of average gas density based on the LN-pdf model

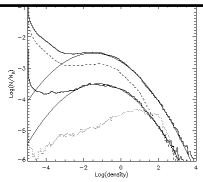
- Higher SFR for lower critical density
- For higher critical density, SF is more sensitive for increasing gas mass



$$\rho/\rho_i = \xi e^{\frac{\sigma^2}{2}}(1 + Erf[\sigma/\sqrt{2}])$$



まとめと課題



- kpcスケールでのISM密度の統計的構造
  - Log-Normal PDFで記述できる (物理の詳細によらない。非線形であればよい。 例 SNe)
    - 高密度分子ガスの統計構造は低密度ガスと関係している
    - 大局的星形成率はISMの全体構造とcritical densityが決めている
    - 星形成と銀河円盤の安定性はあまり関係ない
  - Dispersion ⇒ total gas massの関数
- Universal？ Robust？
  - 銀河形成時の星形成率の決定
  - Schmidt則に代わりうるかもしれない (e.g. 銀河形成シミュレーション、sub-grid physics)
- Starburst mode は存在するのか？ 観測的検証

2006 銀河系研究会(国立天文台三鷹)

銀河系最外縁における星間物質と星生成

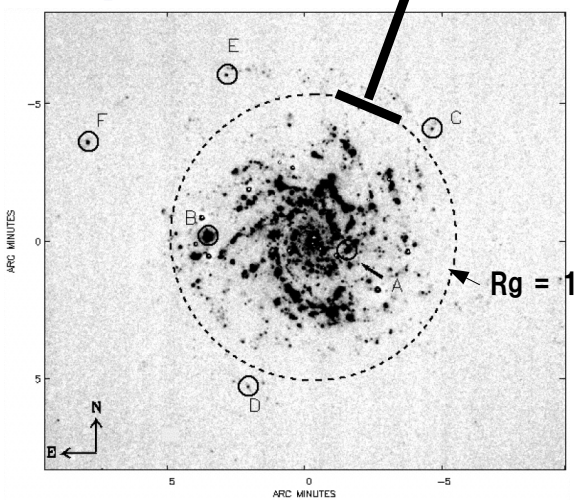
東大天文センター
小林 尚人
安井 千香子

共同研究者
斎藤正雄 (ALMA:国立天文台)、Alan Tokunaga(ハワイ大学)

内容

1. 銀河系最外縁部 現在の理解
2. Extreme Outer Galaxy Rg>18kpc
   研究の意義 3つ
3. Digel Cloud2 best example として
4. SNR起源の星生成について how important?
5. 今後の展望

1. 銀河系最外縁部
系外銀河で見ると

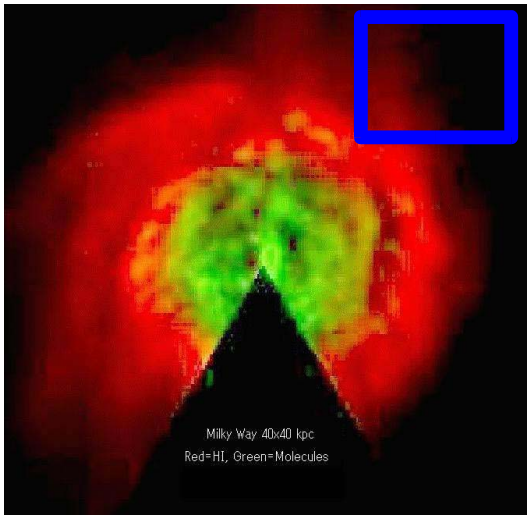


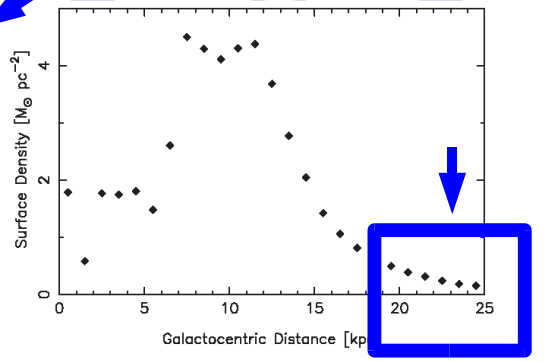
NGC628 in Hα
Ferguson et al. 1998

- 星の分布の限界 Rg ~18-20 kpc

Digel et al. 1984 and references therein

1. 銀河系最外縁部
銀河系外縁部の環境





n < 0.01 cm^{-3}

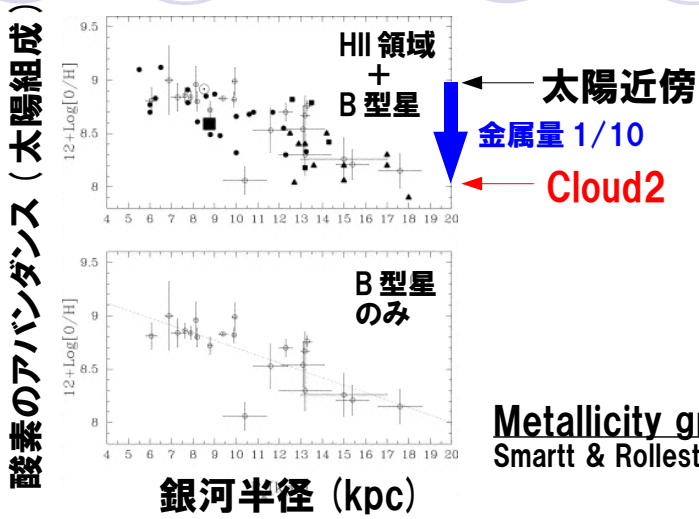
HI distribution
Nakanishi & Sofue
2003

- 低密度、渦状腕による擾乱小(or なし)

この点では"始源的"環境

1. 銀河系最外縁部

銀河系外縁部の金属量



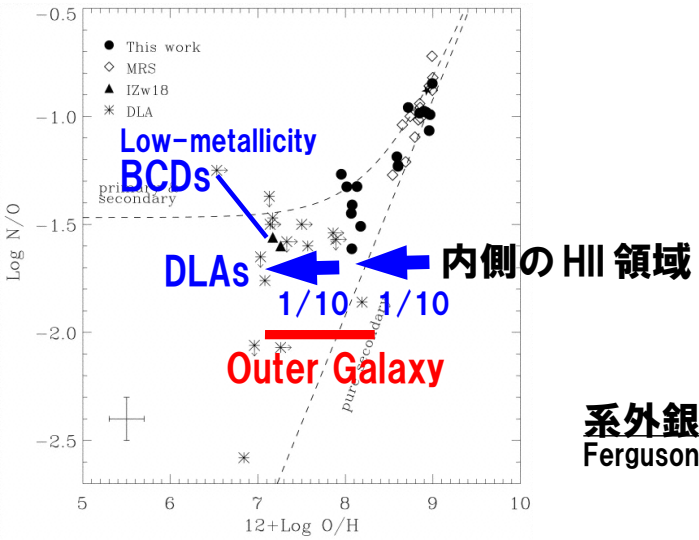
Metallicity gradient
Smartt & Rollestron 1997

- Rg > 18 kpc は、金属量が 1/10 solar

LMC/SMC など近傍 dIrr と同程度かそれ以下

1. 銀河系最外縁部

系外銀河との金属量の比較



系外銀河の金属量
Ferguson et al. 1998

- より銀河形成期の環境に近い？？

「thick disk 形成期（+halo 形成期）」の環境をシミュレートか

1. 銀河系最外縁部

最近の10年の進歩

■B 型星による分光距離の測定

- Smartt & Rolleston 1997 に集約

■電波・赤外線による星生成領域の探査

- IRAS ベース Wouterloot et al. 1990 etc.
- Extreme Outer Galaxy Rg>18kpc の分子雲（Digel Clouds）の探査

  Kobayashi and Tokunaga 2000（continued）
- 単発的な発見 e.g., Santos et al. 2000
- Outer arm 付近 15<Rg<18kpc の探査

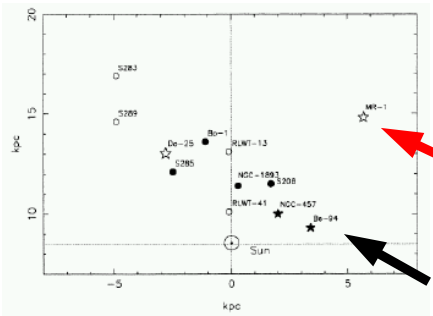
  現在もっとも comprehensive

  北天 Snell et al. 2002 DRAO（HI）+ FCRAO（CO）, IRAS+2MASS（K<15）

  南天 Nakagawa et al. 2005 Nanten（CO）

1. 銀河系最外縁部

B 型星の分布



B 型星の分布
Smartt et al. 1996

Outer arm?
（D > 10 kpc）

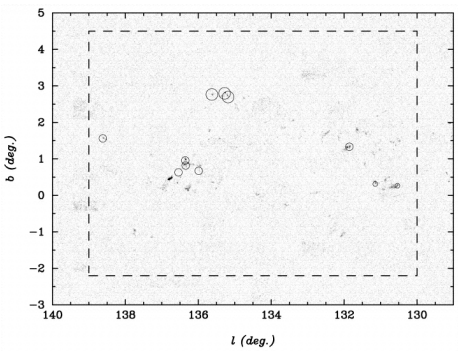
Perseus arm
（D ~ few kpc）

- 現時点でもっとも確かな距離測定

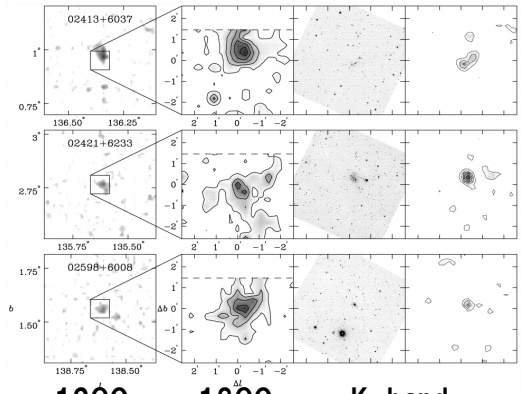
  ただし、20% 程度の統計誤差

  （星のモデルによるシステマティックな誤差はもっと大きい）

1. 銀河系最外縁部
系統的な星生成領域探査 電波ベース(北天)



FCRAO CO(1-0)

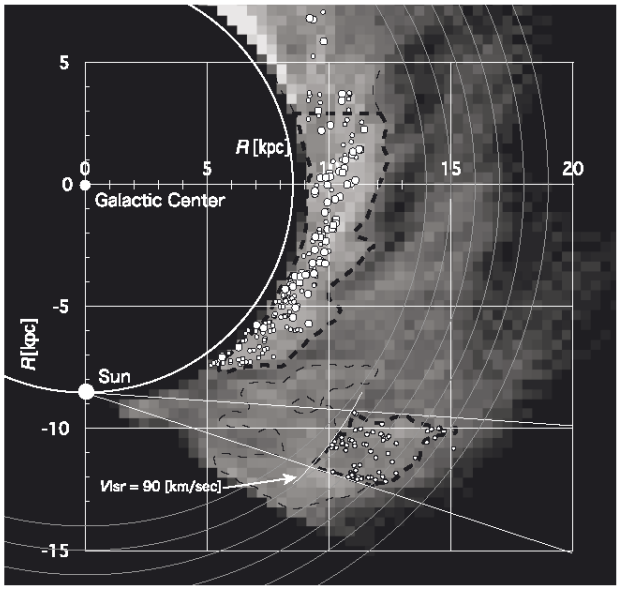


12CO 13CO K-band

星生成領域探査
Snell et al. 2002

- Outer arm 付近 (15<Rg<18kpc) では
  分子雲からの星生成効率は通常 (~10%)
- 分子雲自体の生成効率が悪いだけ

1. 銀河系最外縁部
系統的な分子雲探査 電波ベース(南天)



南天の外縁部分子雲探査
Nakagawa et al. 2005

- 低金属量下の分子雲のパラメータ

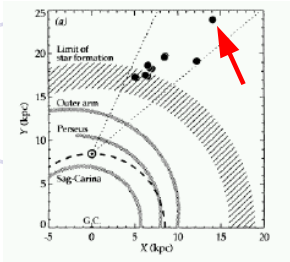
2.Extreme Outer Galaxy (Rg>18Kpc) 研究の意義

■ Thin disk の外側の構造への知見
- Outer arm 以遠

■ 星生成研究の理想的実験場
- Weak (or No?) perturbation from spiral arms
- SNR triggered star formation
- No complexity in space and time

■ 銀河形成期の星生成への示唆
- 低金属量、低密度環境
- 矮小銀河や高赤方偏移 DLA での星生成
- ダークマター dominant な環境での星生成？

3.Cloud2 best example として 歴史的経緯



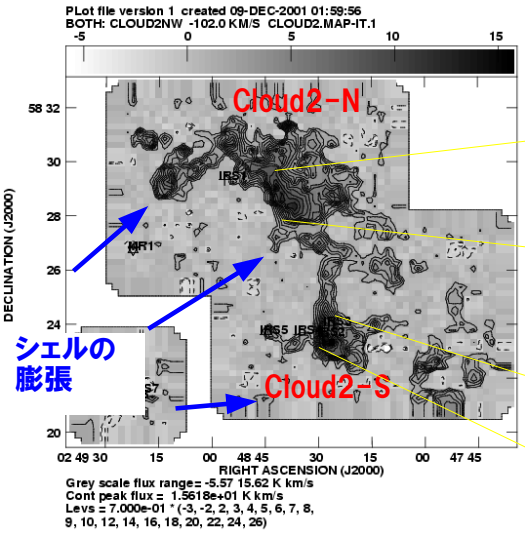
■ Digel による distant HI 雲候補の CO follow-up で発見 Digel et al. 1994
- 8つの Clouds のうちの一つ GMC M(CO) ~ 4x10^4 Msolar
- Rg~20 kpc (Smartt et al. 1996, Kobayashi and Tokunaga 2000)
- 金属量 ~1/5 solar (SMC 相当)

■ 星生成の発見 Kobayashi & Tokunaga 2000
- 赤外線天体 IRS1-7

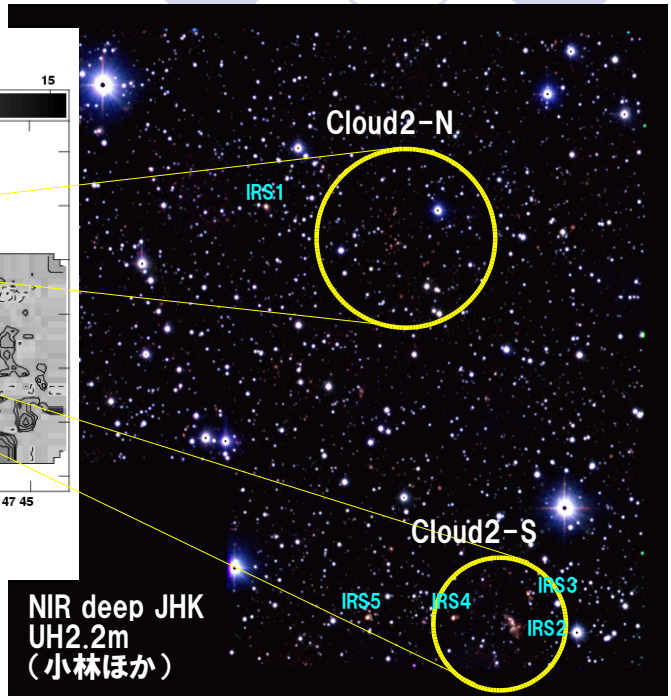
■ 付随していた巨大な SNR の発見 Stil & Irwin 2001
- r=180 pc (通常 r<100pc), ほぼ完全なかたち
- 年齢 4.3 Myr (通常 1Myr)
- Cloud2 が HI Shell に付随

→ SNR による分子雲形成、および、星生成

3. Cloud2
SNR Shellによる分子雲形成→星生成

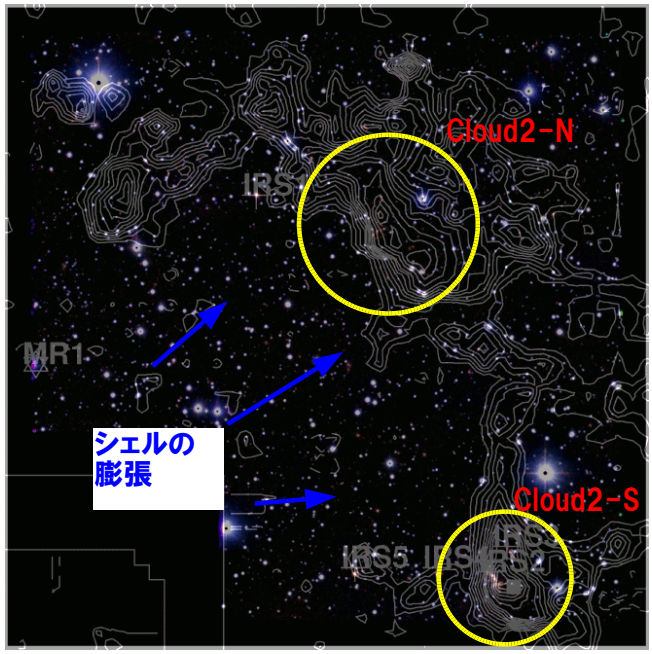


^{12}CO
野辺山 45m（斎藤ほか）



NIR deep JHK
UH2.2m
（小林ほか）

3. Cloud2
SNR Shellによる分子雲形成→星生成



NIR deep JHK
UH2.2m
（小林ほか）

^{12}CO
野辺山 45m
（斎藤ほか）

4. SNR 起源の星生成について

■ Cloud2 はもっとも clear-cut な例

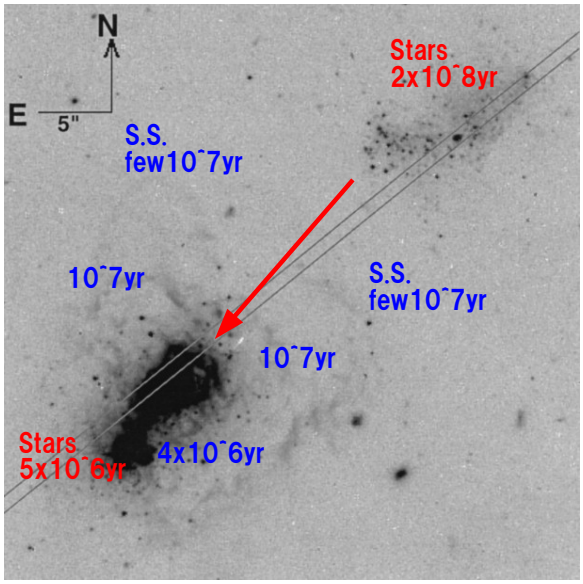
- SN-triggered star formation の最初の直接的な証拠？

■ SNR 起源の星生成の重要性

- 銀河形成期の主要な星生成トリガー
- 現在の銀河スケールの星生成は2元的 Elmegreen 2002
  Turbulence compression ←→ expanding shell collapse
- dwarf 銀河(とくに BCD: Blue Compact Dwarfs)では dominant な星生成の原因？ IZw18 の例
- spiral 銀河でも実はそうか？ M 33の例

4.SNR 起源の星生成について

BCD (Blue Compact Dwarf) の場合



I Zw18 における SNR シェル
Dufour et al. 1996
HST F450W+F555W+F675W

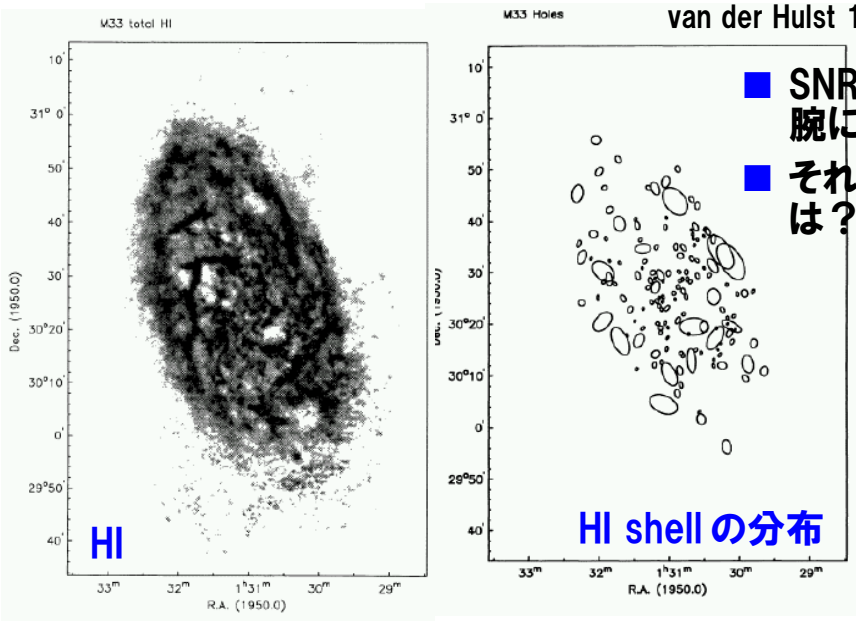
- Super shells (> few kpc)
- 連続した SNR による爆発的星生成
- シェル dominant な構造
- なお、この天体は低金属量 (1/100 solar)で、銀河系最外縁の環境に類似？

4.SNR 起源の星生成について

Disk galaxy の場合

M33 渦状腕における SNR シェル

van der Hulst 1996



- SNR シェルが渦状腕に多数
- それによる星生成は？

5. 今後の展望(１)

■外縁部星生成領域のサーベイ

- Outer arm 付近（15 < Rg <18 kpc）の分子雲サーベイ
  Snell et al., Nakagawa et al. の赤外線 follow-up
- 新たな Extreme Outer Galaxy（Rg>18kpc）の高感度分子雲サーベイができないか？？

今は古い Digel 分子雲サーベイの赤外線 follow-up をわれわれのグループがすすめているのみ

→ Cloud2 以外のいくつかの雲でも
SNR 起源の分子雲／星生成の兆候あり

5. 今後の展望（２）

■外縁部星生成領域の金属量の測定

- 可視分光による手法（HII 領域、星）が広く使われてきた
- 中間／遠赤外の原子禁制輝線を使う手法（ HII 領域）
  [OIII] 52,88um, [NIII] 57um, [SIII] 19um 他多数
  → Spitzer, SPICA 等に期待 //

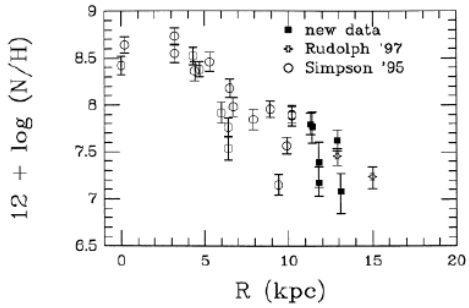


Figure 1. Nitrogen abundances versus galactocentric distances.

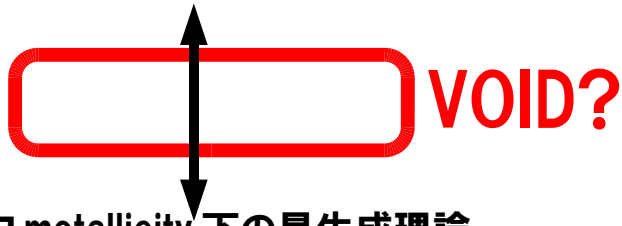
KAO による
abundance curve
Fich et al. 1999

5. 今後の展望（３）

■低金属量下のIMF

- 近赤外による深撮像、分光など多岐にわたる観測
- 理論の重要性

太陽 metallicity 下の星生成理論

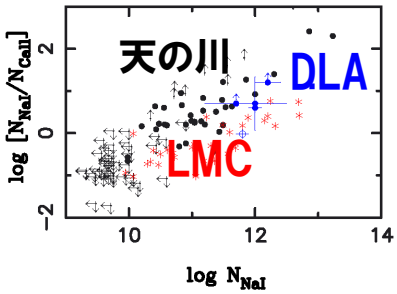


ゼロ metallicity 下の星生成理論

5. 今後の展望(4)

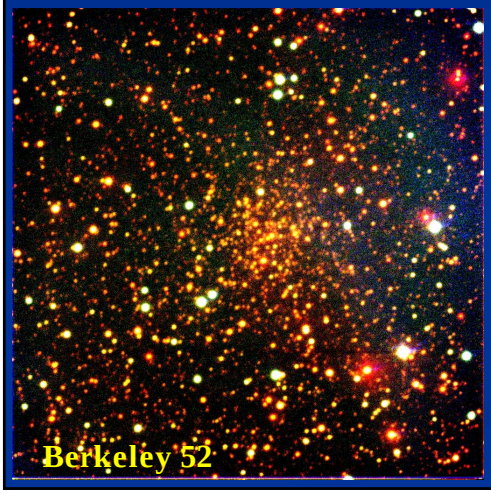
■低金属量下の物理

- H_2/CO ratio (e.g., Nakagawa et al. 2005)
- ダストの性質、ダスト形成、ダストディスク形成
  形成中の銀河でのダスト生成への示唆



High-z DLA における
ダスト吸着
Kondo et al. 2006

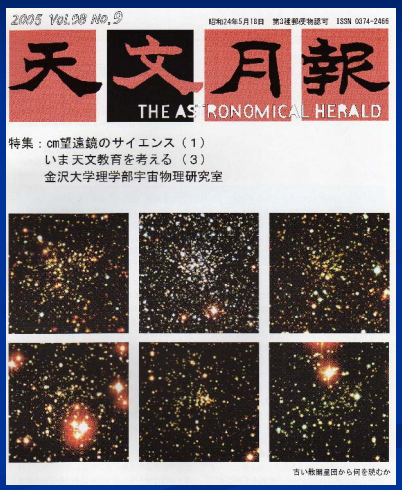
銀河系円盤外縁の降着起源の散開星団の探査



長谷川　隆
県立ぐんま天文台

前口上

- そもそもは….
  - 「観測研究講座(2000年度)」の題材
    - ぐんま天文台普及事業の一つ
    - 65cm望遠鏡 & CCDカメラ測光観測
    - 研究(答えがないテーマ)であること
      → とりあえず、散開星団の測光観測
- くわしくは…..
  - 天文月報2005年9月号参照
- ちなみに…..H18の天文学校では
  - ヒヤデス星団の固有運動の測定



目的

1. 球状星団と散開星団の中間の性質の星団はどのくらいあるか
2. 銀河円盤の金属量勾配
3. 降着起源の星団の探査

中間の性質の星団

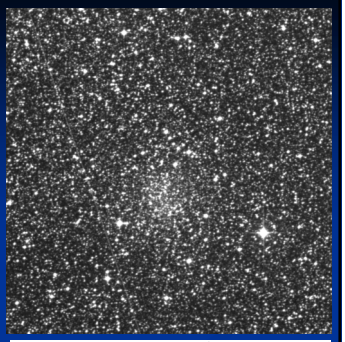
- 銀河系の散開星団と球状星団の性質 (教科書)

	散開星団	球状星団
年齢	0.01〜0.1 Gyr	〜13 Gyr
メンバー星数	100〜1000	10^4 〜 10^6
分布	銀河円盤上	ハロー
金属量[Fe/H]	–1.0 〜 0.2	–2.3 〜 +0.2

- 性質は対照的だが、中間の性質の星団も確かにある
  - 非常に古い散開星団 (8〜10 Gyr)
    - NGC6791, Lynga 7, Collinder 261, Berkeley 17, NGC 188
  - Cyg OB2 10^4M
  - Populous cluster (Magellanic clouds)

古い散開星団 (1)

- Friel の先駆的な論文 (1995)
  - 0.6 Gyrより古い星団　73星団
    - Hyades星団　～0.6 Gyr
    - GMCにより散逸される時定数 ～0.2 Gyr (Spitzer 1958)
    - Out of 500 !
  - 1 Gyrより古い星団　40星団



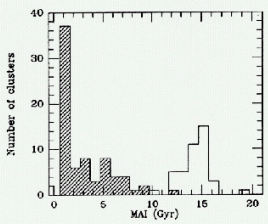


Figure 5 Histogram of number of clusters as a function of morphological age index MAI, after Janes & Phelps (1994), but with the additional data of Table 1. Open clusters are shown by the cross-hatched regions. Globular clusters are shown by the unfilled histogram.

Lynga 7

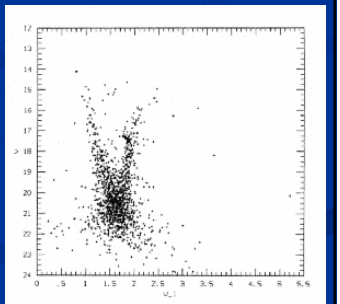


Fig. 5. Deep V vs. $(V-I)$ CMD of central extraction in Lyngå 7. Some bright stars are missing relative to Fig. 2a because of saturation effects and extraction differences

古い散開星団 (2)

- 動系分布
  - $r_{GC} \leqq 7.5$ kpc　には古い星団がない
  - 最遠はr_{GC} ～19 kpc　(Berkeley 29)
- scale height
  - 若い星団　～ 50 pc
  - 古い星団　～350 pc
    cf. thin disk　300 pc
- 金属量勾配
  - smooth gradient –0.07 dex kpc^{-1} (Friel 1995)
  - 10 kpc break (Twarog, 1997)
    - B型星、PN、HII領域などでも両方の解釈が可能か
- 年齢金属量関係　なし

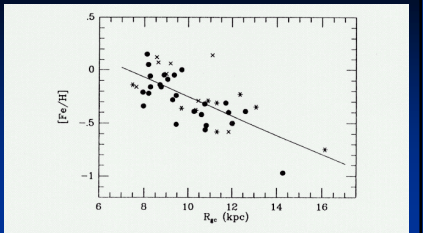


Figure 7 Radial abundance gradient for the old open clusters, with metallicities from Table 1. Filled circles are points from Friel & Janes (1993) or Thogersen et al (1994). Starred symbols are preliminary metallicities from Friel et al (1995). Crosses are data taken from Lynga (1987). The solid line is a least-squares fit to the data that yields an abundance gradient of $\Delta[Fe/H]/R_{gc} = -0.091 \pm 0.014$.

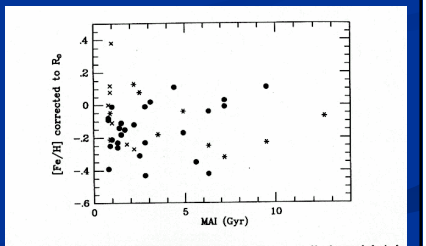


Figure 8 Relationship of metallicity [Fe/H] as a function of age, as measured by the morphological age indicator MAI for clusters with metallicities in Table 1. The [Fe/H] values have been corrected for the radial abundance gradient and normalized to the abundance they would have if located at the solar Galactocentric distance of 8.5 kpc. Symbols as in Figure 7.

観測対象の選択基準

- Lynga(1987)のカタログから対象を選択
- Trumpler's morphological parameterを利用
  - Frielのサンプルの分布を見てみると
    - detachment　集中度が高い
    - richness　メンバー数が多い
    - contrast　明るさのコントラストが低い
      → 古い星団の(～生き残りやすい)特徴

Table 2. The distribution of morphological parameter of F95 sample given in COCD.

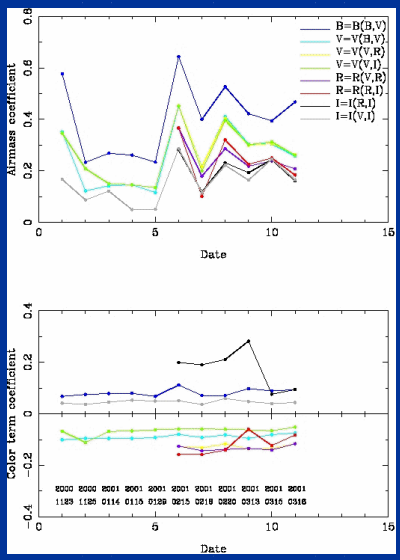
Detachment		I			II			III			IV	
Contrast		1	2	3	1	2	3	1	2	3	1	2	3
Richness	p	1	1	0	0	1	0	0	0	0	2	0	0
	r	5	6	1	2	7	1	0	0	0	0	0	0
	m	4	7	1	4	10	1	3	2	0	0	2	0

観測対象

- 形態パラメーターで選んだ星団の他に、Collinder 261など重要な星団が含まれるカタログはDSS上でチェックして追加
- 総計 約100個 (b > –20 ° に限定すると70個)
- 現在　33個 (約半数) ＋ 17個 (2005-06 season)
  - 傾向は見えてもまだ完全サンプルではない
    - そもそも Lynga / WEBDA も不完全だが
  - まだまだ太陽近傍でしかない
  - 重要な天体や、形成過程などのヒントを指摘する段階
    - 距離
    - 金属量
    - infall

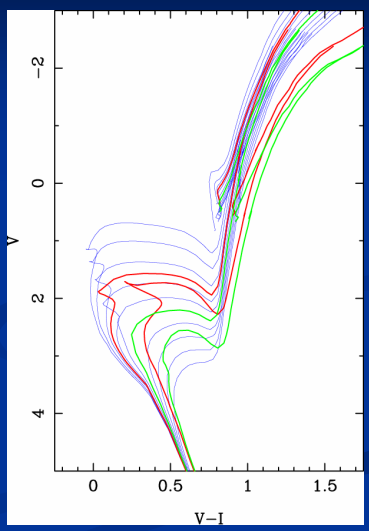
観測

- 望遠鏡　ぐんま天文台65cm
- カメラ　　AP7(空冷) / AP8(水冷)
  - 512^2(AP7)、1024^2(AP8)
  - SITe: 24 micron
  - Pix scale: 0".63
  - FOV: 5.1'(AP7)、 10.3'(AP8)
  - Typical seeing: 1.5" ～ 2" (I-band)
  - blue sensitized
  - UV enhanced coating (AP7)
- 温度　　–60℃(冬) ～ –40℃(夏)
- フィルター　*B*、*V*、*I* (Bessel)
- 限界等級　B20.5 V20.0 I19.5
  (Exp. 1時間、SN～10)
- 測光係数　2000 /04 /05 シーズン
- 途中から2MASSも利用



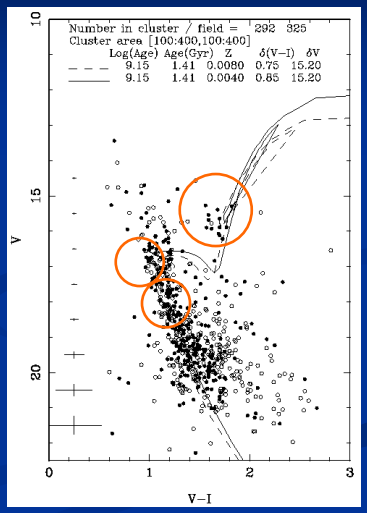
色等級図(等時曲線)のふるまい

- MS (中心 H 燃焼段階)
  - TOに年齢依存性
  - 曲率に金属量依存性
- RGB (殻 H 燃焼段階)
  - 曲率に金属量依存性
- RC : 明るさがほぼ一定
  - 中心 He 燃焼段階、第二の安定期
  - 等級、色が年齢、金属量によらない
    - RCが多い星団は 20～30億年
    - 本当に古い星団はむしろRCはみえない
    - Subgiantが見えたら ≧4 Gyr
  - Mass-loss → deconcentration
- 概算
  - 年齢 $\delta V = (V_{RC}-V_{MSTO})$
  - 金属量 $\delta(V-I)_{RC/MSTO}$、 MS / RGB 曲率



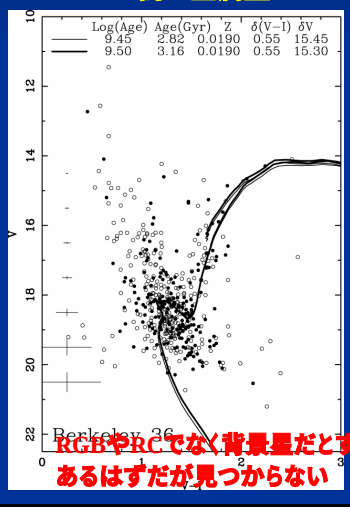
年齢、金属量、距離推定の方法

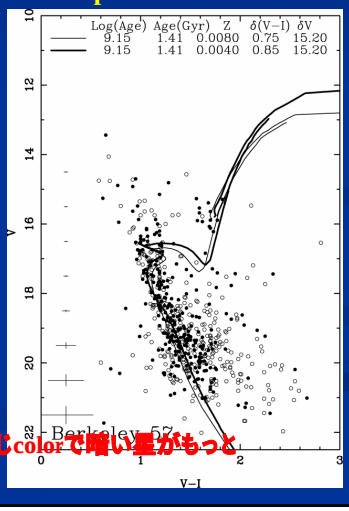
- Isochrone fitting
  - Padova group
    - Bertelli 1994; Giraldi 2000
    - RC / AGB phase が利用可能
  - 概算を確認、定量的に精密な推定へ
- 年齢の精度 = ～0.1
  - Equivalent Evolutionary Pointあてはめ
  - convective overshootingの影響を入れないと年齢を underestimate
- 金属量の精度 = ～0.3 dex
  - Padova metallicity gridの 1 step
  - 分光金属量と30%　Gratton (2000)
- 距離精度
  - カラー → 吸収量 → $A_V = 4.3\,E\,(V–I)$
  - 典型的に15%、まれに 30%



色等級図例 (1)
～RGB、RCの目立つ星団

- Berkeley 36
  - RGBと高い金属量
- Berkeley 57
  - Populous RC



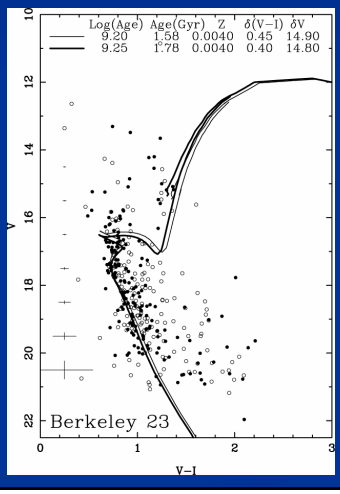


RGBやRCでなく背景星だとすると、同じcolorで暗い星がもっとあるはずだが見つからない

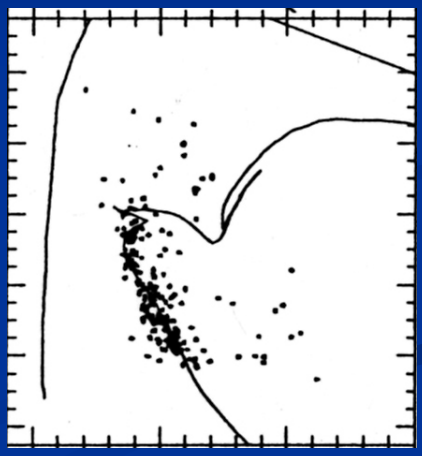
色等級図例 (2)
～他のグループのfitting

- **Berkeley 23**

GAO



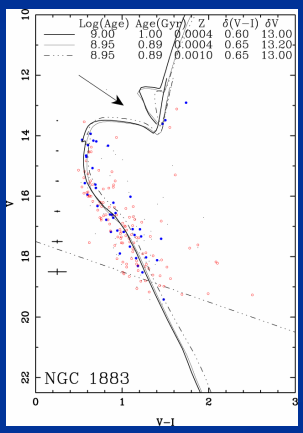
Ann 2004



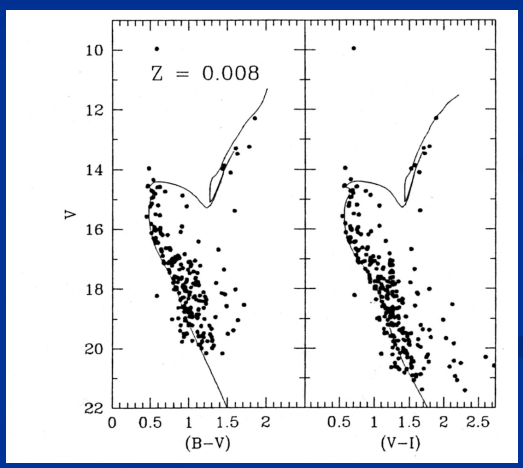
色等級図例 (3)
～他のグループのfitting

- **NGC 1883**

GAO



Carraro 2003



結果(1)　～ 年齢分布

- 球状星団相当の年齢の星団なし
  - Friel の結果は convective overshootを考慮しないδVで年齢を求めており、20～40億年の星団で古く評価される
- 32/33 はヒヤデスかそれより古い
- 1～4 Gyr の星団数は倍増
- 星団形成が有意に卓越した時期は？

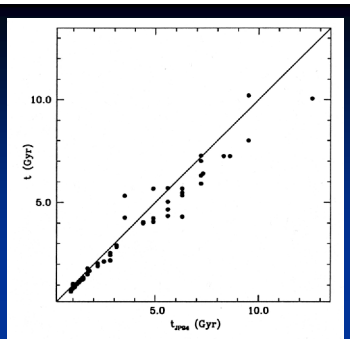
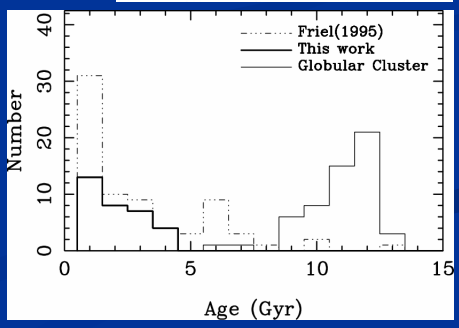
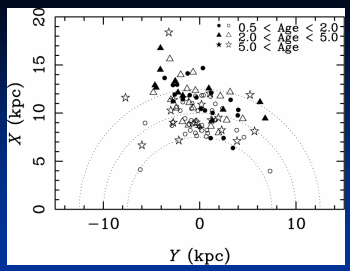


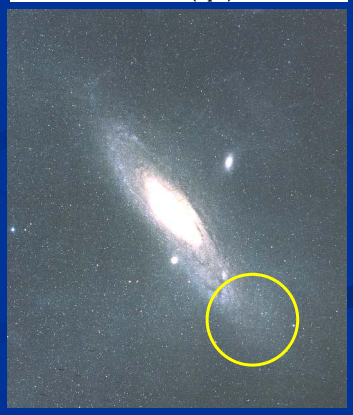
Fig. 5. Comparison between our derived ages and those given by JP94. The solid line denotes the 1:1 relationship.



結果(2) ～ Disk上の分布

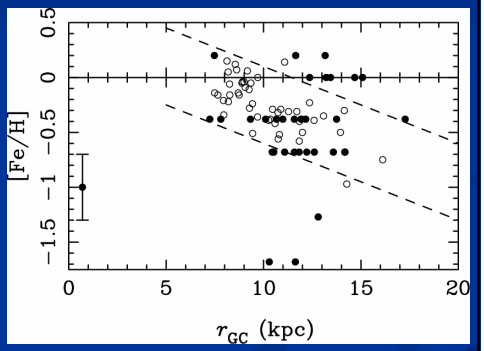
- 最遠の星団 ～ 18 kpc (Biurakan 7 ?)
  - それでも Friel (1995) に比べ遠い星団が多い
  - それでも M 31 に投影すると極近傍といえる
- Lynga カタログの星団は r_{GC} ～ 15 kpc が限界か
  - 限界等級 V20
- 銀河円盤外縁の研究にはSDSSクラスのサーベイが必要、EISクラスが望ましい



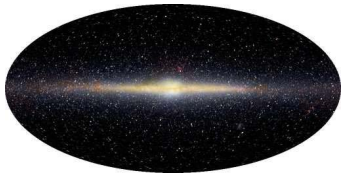


結果(3) ～ 金属量勾配

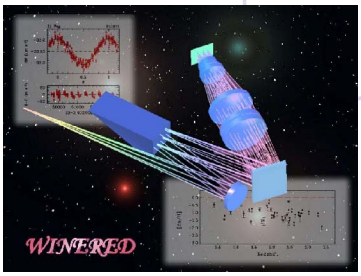
- ばらつきが非常に大きい
  - 測光による金属量精度以上(と思っている)
- 超低金属量星団
  - 主系列の曲がりから、金属量が低いのは大間違いではない
  - HVCの降着にともなう星形成の結果か
- 高金属量星団
  - RGBの曲がりからかなり強く言えるものもある
  - 成因が説明しにくい



銀河系研究会 2006（国立天文台三鷹）



近赤外高分散分光による銀河系構造／化学組成の研究



東大天文センター
小林 尚人

共同研究者

東大天文センター WINERED チーム 近藤荘平、安井千香子、南篤志
本原顕太郎、池田優二（フォトコーディング）

名大環境 イマージョングレーティング開発チーム 平原靖大、所仁志、ほか

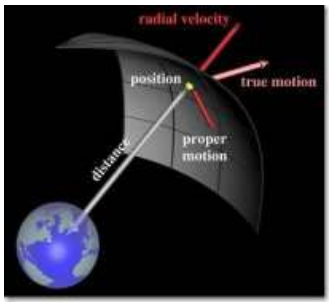
内容

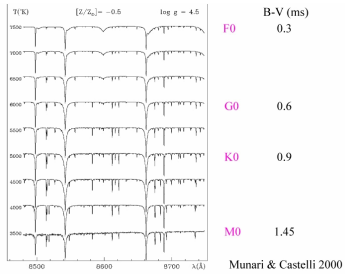
1. 背景 アストロメトリーの時代を見据えて
2. 近赤外高分散分光による銀河系の運動
3. 近赤外高分散分光による銀河系の化学組成
4. 現状と将来への展望 地上の近赤外高分散分光

1. 背景

アストロメトリーの時代を見据えて

銀河系の星の情報





Munari & Castelli 2000

位置、距離 固有運動	視線運動	化学組成
アストロメトリ	地上高分散分光	

→ 6 次元位相空間での完全な情報

1. 背景

アストロメトリーの時代を見据えて

可視アストロメトリ(GAIA)の場合

RAVE RAdial Velocity Experiment

http://www.rave-survey.aip.de/rave/

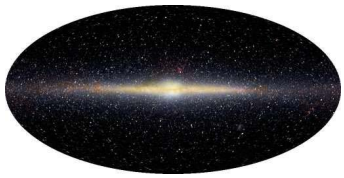
- GAIA アストロメトリ衛星のサポート
- 可視高分散分光により視線速度、化学組成を
- 波長域 8400-8750 Å で Ca triplet を用いる
- 1.2m UK-Schmidt 望遠鏡 (AAO)
- 2003-2010 の8年間
- 全天で100万個(バルジ/ハロー10万個)が目標

1. 背景

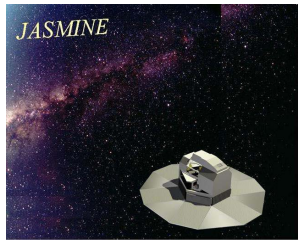
アストロメトリーの時代を見据えて

われわれのアプローチ

JASMINE+ 近赤外高分散分光



- 近赤外線での銀河系研究
- バルジ方向銀河面／星生成領域に強い
- 波長域 0.9-1.35μm
- バルジ星100万個が目標
- まず1天体用、次に、多天体化
- 専用的望遠鏡が必要（海外中口径）



1. 背景

過去の研究からのフィードバックもカバー

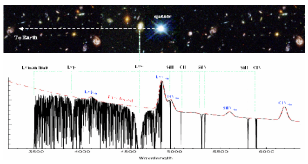
高分散分光の対象

現在

星

位置、距離 固有運動	視線運動	化学組成

過去



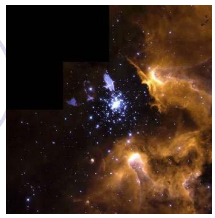
星間物質

サイズ	化学組成

クェーサー吸収線系 近藤の発表を参照

2. 近赤外高分散分光による銀河系の運動

Embedded young clusters

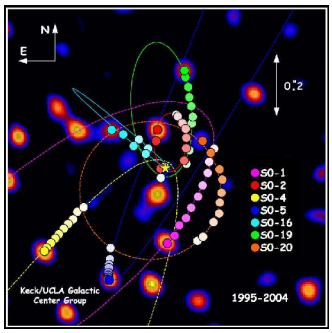


1. バルジ /Thin disk 渦状腕の運動

- 赤外でしか見えない
- 可視で見る HII 領域と比較してより深く e.g., 銀河系内縁部
- 電波観測と相補的

2. 各クラスター内の運動

- 星団の形成過程
- 星団の散逸過程 ~10^8yr
- 分子雲運動との比較



3. 銀河中心のクラスター

- 固有運動から明確な BH の存在
- 視線速度の観測が未だない

  → より高精度な運動決定

3. 近赤外高分散分光による銀河系の化学組成

星の金属吸収線の観測

1. 多数の金属吸収線

- O, Fe, Si, Mg, Ti, 等 (1-2.5um にわたる)

Melendez et al. 2003

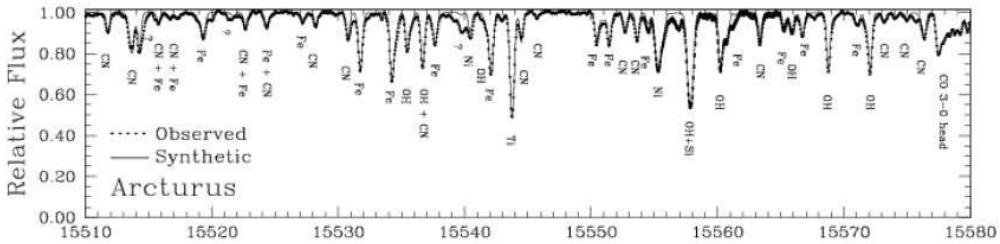


Fig. 7. Observed (dotted line) and synthetic (solid line) spectra of Arcturus in the region 1.551-1.558 μm.

- 多数の吸収線から kinematics が高精度に求まる

  実際、系外惑星のドップラーサーチにも最適と考えられている
- 可視と比較すると観測例が極端に少ない

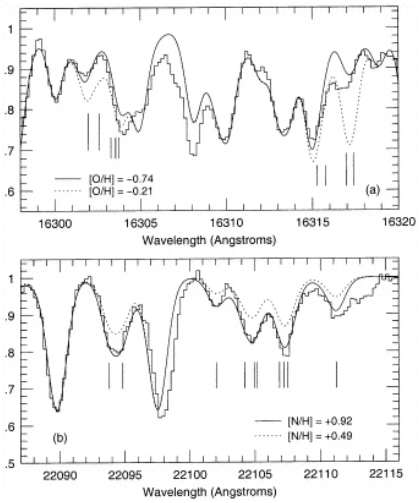
  化学組成を求める solid な手法の確立が必要

3. 近赤外高分散分光による銀河系の化学組成

星の金属吸収線の観測

2. 減光に強い

- 銀河中心でも観測できる



Carr et al. 2000

- GC IRS7 (M2 supergiant)

  実際、系外惑星のドップラーサーチにも最適と考えられている

- **金属量は太陽近傍程度**

  [Fe/H]~-0.02

  O が少なく、N が多い(ドレッジアップを見ている？)

4. 現状と将来への展望

近赤外高分散分光の現状

8mクラスの望遠鏡の登場で可視レベルの観測に近づいた

現在稼働中の高感度赤外線分光器

Keck	NIRSPEC	(R<30000)
VLT	ISAAC	(R<10000)
Gemini	GNIRS	(R<10000)
Subaru	IRCS	(R<20000)

→ **K~15 等級程度までできるように**

今までは K~12mag がせいぜい

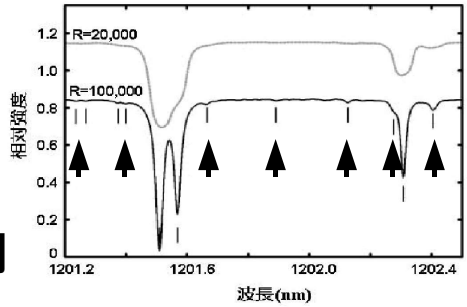
４．現状と将来への展望

近赤外高分散分光の次のステップ

- 重要な微弱元素の検出が必要

→ １）**高分散化**
分解能　R :2 万 → 10 万

イマージョン型回折格子



- より遠い天体を定常的に観測

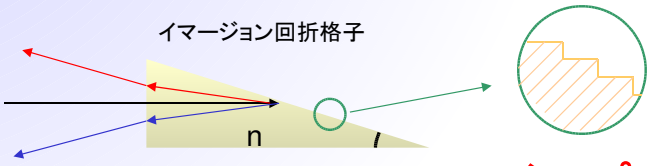
→ ２）**高感度化**
従来の約 2 倍

波長範囲を限定（0.9-1.35μｍ）して
光学系を最適化

AR コートやグレーティングの効率が高くな

イマージョン型回折格子

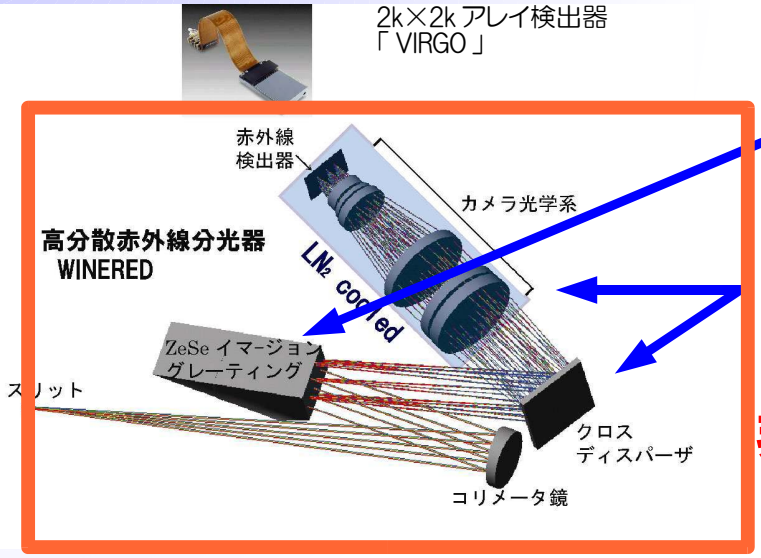
エシェル分光器の波長分解能
$R = 2n\phi \tan\theta / sD$
n: 屈折率、s：スリット幅、ϕ：コリメータビーム径
θ：ブレーズ角、D：望遠鏡口径



コンパクト化
→ 製作が容易
コストダウン
製作期間短縮
メインテナンス

近赤外用 ZnSe (n=2.4) のイマージョン型回折格子を
共同開発中（名大、理研）

WINERED の特徴



イマージョン型
回折格子

波長範囲を限定
(0.9-1.35μm)して
光学系を最適化
・・・安井

非冷却
→ 製作が容易
コストダウン
製作期間短縮
メインテナンス

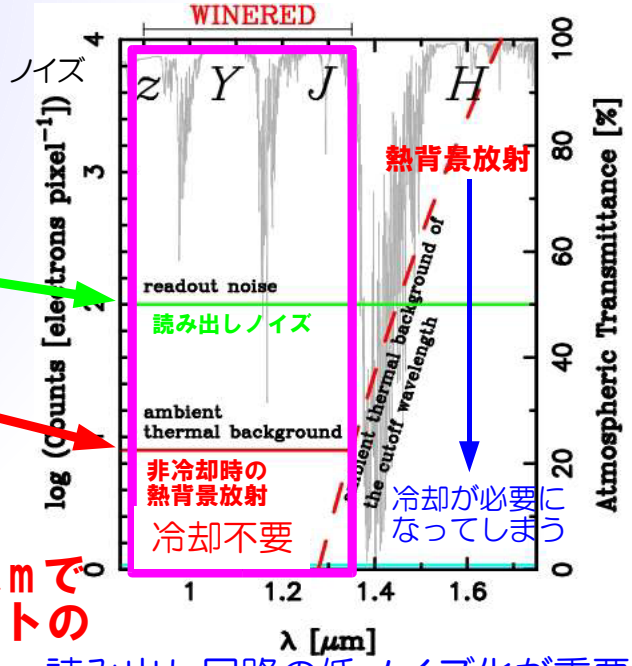
WINERED: Warm near Infrared Echelle-spectrograph
to Realize Extreme Dispersion

非冷却コンセプトの検討

熱背景放射ノイズの計算

検出感度を決める上で
考慮すべきノイズは

- **読み出しノイズ**
  10 e⁻rms
- **周囲からの熱背景放射ノイズ**
  読み出しノイズの1/10に
  押さえる必要がある



カットオフ波長1.35μmで
読み出しノイズリミットの
高感度な観測が可能

読み出し回路の低ノイズ化が重要
（近藤）

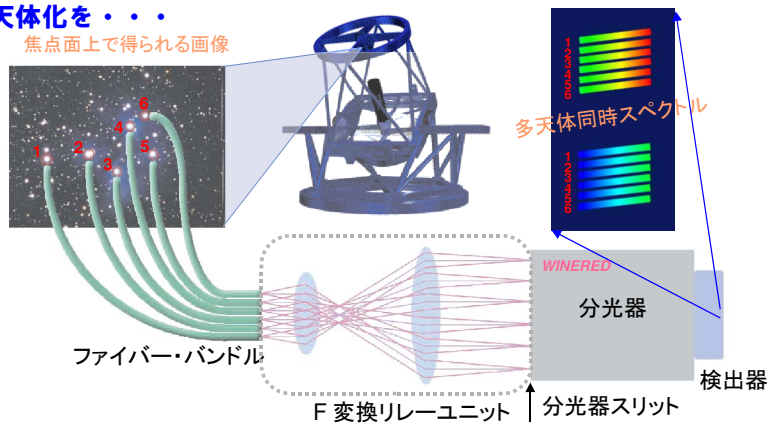
4．現状と将来への展望

近赤外「多天体」高分散分光器

WINERED開発スケジュール

2006 低読み出し回路の製作と評価、光学系の組み立て調整
2007 イマージョン型回折格子の完成、装置全体の組み上げ、試験観測
2008 本格観測、サイエンス

その後多天体化を・・・



銀河系の構造研究には多天体化が重要

近赤外高分散分光による QSO/GRB吸収線系の観測

近藤荘平（東大理 天文センター）

共同研究者

小林尚人、美濃和陽典、安井千香子、本原顕太郎（東大理 天文センター）
池田優二（フォトコーディング）、 Chis Churchill（New Mexico State Univ）、
辻本拓司、高遠徳尚、家正則、IRCS/AOチーム（国立天文台）

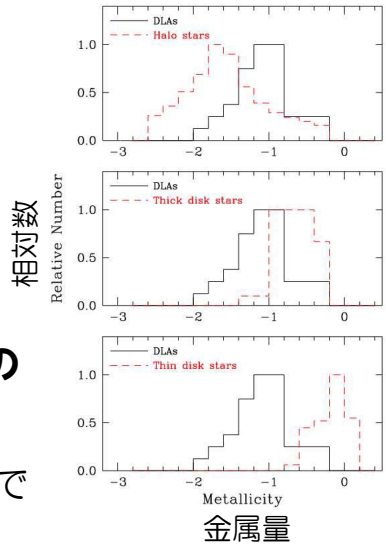
1 高赤方偏移クェーサー吸収線系

銀河系研究とクェーサー吸収線

大きな目標

銀河系の形成過程の解明

**銀河系の星が星間物質から
どのような過程を
経て形成されたか?**



(Pettini et al. 1997)

着目点

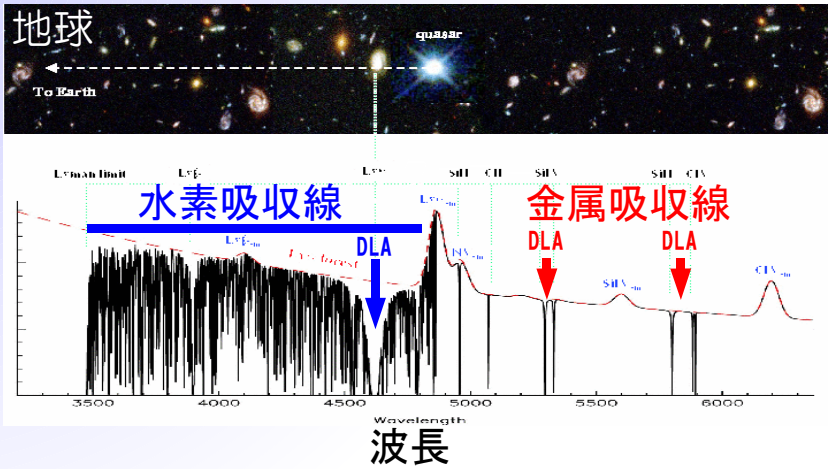
**銀河系の星と過去の星間物質の
金属量・元素組成を比較**

過去の星間物質:クェーサー吸収線で
捕らえる

クェーサーの吸収線はいろいろな星の対象として使える

星の進化をクェーサー吸収線で直接見る

クェーサー吸収線系



DLA(Damped Lyman-α System) :非常にコラム密度の高いガス雲
(log N(HI) [cm^{-2}]> 20.3)
→ 強い金属吸収線を示す

ＤＬＡは宇宙論的スケールの化学進化を調べる強力なプローブ

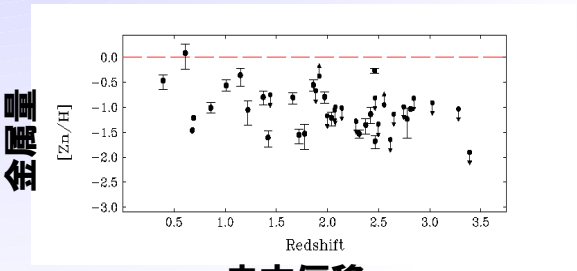
銀河間物質の化学進化

目標

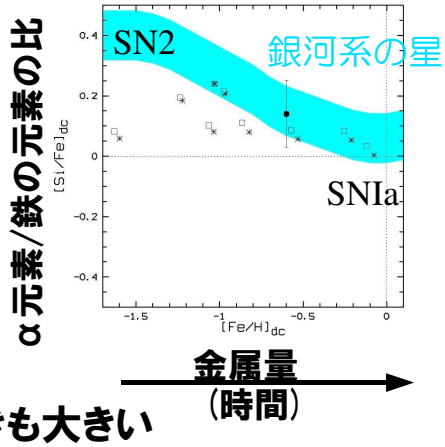
宇宙論的なスケールでの化学進化の解明

現在までの観測状況（可視光高分散観測による）

金属量の進化



元素組成の進化

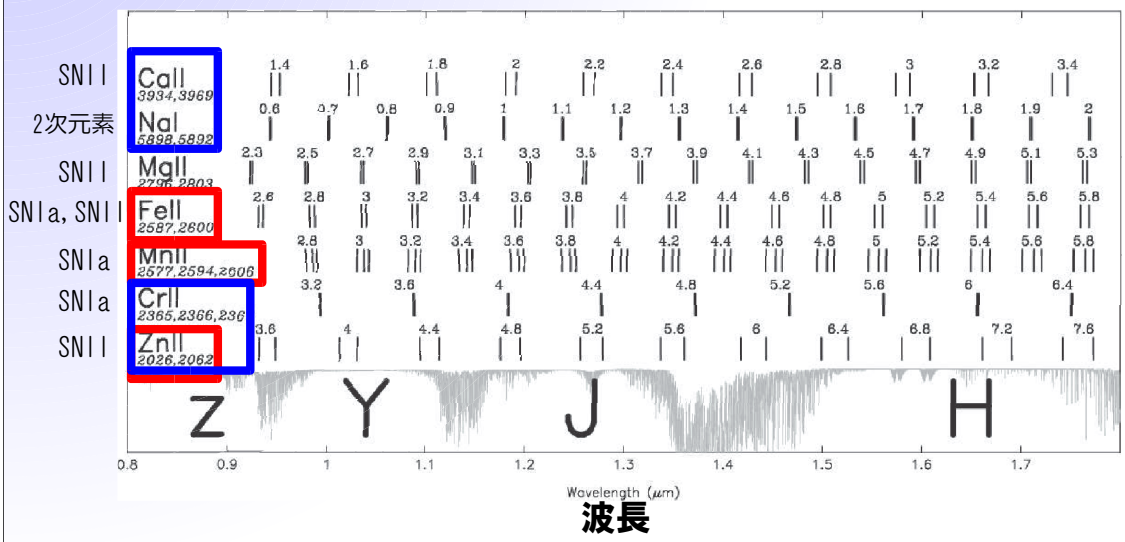


データ点がまだまだ少なく、ばらつきも大きい

→ より高感度な観測でデータ点を増やすことが必要

赤外線観測の重要性

赤：金属量進化の指標
青：ダストへの凝縮度の指標



高赤方偏移DLAの観測には高感度赤外線高分散分光が必要

赤外線高分散観測の現状

８ｍクラスの望遠鏡の登場で初めて可能となった

現在稼働中の高感度赤外線分光器

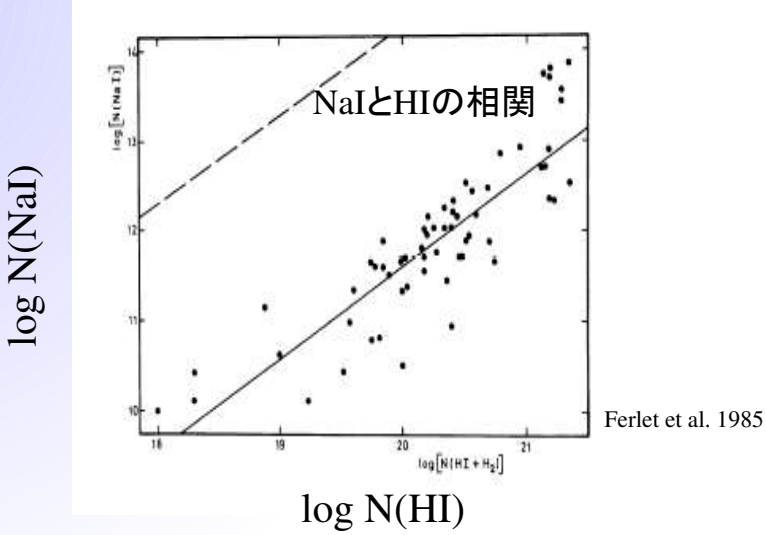
Keck	NIRSPEC	(R<30000)
VLT	ISAAC	(R<10000)
Gemini	GNIRS	(R<10000)
Subaru	IRCS	(R<20000)

→ **すばる望遠鏡 IRCSによる観測的研究**

今回特に、NaID吸収線に注目した研究を紹介

２．高赤方偏移NaI吸収線の観測

NaIの特徴 1：冷たいガスの指標

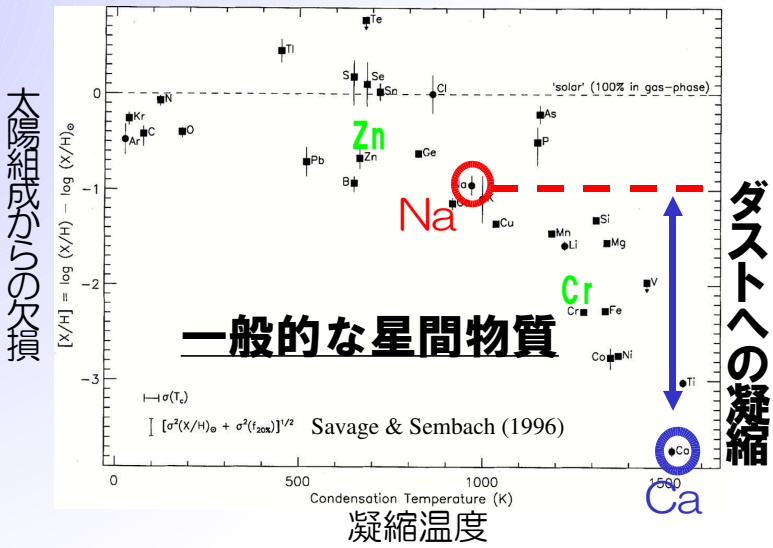


NaIは中性の比較的濃い冷たいガス（数100K）をトレース

冷たいガスの物理状態の良い指標

星生成に直接かかわる

NaIの特徴2: ダスト凝縮の優れた指標



Na/Caの比較で金属のダストへの凝縮度がわかる

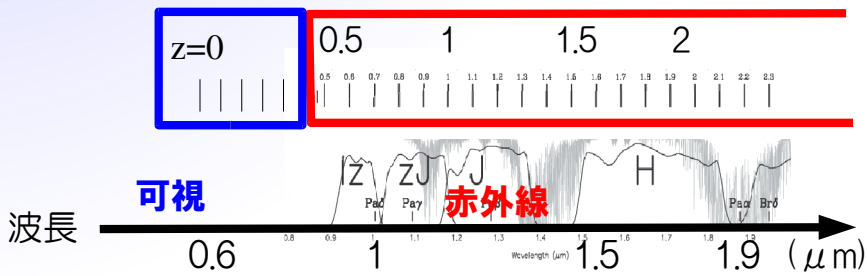
金属量を求める上での重要なパラメータ

Na/Caは、Zn/Cr以上に有力な指標

NaID線（λ λ5891, 5897）の観測的特徴

- 静止系紫外のNaI（λ λ 3303.3, 3303.9）吸収線よりも
  静止系可視NaID吸収線（λ λ 5891, 5897）のほうが強い（70倍）
  →より弱い吸収線系まで検出できる
- NaID線は他の金属吸収線に比べずっと長波長にある
  →他の金属吸収線とオーバーラップする可能性がほとんどない
- 対して、高赤方偏移（z>0.5）のNaID線を観測するには

高赤方偏移NaID線の位置



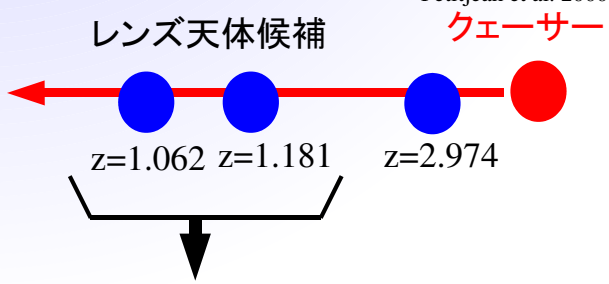
→ 近赤外線高分散分光が必要だが
NaID線の近赤外の観測が全くされていなかった

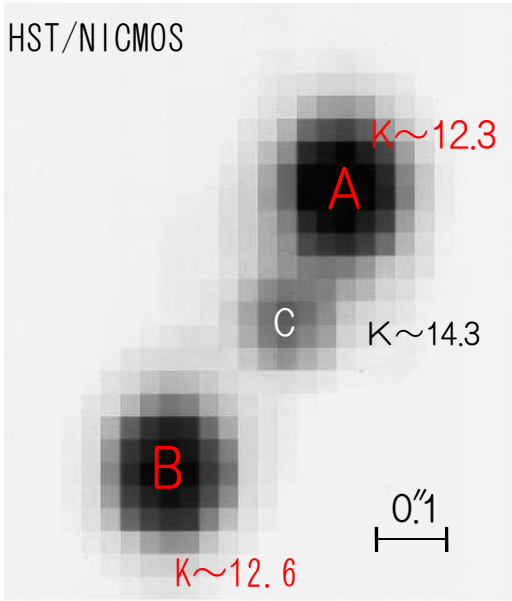
観測天体: APM08279+5255

APM08279+5255
- Ultraluminous QSO
  （z_{em}=3.991, L～$10^{15}L_{\odot}$ ）
  非常に明るい
- 重力レンズQSO

APM08279+5255への吸収線系（DLA）

Petitjean et al. 2000



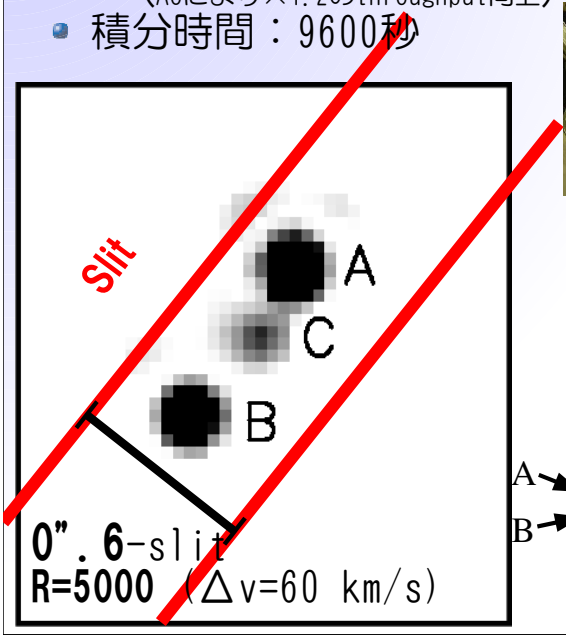


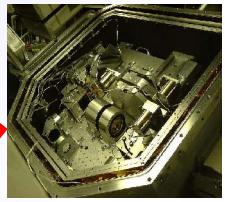
Ibata et al. 1999

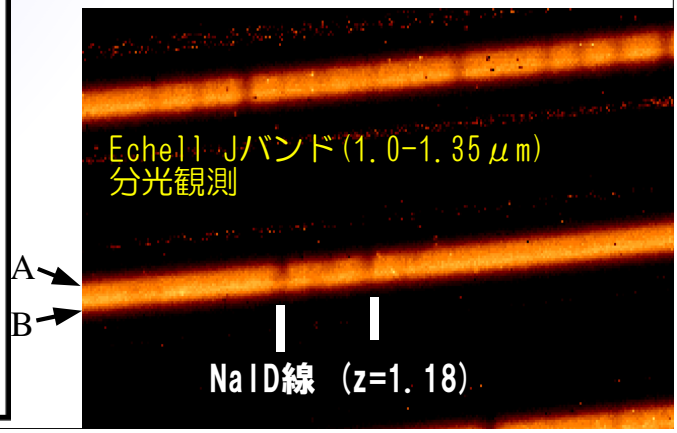
NaID線（λ λ5891, 5897）を赤外線高分散分光観測

観測

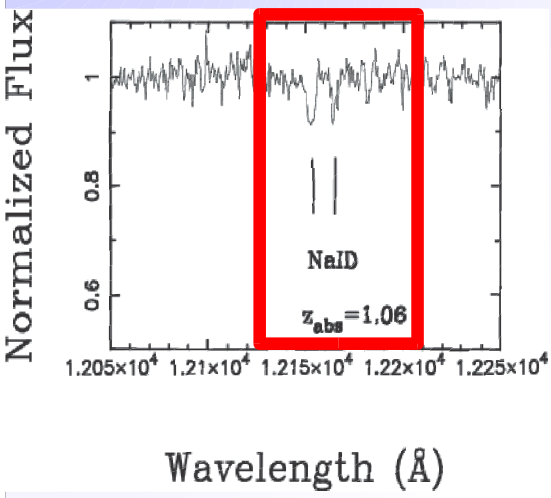
- 装置：すばる望遠鏡 IRCS+AO（2001年 クリスマス）
- 観測条件：Photometric、シーイング ＜0.5秒角
  （AOにより×1.2のthroughput向上）
- 積分時間：9600秒

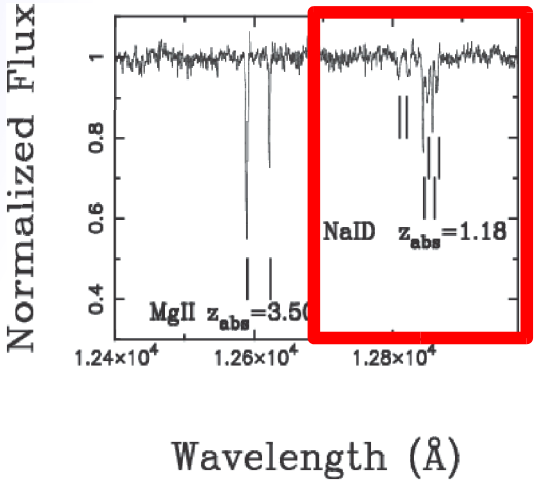






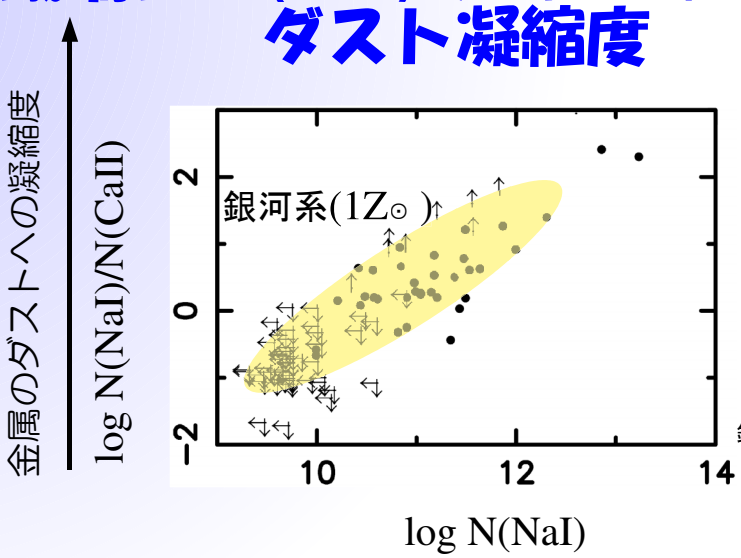
結果：全体のスペクトル





z_{abs}=1.06, 1.18のNaID吸収線を明確に検出

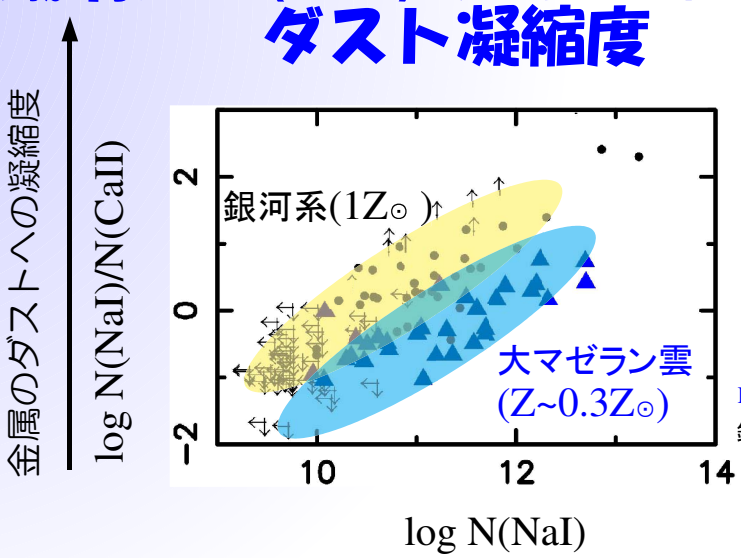
議論1:N（NaI）/N(CaII)による ダスト凝縮度



銀河系: Vallerga et al. (1993)

コラム密度が大きいほど金属のダストへの凝縮が大きい

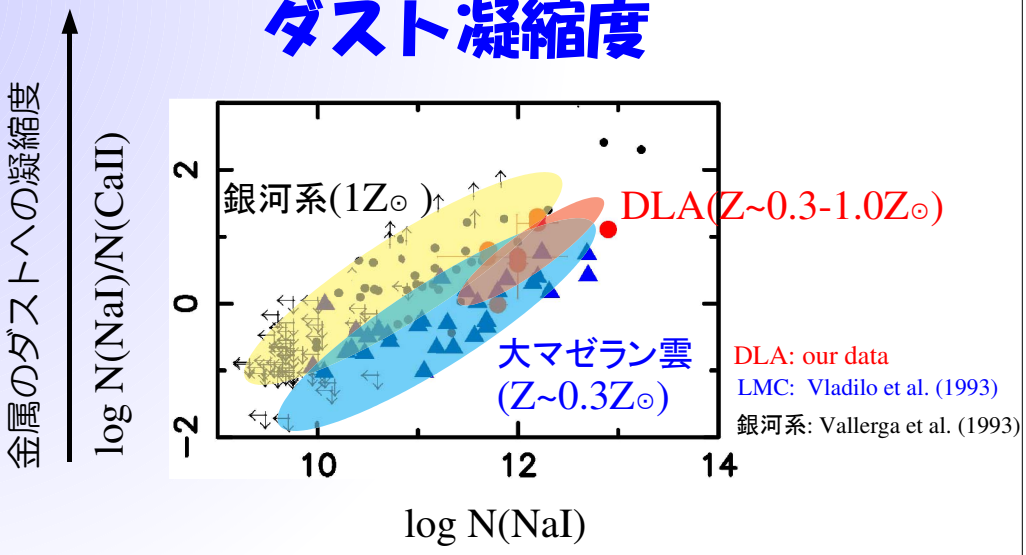
議論1:N（NaI）/N(CaII)による ダスト凝縮度



LMC: Vladilo et al. (1993)
銀河系: Vallerga et al. (1993)

金属量が少ないLMCで金属のダストへの凝縮が系統的に減少

議論1:N（NaI）/N(CaII)による ダスト凝縮度

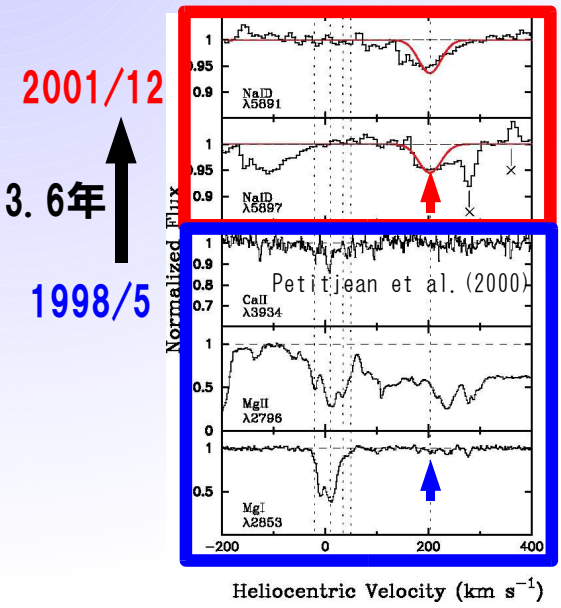


DLAにおいても金属量が少なくなると金属のダストへの凝縮が減少

高赤方偏移において、金属のダストへの凝縮が小さいことをN(NaI)/N(CaII)で示した

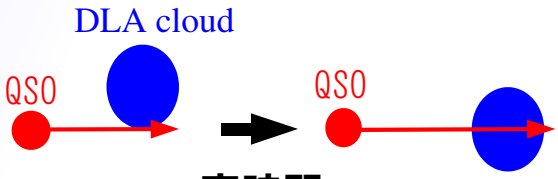
議論2: 固有運動の検出

z_{abs}=1.173 MgII system（→ 新DLA）



1998年5月
可視光の観測

2001年12月
赤外線の観測



実時間
1.7年

- **高赤方偏移吸収線系の固有運動の初検出**
- **吸収雲のスケールを求めた** ~200AU

（雲の視線に対する速度: ~400 km/sを仮定）

「NaID吸収線の観測」のまとめ

- APM08279+5255(z=3.991)の近赤外線高分散分光観測(Jバンド)
- N(NaI)/N(CaII)によるダスト凝縮

  DLAにおいて金属のダストへの凝縮が小さくなることを示した
- 赤方偏移吸収線系の固有運動の初検出

  吸収線雲のスケールを推定

Kondo et al. 2006, ApJ accepted

3. 次世代の近赤外高分散分光器「WINERED」の展望

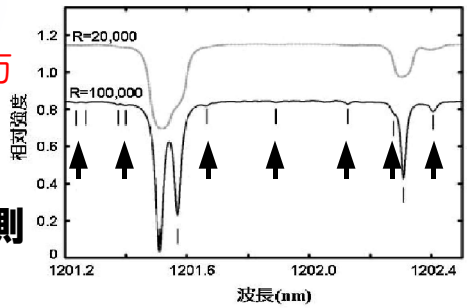
次世代の近赤外高分散分光器への要求

z>3での化学進化を明らかにする

・重要な微弱元素（とくに ZnII, MnII）の検出が必要

→ 1）高分散化
分解能 R ：2万 → 10万

イマージョン型回折格子



・z>3のクェーサーを定常的に観測

→ 2）高感度化
従来の約2倍

波長範囲を限定（0.9-1.35μm）して
光学系を最適化

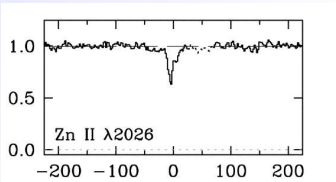
ARコートやグレーティングの効率が高くなる

我々のグループでは、これらを満たした「WINERED」を開発中

近赤外線でのクェーサー吸収線の観測の現状と展望

	R=20,000	R=100,000	ターゲット
現状（すばるIRCS）	J 16-17		明るいQSOs
2008-「WINERED」	J 18-19	J 16-17	~100 QSOs (z>3)

S/N=100 w/8-hrs



ZnII z=1.0 [Fe/H]~-1.2
(Pettini et al. 2000)

[Fe/H]~-3のDLA（N(HI)~10^{21} [cm^{-2}]）の微弱なZnIIの吸収線の検出が可能に

WINEREDで、z>3の金属量・元素組成の進化の研究がはじめて可能に

近赤外線でのGRB吸収線観測の展望

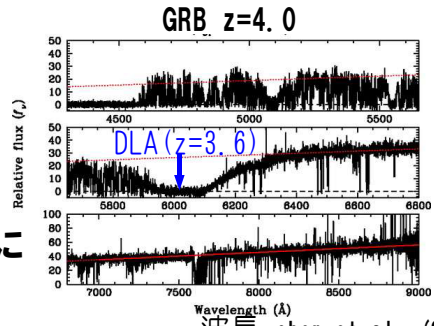
	R=20,000	R=100,000	ターゲット
現状	J 16-17		明るいQSOs
2008-「WINERED」	J 18-19	J 16-17	GRBs(z>6以上)

観測的特徴と現状

- GRBの残光は非常の明るい(最大 J ~15)
- 可視光での観測が行われている
  (最高 z=6.3 Kawai et al.)

展望

- 宇宙の再電離がいつ起ったかを明らかに
- 化学進化で重要な指標である
  Zn,Mnの吸収線の赤外線分光観測

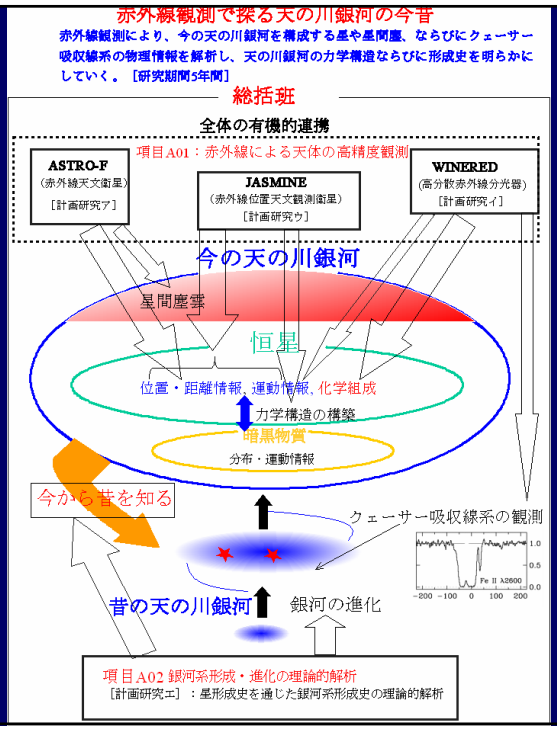


波長 chen et al. (2005)

WINEREDによるGRB吸収線の観測から
化学進化の研究が大いに発展//

星に刻まれた化石情報から天の川銀河の歴史をさぐりたい

西亮一
新潟大学自然科学系



Project G

◆星形成史としての銀河形成・進化

◆主要構成天体は星
　我々の銀河系ではバリオンの大半が星
◆活動性も多くは星起源
　星の光，超新星爆発，etc.
◆進化も星が主として駆動
　ガス量の減少，重元素汚染，etc.

⬇

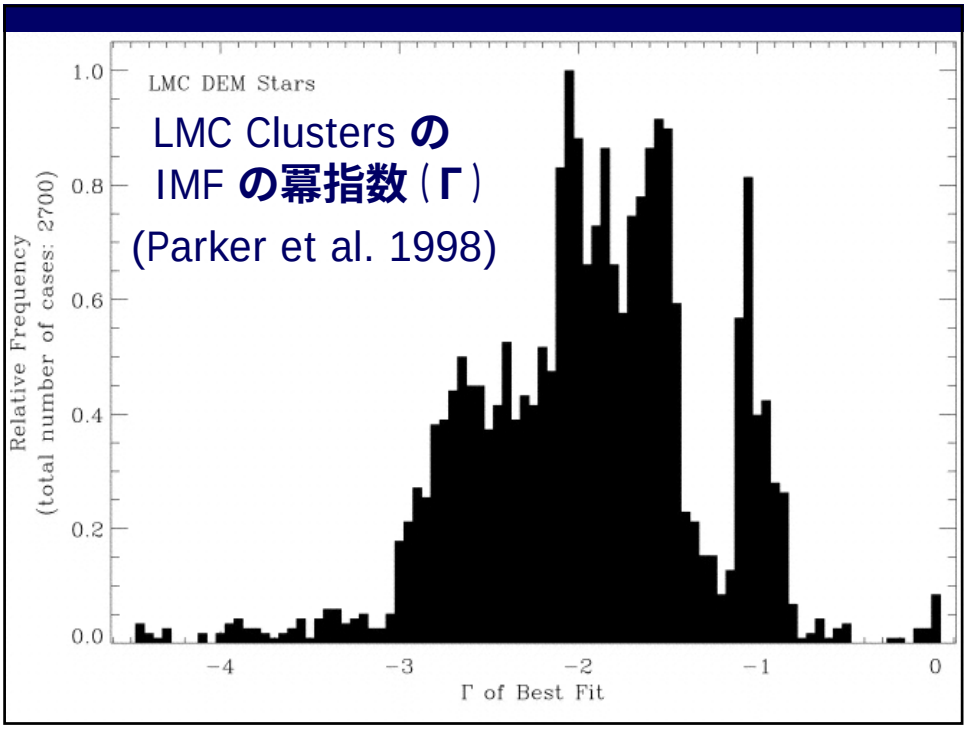
大局的星形成を表す量（IMF，SFR)が必要

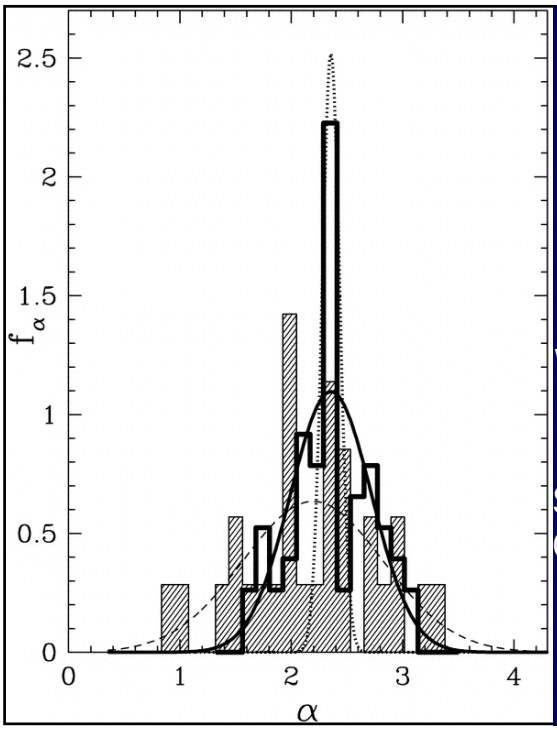
◆集団的星形成

◆星の大部分は巨大分子雲で形成される

◆星形成領域の物理的性質？

◆IMFやSFRは領域に依存？





Cluster のIMF
(MW, LMC, SMC)
2.5M_sun以上での
冪指数

Weidner & Kroupa （2005）

Salpeter (2.35) を中心に
Gaussian?

◆IMF のばらつきの理由

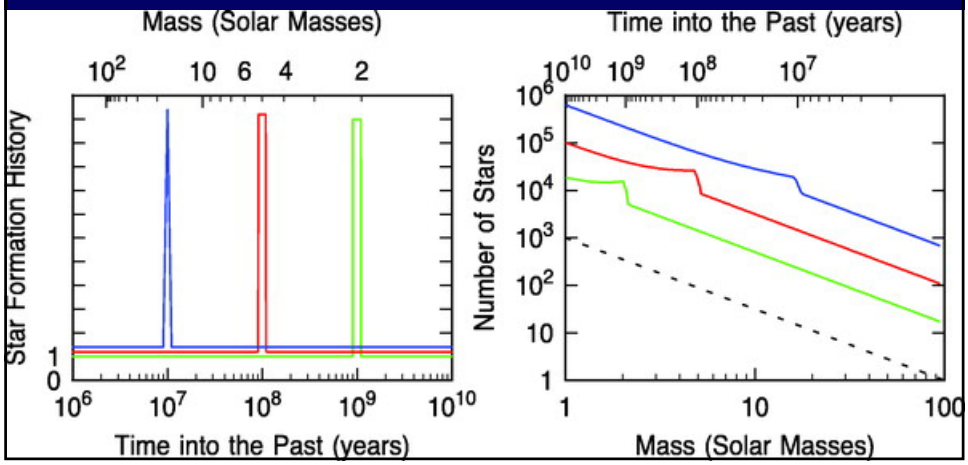
Cluster：

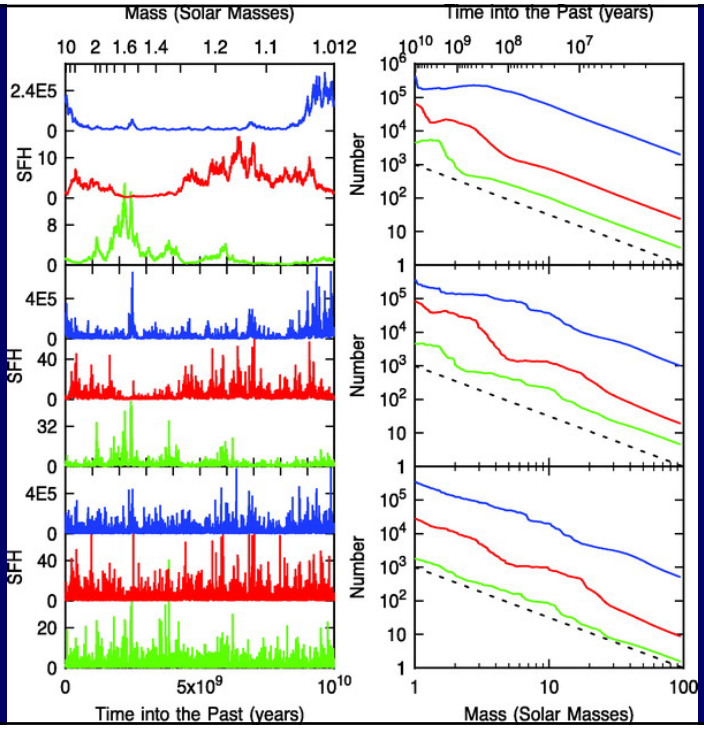
星の数が少ないことによる統計揺らぎ
mass segregation
巨大分子雲による tidal effect など

Field (銀河)：

星形成史の影響

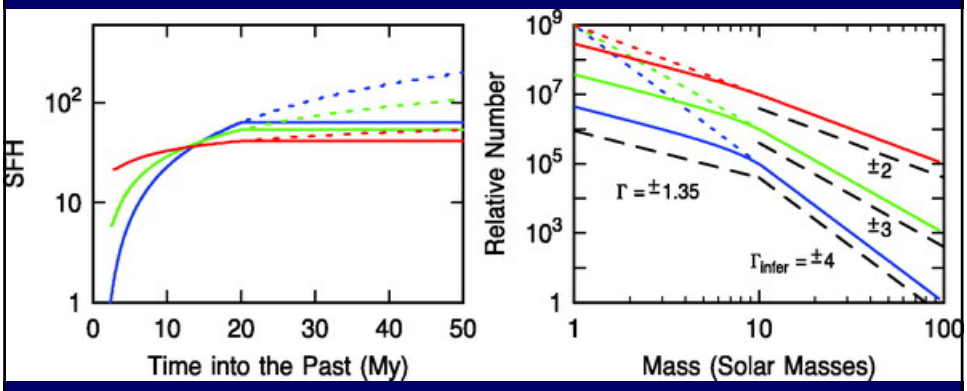
Star Formation History で観測されるIMFは変わって見える (Elmegreen & Scalo 2006)





Salpeter IMF を用いてもっと steep な IMF だってできる

SFRは時間変化しているのに，定常と仮定したため



◆IMF のばらつきの理由

Cluster：

星の数が少ないことによる統計揺らぎ

mass segregation

巨大分子雲による tidal effect など

cluster への所属？

Field (銀河)：

星形成史の影響

本当か　それだけか

位置天文衛星を用いて検証

◆Hipparcos data の解析

(Chereul et al. 1998, 1999)

◆125pc内の A-F 矮星 (Distance limited sample)

空間分布および速度空間分布

3-D wavelet 解析

●Hyades cluster からの evapolation

(GMC との相互作用)

●3個の新しい cluster の発見

●star formation history は全く定常ではない

5×10^{8} yr 程度の burst (Gould belt など)

◆Hipparcos data の限界

◆領域が狭い

cluster からの evaporation 解析には不十分

125pc まで

10km/s × 10^8 yr = 1 kpc

星形成領域による変化はわからない

◆Mass range が不十分（IMFは？）

◆精度不足？

3-D wavelet 解析を基本としている

6-D をフルに使いたい

◆星形成領域による違い？

◆Age-Metallicity relation の分散

銀河内は一様ではない

◆Metallicity によって IMF は変わる？

◆環境効果？（UVなど）

Age metallicity relation (MW)
(Meusinger et al. 1991)

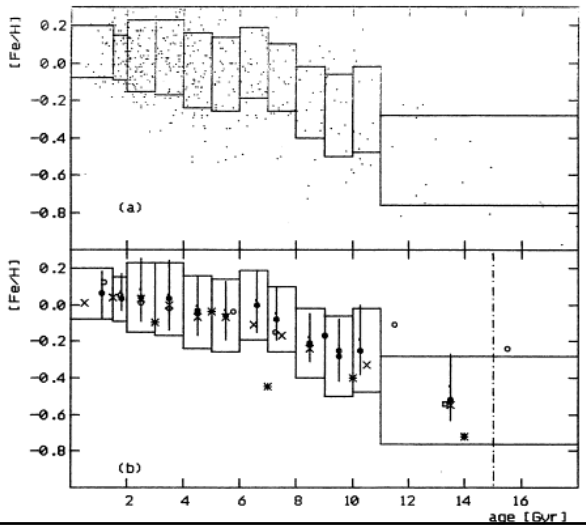


Fig. 2a and b. The age-metallicity relation (AMR): **a** [Fe/H] and ages for 536 stars of our AMR sample. The boxes indicate the widths of the age ranges and the dispersions in [Fe/H], respectively, in the age bins. **b** The mean AMR (full circles) in comparison with the data from Twarog (1980b; crosses), Carlberg et al. (1985; open circles) and Nissen et al. (1985; asterisks). The open square in the age bin of the oldest stars is the corresponding data point when the three stars with ages in excess of 15 Gyr are included, however, with ages of 15 Gyr (dashed-dotted line as age limit in this case). Also shown is the AMR for the relative metal abundance [Me/H] (small dots with error bars) using the photometric calibration from Nissen (1981) and Ardeberg et al. (1983)

- ◆IMF や SFR についての理解はまだまだ不十分
- ◆領域，時刻などで異なる可能性
- ◆環境の影響も
- ◆Metallicity のばらつき

⬇

星形成領域を空間的時間的に分解して解析する必要

◆計画

◆6次元位相空間情報（JASMINEなど）が Hipparcos よりはるかに充実する予定

- ●位相空間（6-D）での解析手法の確立
- ●cluster 分解過程の simulation と位相空間での振る舞いの研究
- ●IMF, SFRの環境依存性の研究
- ●星形成過程の変化による銀河進化への影響の研究

星形成に重点をおいた銀河進化史の研究へ

銀河系の力学構造とトーラス構築法

上田晴彦 (秋田大学)
郷田直輝・矢野太平・官谷幸利・
出田誠 (国立天文台)
小山博子 (早稲田大学)
樽家篤史 (東京大学)

はじめに

・なぜ、力学構造を研究するのか？
⇒位置天文学 (自然科学の最古の分野のひとつ) に大きな進展が期待できるから！

・これまで地上観測が主であった
⇒ヒッパルコス衛星の成功により、スペースからの観測という新たな時代に突入

・ところが、ヒッパルコス衛星により距離が正確に測られた範囲は、太陽から100pc程度にすぎない。

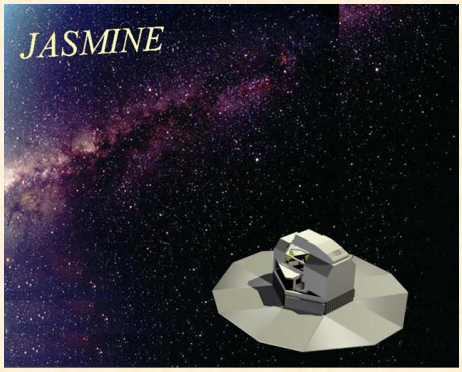
・今後10年程度の間に、銀河バルジ程度までの距離を正確にきめることが出来る、2桁高い精度の観測計画が進められている。

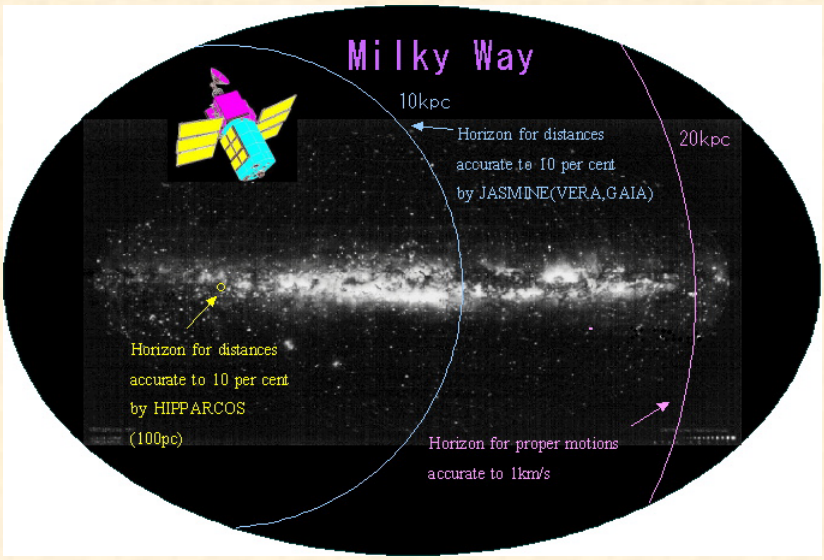
⇒GAIA、JASMINE、・・・

JASMINE

・日本の赤外線探査による位置天文衛星計画

(Japan Astrometry Satellite Mission for INfrared Exploration)





・銀河系内のかなりの部分の星の位置、速度を観測できると、何がわかる？

⇒銀河系の力学構造を決定することが出来る。

⇒銀河形成史の研究に発展

SPH、 Semi-analytic model

位置天文学への期待

- 国立天文台の若手メンバー（7名）を中心として、銀河系の力学構造を決定する手法の研究をおこなっている。

- 本プロジェクトでおこなわれている研究の中で、いわゆる「トーラス構築法」と呼ばれているものについての概要を述べるとともに、初期の解析結果を報告する。

銀河系の力学構造の決定

- 銀河系の力学構造を理解するとは？
  ⇔銀河系の構成要素の位相分布関数を$f(x,y,z,v_x,v_y,v_z,t)$を求めること

- 銀河系は定常状態であると仮定
  ⇒位相分布関数は6次元

- 観測から得られる情報は2次元的位置、天体までの距離、固有運動、および視線速度
  ⇒観測された星の6次元位相分布関数はわかる。

- 観測できるのは、重力物質のごく一部（暗い星、ダークマターに関する情報はなし）

⇔欲しいのは銀河系を構成する全ての重力物質の位相分布関数。

重力物質の位相分布関数

≠観測された星の位相分布関数

- 観測データには加速度情報が含まれないため、重力ポテンシャルも直接はわからない。

どうすればよい？

- 定常状態の銀河の場合、その星の軌道のほとんどは規則軌道と考えられる。

⇒強いジーンズの定理により、位相分布関数は3つの孤立積分量のみの関数$f(I_1,I_2,I_3)$となる。

<u>やるべきこと</u>

1）（適当な）孤立積分量を探し出す。

2）理論モデルのテンプレート（雛形）と比較し、力学構造を決める。

孤立積分量

- 孤立積分量として作用変数を考えると都合が良い。

$$J = \frac{1}{2\pi}\oint pdq$$

(Galactic Dynamics: Binney & Tremaine 1987)

- しかし一般には作用変数は解析的に解くことが出来ないので、観測データ(位置と速度)との比較が出来ない。

⇒母関数によって、解析的に解けている場合と結びつける。
(トーラス構築法: McGill & Binney 1990)

トーラス構築法の原理

用意するもの

A) Toyハミルトニアン $H_0(J)$

作用・角変数 (J, θ) が (p, q) の関数として解析的に書き下すことが出来るもの。具体的には調和振動子型またはケプラー型のハミルトニアン。

B) Targetハミルトニアン $H(J')$

銀河系の重力ポテンシャルを表現するハミルトニアン。
作用・角変数 (J', θ') を (p', q') の関数として解析的に書き下すことが出来ない。

C) N個の正準変数のペア　(J_i', θ_i)

D) (トライアルな) 母関数　S

<u>母関数による変換</u>

$$\mathbf{J} = \nabla_{\boldsymbol{\theta}} S(\boldsymbol{\theta}, \mathbf{J}')$$
$$\boldsymbol{\theta} = \nabla_{\mathbf{J}'} S(\boldsymbol{\theta}, \mathbf{J}')$$

・どのように母関数Sを決定するか？

⇒トーラス構築法の本質

母関数の決め方

1) 用意されたN組の正準変数のペア (J_i', θ_i) から、トライアルな母関数を使って (J_i, θ_i) を計算 (ただし $J_i' = const$ に設定しておく)

2) (J_i, θ_i) から (p_i, q_i) を計算

3) これからターゲットハミルトニアン $H_i(p_i, q_i)$ のエネルギーを計算

4) N組のペアごとにエネルギーが計算されるが、
$J_i' = const$ としているので、エネルギーは一定のはず。

⇒しかし母関数がうまく設定されていないと、一定でなくなる。

⇒それらのバラツキ具合（分散）を計算

5) 分散が最小になるように、Sを決めなおす。

6) 1)～5)を繰り返し、最終的に母関数Sを定める

実際の解析結果

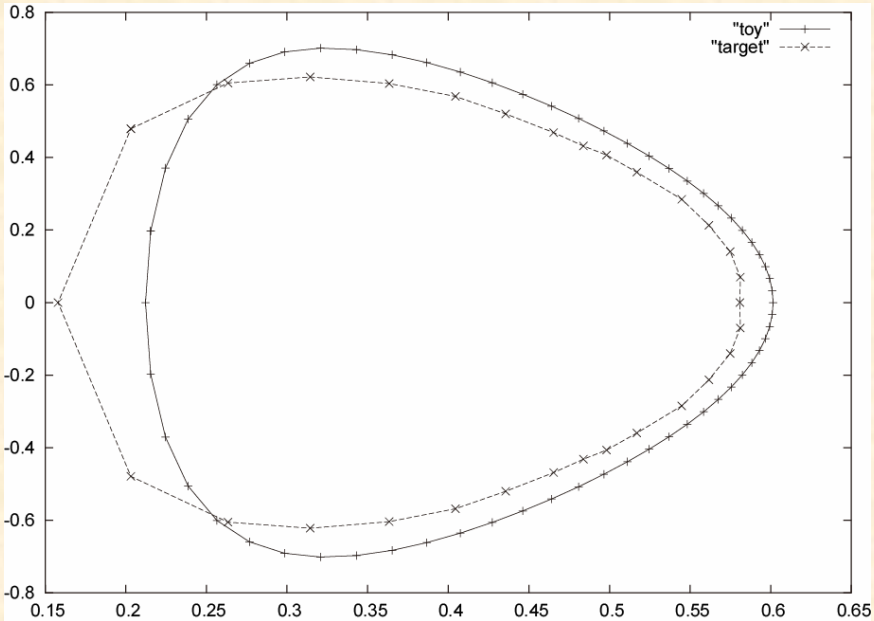
トイハミルトニアンおよびTargetハミルトニアンを以下のように設定し、実際にトーラス構築法を実行した。

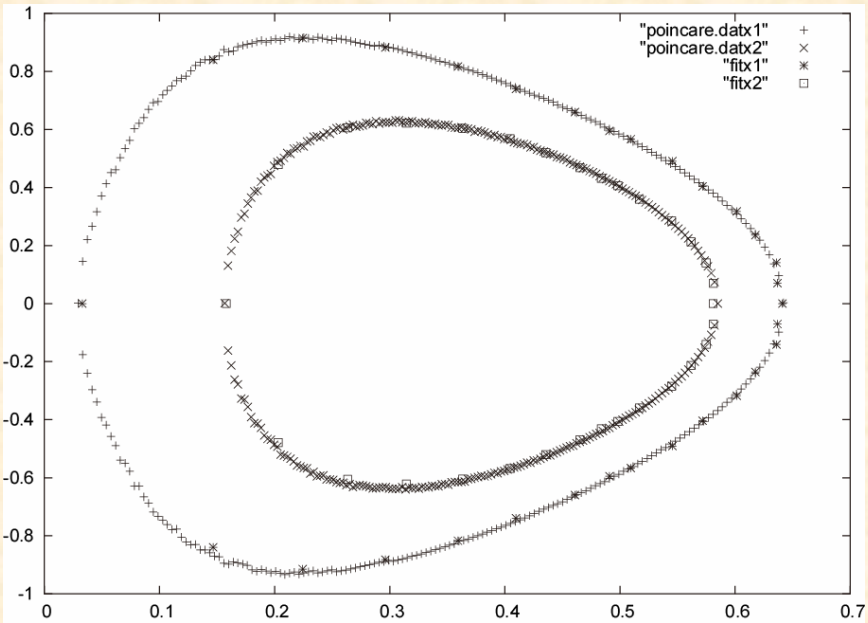
1) Toyハミルトニアン (isochrone potential)

$$\mathrm{H}_0 = \frac{1}{2}P_r^2 + \frac{P_\theta^2}{2r^2} + \frac{-k}{b+\sqrt{b^2+r^2}}$$

2) Targetハミルトニアン (logarithmic potential)

$$\mathrm{H}_0 = \frac{1}{2}P_r^2 + \frac{P_\theta^2}{2r^2} + \frac{1}{2}\log(x^2 + \frac{y^2}{q^2} + R_c^2)$$


"toy"
"target"
0.8
0.6
0.4
0.2
0
-0.2
-0.4
-0.6
-0.8
0.15
0.2
0.25
0.3
0.35
0.4
0.45
0.5
0.55
0.6
0.65


"poincare.datx1"
"poincare.datx2"
"fitx1"
"fitx2"
1
0.8
0.6
0.4
0.2
0
-0.2
-0.4
-0.6
-0.8
-1
0
0.1
0.2
0.3
0.4
0.5
0.6
0.7

現状のまとめ

- Toyトーラスと Targetトーラスの差があまりない単純なマッピングの場合、トーラス構築法はうまく働くことが分かった。
- 一般の場合には、エネルギーの分散値が小さくなるという条件だけでは、トーラス構築法はうまく働かないようである。

今後の課題

1) トーラス構築法の弱点をはっきりさせる。

・どのような場合にうまく働き、どのような場合にはうまく働かないか、の理解

・どのような条件をつけると、一般にうまく働くかについての考察

2) 3次元に拡張する。

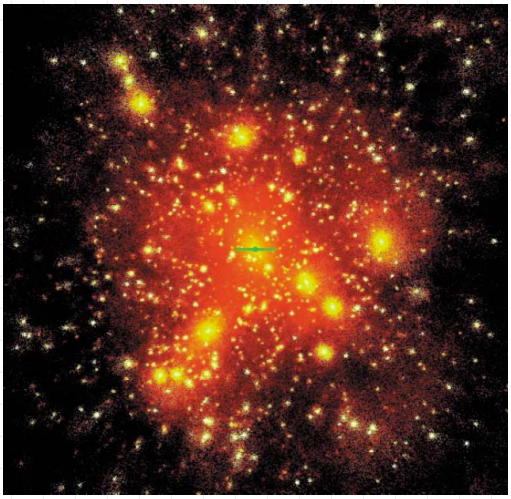
皆さんも、参加して
みませんか？

暗黒物質サブハローと銀河円盤との力学相互作用

林　寛人、千葉　柾司(東北大)

1. Introduction

1.1 暗黒物質(CDM)サブハロー



(B. Moore)

- mass functionはホストハローの質量にほとんど依存せずほぼ等しい形

$$\frac{dN}{dM_{\rm sub}} \propto M_{\rm sub}^{\alpha}$$

$$-1.7 \le \alpha \le -1.9$$

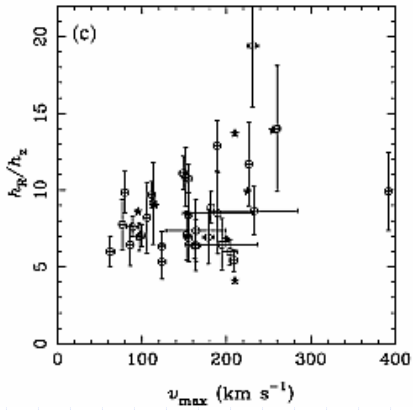
- 速度分布はradialに非等方の傾向

1.2 問題点

サブハローと円盤構造との力学相互作用により
銀河円盤が観測されるような薄い状態になり得なくなる

銀河円盤の
scale length：h_R
scale height：h_z

h_R/h_z



Kregel et al.(2002) 回転曲線の最大値

$$h_z / h_R \leq 0.2$$

1.3 本研究の目的

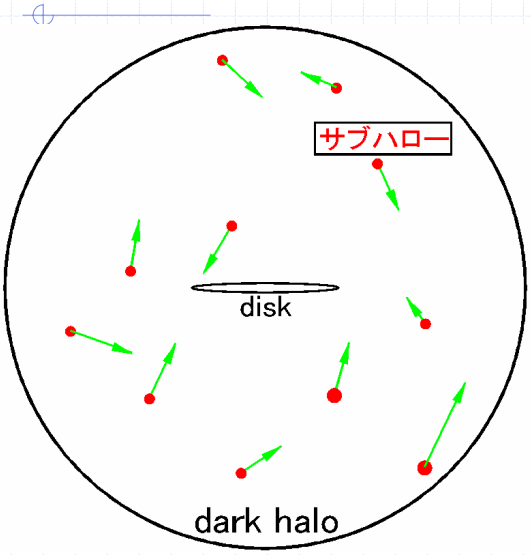
今までの研究から現在のサブハローの分布では
サブハローは銀河円盤にほとんど影響しない
しかし今までの研究ではサブハローがdiskに与える効果について定量的な評価がなされていない

↓

**薄い円盤を含む銀河モデルの中で
詳細なN体計算を行いサブハローが
円盤に与える効果を定量的に得る**

2. Model

2.1 モデルの概略図



個々のサブハローの密度分布

- point massモデル
- Kingモデル

(以下tidalモデル)

- diskは軸対称モードとbarモードに安定
- 計算時間は5Gyr
- Tree codeを用いて計算

2.2 host銀河の密度分布

Hernquist(1993)の銀河モデルを使用

$$\rho_{disk} = \frac{M_d}{4\pi R_d^2 z_d} exp(-R/R_d)\, sec\, h^2(z/z_d)$$

halo :isothermal sphere

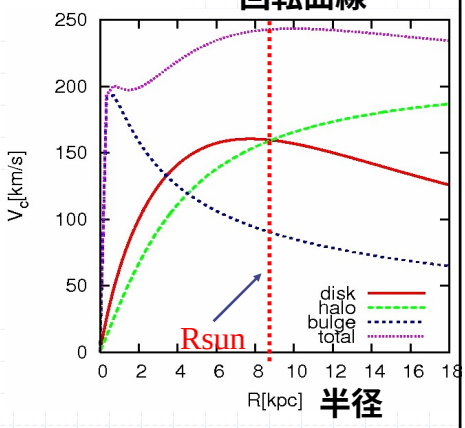
bulge :hernquist model

diskのscale height $z_d = 245\,\mathrm{pc}$

diskの粒子数 46000

bulgeとhaloはrigid potential

回転曲線



2.3 サブハロー系の初期条件

- サブハローの質量関数

$dN / dM_{sub} \propto M_{sub}^{-2}$ で与える

上限、下限はパラメータ、総質量はM_{halo}の1/10

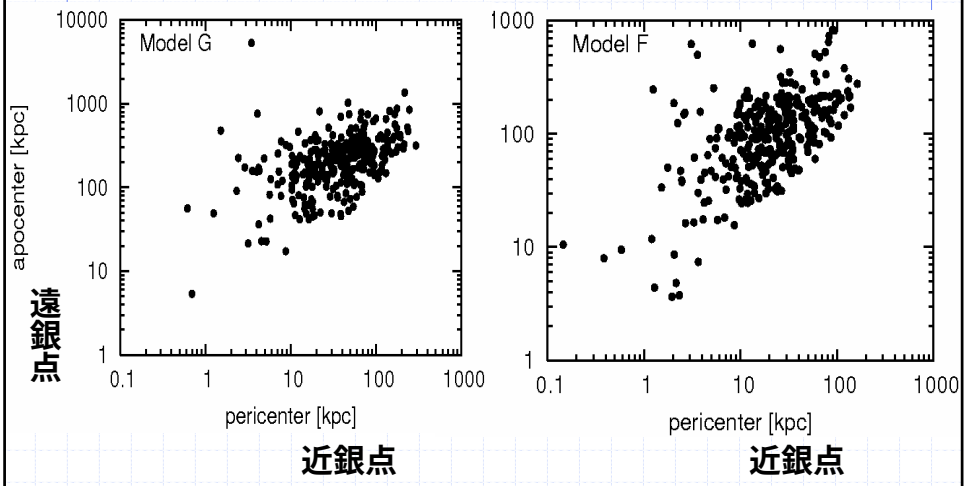
- サブハロー系の空間分布･速度分布

$$\rho = \frac{M}{2\pi} \frac{a}{r} \frac{1}{(a+r)^3}$$:aはパラメータ

速度分布は等方の場合とβ=0.5を仮定

$\beta = 1 - \overline{v_\theta^2} / \overline{v_r^2}$:非等方性を表すパラメータ

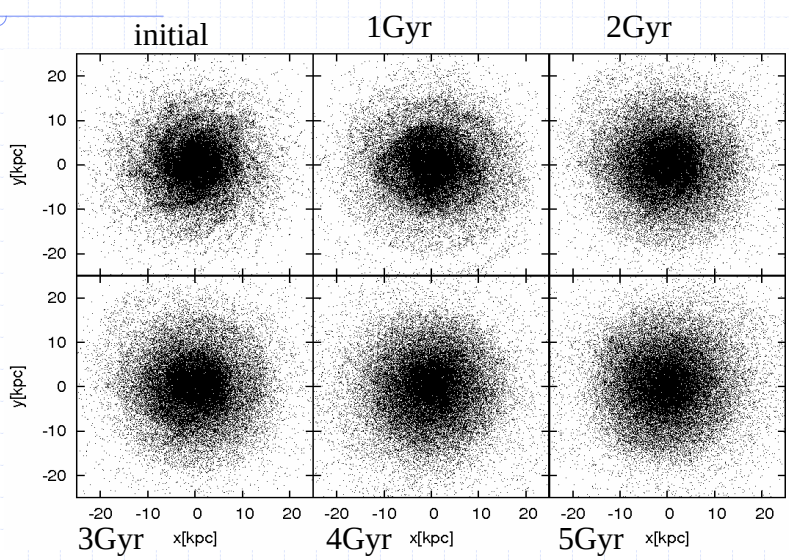
2.4 サブハローの分布の違い



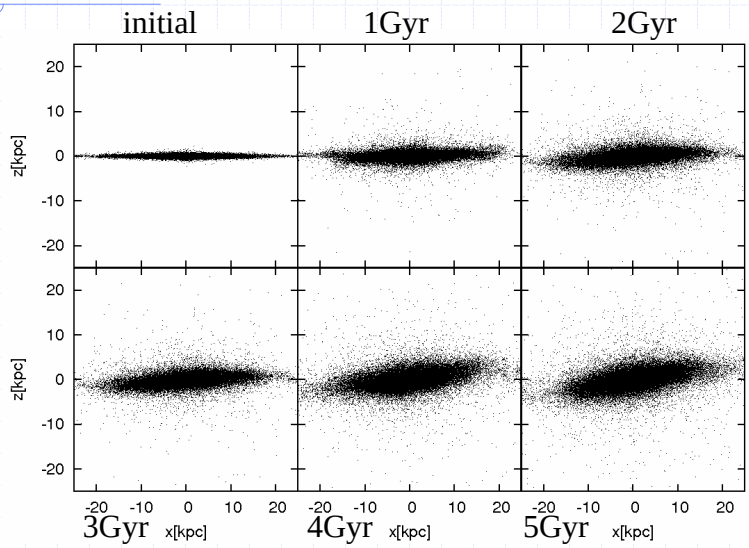
model	総数	scale length	$M_{high}[M_\odot]$	$M_{low}[M_\odot]$	粒子数
point mass モデル					
A	784	20	10^8	10^8	
B	784	40	10^8	10^8	
C	392	40	2×10^8	2×10^8	
D	261	40	3×10^8	3×10^8	
E	200	50	4×10^8	4×10^8	
F	318	25	10^9	10^8	
G	313	80	10^9	10^8	
H	175	40	10^{10}	10^8	
I	1141	50	10^{10}	10^7	
J	1959	40	10^9	10^7	
tidal モデル					
K	318	25	10^9	10^8	182
L	172	40	10^{10}	10^8	182
$\dot{L}$	172	40	10^{10}	10^8	485
M	362	7	10^9	10^8	182
N	200	50	4×10^8	4×10^8	182
O	112	20	7×10^8	7×10^8	182
P	280	15	10^{10}	10^8	170
Q	173	7	10^{10}	10^8	170
$\dot{Q}$	173	7	10^{10}	10^8	数千個
$\beta = 0.5$ モデル					
R	197	40	10^{10}	10^8	
S	362	25	10^9	10^8	
T	200	25	10^9	10^8	
U	249	40	$10^{9.3}$	10^8	
V	361	45	10^9	10^8	

3. Result

3.1 サブハローによるheatingの1例 -xy plane-



3.2 サブハローによるheatingの例
-edge-on(point massモデル)-

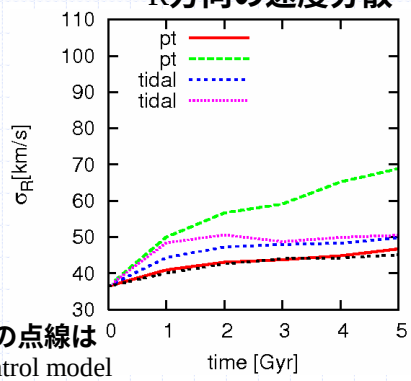


3.3 速度分散の時間変化-R=8.5kpcでの値-

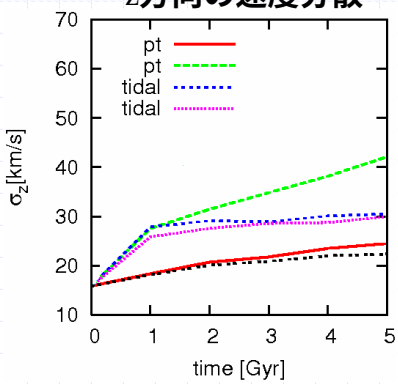
tidalモデルでは1Gyr後からほとんど変化しない

→ tidalモデルでは1回目のinfallのみ diskに影響を与える

R方向の速度分散



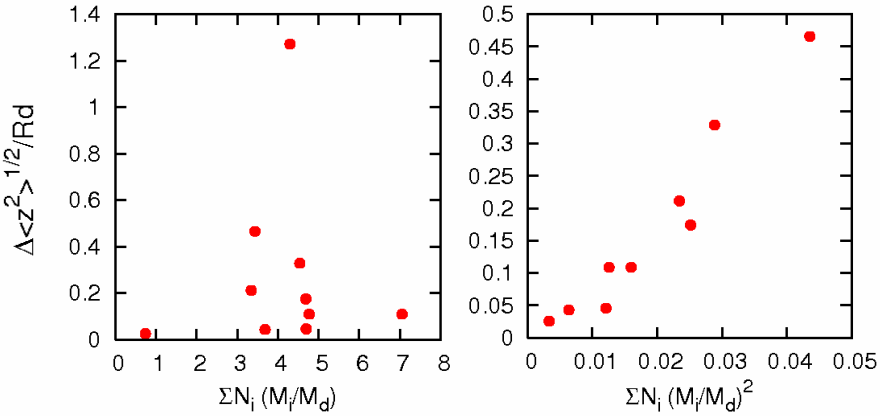
z方向の速度分散



黒の点線は control model

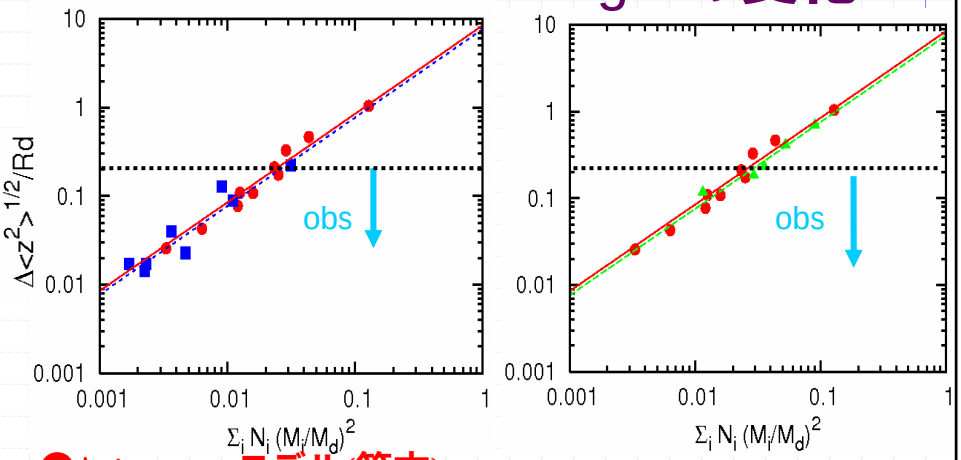
3.4 解析(1) –scale heightの変化–

注意：以下ではz方向の二乗平均をscale heightと評価する



図の横軸はサブハローが3Rdに入ってきた回数Niとその質量Miを示す。縦軸はinternal heatingを除いてある。　左図では質量に比例、　右図では質量の二乗に比例

3.5 解析(2) –scale heightの変化–



●：pint massモデル(等方)

■：tidalモデル(Ni=1として計算)

▲：β=0.5 point massモデル

黒の点線は観測による制限(Kregel et al. 2002)

4. Discussion

4.1 結果の考察

- サブハロー系によるdisk heatingの効果を与える一般式

$$\frac{z_d}{R_d} = A\sum_i N_i \left(\frac{M_i}{M_d}\right)^2$$

Z_d:scale height
R_d:scale length
M_d:disk mass
A:constant

Niの計算の仕方

point massモデル

Niは質量Miのサブハローがある時間t内に3Rd以内に入ってくる回数

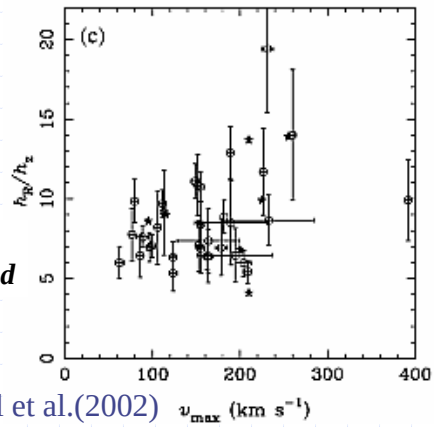
tidalモデル(Kingモデル)

Niは質量Miのサブハローが3Rd以内に入ってくる総数

- $z_d / R_d \leq 0.2$ → 降着するサブハローの質量はdisk質量の約15%以下

- $\frac{z_d}{R_d} \propto V_{max}^{-2}$

R_d / z_d



Kregel et al.(2002)

5. Conclusion

- disk heatingはサブハローの質量に強い依存性を持っている
- disk質量の約15%の以上の質量がdiskにaccreteしてくると観測される以上にdiskはheat upされる

密度カスプ構造の力学的不安定性

中島　紀　(国立天文台)
森川　雅博　　(お茶大)

N-体計算の結果得られるカスプ構造

- CDM cosmology に基づく、シミュレーションの結果えられる暗黒物質ハローの密度プロファイル (例: NFW profile) は、r の小さいところで、

  $\rho(r) \propto r^{-\alpha}$　($\alpha = 1 \sim 1.5$)

  で振舞うような、カスプ (尖端がとがった構造) をもつ。この道のパイオニアの Navarro, Frenk & White は、「プロファイルは平衡状態を表している」、 といっている。

  いったいどんな平衡なのか？

カスプ構造の平衡

- 密度プロファイルからも、ただちに熱平衡にないことはわかる。無衝突粒子系の緩和時間は非常に長く、大局的熱平衡は期待されない。
- 一方、力学平衡（例：圧力平衡）は、緩和時間が短いので、起こりうる。普通のガスの自己重力系なら、静水圧平衡、
  - $dp / dr = - \rho \ GM(r) / r^2$,
  - $M(r) = \int 4 \pi \rho r^2 dr.$
  - を要求するところだが、暗黒物質の相互作用が弱いので、無衝突系として扱う必要がある。

定常的ジーンズ方程式

- 無衝突ボルツマン方程式を速度空間で積分すると、ジーンズ方程式が得られる。このジーンズ方程式の、速度分散が等方的で、定常的（時間を含まない）場合に、
  - $\rho(r) = m\, n(r)$,
  - $p = m\, n(r)\, \sigma^2$,

  m: 粒子質量、 n(r)：数密度、 σ：速度分散

  と定義してやると、ジーンズ方程式と静水圧平衡の式は、全く同じ形になる。

力学的安定条件

- 静水圧平衡/定常的ジーンズ方程式の原点における安定条件は、
  - $r = 0$ で、$p > 0$ であり、かつ有限。(ジーンズ方程式の場合、密度、速度分散が有限という意味)。
  - この安定条件の特徴は、平衡条件の式の右辺が、密度プロファイルを与えれば、決まるので、密度プロファイルの冪の条件として、求まること。
  - $\rho(r) \propto r^{-\alpha}$ に対して、$\alpha \leq 1$ が安定条件。

安定条件 $\alpha \leq 1$ が意味すること

- いくつかの可能性
  - N-体計算の結果得られたカスプが、力学平衡にない。
  - 自己重力のみの鋭いカスプは存在しない。
  - 鋭いカスプ ($\alpha > 1$) があるなら、中心に重力源(質量)があるはずである。
- ちなみに、ここまで暗黒物質で議論してきたが、同じ条件は、どんな質量分布にも成り立つ。

現実の宇宙 (銀河スケール)

- 渦巻き銀河、ガスのある銀河
  - 回転曲線から、質量分布が得られる場合がある。
  - Dwarfs, LSBG, bulgeless-normal galaxies の場合 constant–density cores があるという (Gentile et al. 2004)。ただし、星の引き方が微妙で、α(DM) = 0.73 (Simon et al. 2005) という結果もある。このような銀河には、中心核活動は見られない。(たぶんBH はない。)
- 我々の銀河
  - Flat rotation curve 0.1 ~ 200 kpc? (Sofue & Rubin 2001).
  - $\alpha \sim 2$ に対応 (不安定)。 中心に BH が存在。
- 多くの渦巻き銀河
  - Flat rotation curves を持ち、なおかつ、中心付近で、回転速度が急激に増えるものがある。多分、中心に、Stellar clusters か、BHs のような重力源があると思われる。

現実の宇宙 (銀河団スケール)

- 重力レンズ (特に Strong lensing)の結果
  - CL 0024+1654 (Tyson et al. 1998)
  - A1689 (Broadhurst et al. 2005)
  - ソフトコアか、浅いカスプ(α<1)。
  - Radial & tangential critical curves のある三つの銀河団から求めた平均 α=0.52 (Sand et al. 2004)。
  - 一般には、銀河団では、鋭いカスプはなさそう。
- 例外: A383:
  - 但し、鋭いカスプは、cD galaxy でつくられているらしい (Smith et al. 2001)。
- 中心付近は、銀河の寄与が大きく解析が難しい。

玄人向け (Part 2)…時間が許せば

- カスプの密度が非常に高くなると
  - 量子統計 (ボソンかフェルミオンか) が、状態方程式にきいてくる。
  - さらに、高密度では、静水圧平衡の式を、Tolman-Oppenheimer-Volkoff の相対論的な平衡の式に置き換える必要がある。
  - しかし、結果は簡単で、カスプはいつも不安定という結果になる。 (Nakajima 2006a)
- ちなみに、A1689 の flat top 構造は、eV mass の縮退したフェルミオンで再現できる。(Nakajima & Morikawa 2006b).

TOV 方程式の安定性

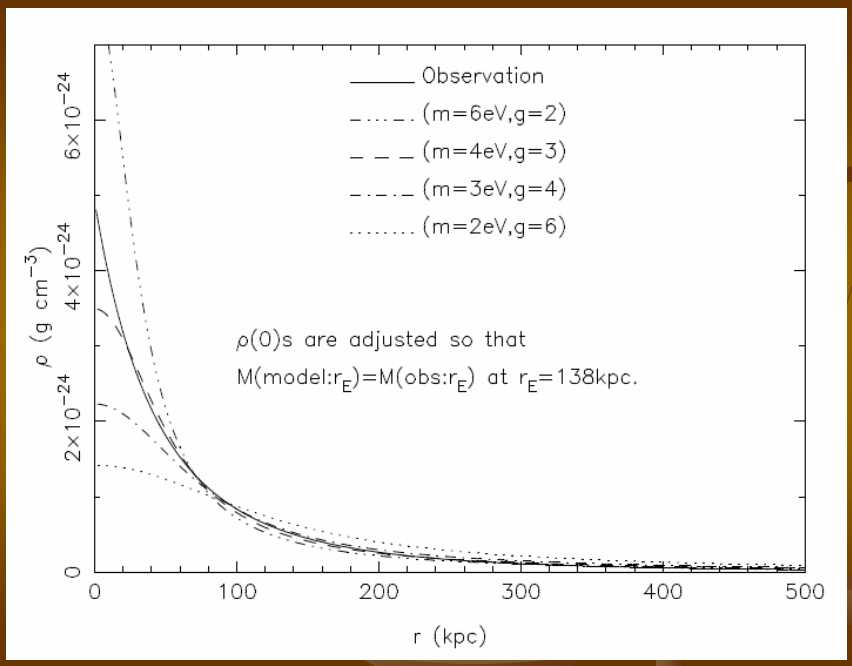
- カスプの局所慣性系において、ガスの状態方程式が
  - $p \propto \rho^{\beta}$ で与えられるとき、 $\beta>1$ が条件。
  - ボーズガス、古典理想気体、はつぶれる。
  - 少なくとも部分的に縮退した Fermi gas のみ安定。但し、$\beta>1$ では、$d\rho/dr = 0$ となり、flat top.
  - 結局、相対論的カスプはない。
- 縮退したフェルミガスのみ、flat top な構造をつくりうる。

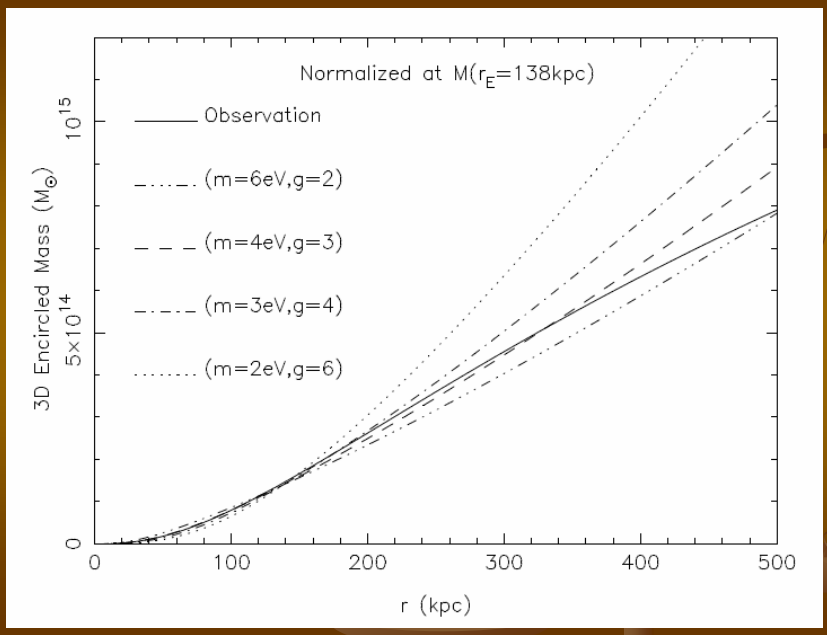
現実の宇宙とフェルミ縮退

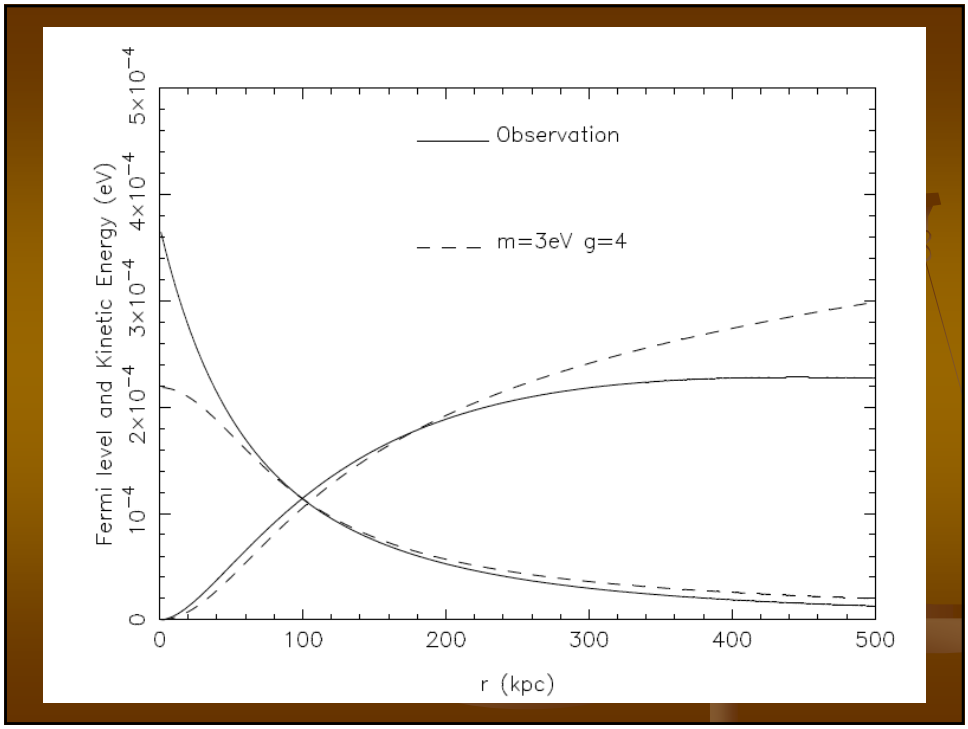
- Mass m の粒子の造る自己重力系の大きさは、m^{-2} に比例。
  - m = 1 Gev　r = 10 km　…… Neutron star
  - m = 1 eV　r = 10^{19} km = 300 kpc
  - eV mass particles は、cluster core scale の自己重力系を造る。
- Cluster of galaxies, A1689 のコア
  - $\rho \sim 10^{-24}$ g/cc,　$n \sim 10^{11}$ /cc for m=1 eV.
  - 非相対論的粒子に対して、ドブロイ波長>$n^{-1/3}$.
  - 相対論的にはならなくとも、縮退はありうる。

現象論的状態方程式

- T = 0　で、非相対論的完全縮退
- T　large で、古典的理想気体に漸近
- Thermal energy を、それに釣り合う Encircled mass による重力エネルギーで置き換える。3/2 kT = GmM(r) / r.
- $p = P_D (1+ 5/2\, g\, kT/E_f)$
- このEOSと静水圧平衡の式からできた微分方程式を積分。解は、$\rho(0)$,　m, g (統計重率) できまる。


Observation
(m=6eV,g=2)
(m=4eV,g=3)
(m=3eV,g=4)
(m=2eV,g=6)
ρ(0)s are adjusted so that
M(model:r_E)=M(obs:r_E) at r_E=138kpc.
ρ (g cm^-3)
6×10^-24
4×10^-24
2×10^-24
0
0
100
200
300
400
500
r (kpc)


Normalized at M(r_E=138kpc)
Observation
(m=6eV,g=2)
(m=4eV,g=3)
(m=3eV,g=4)
(m=2eV,g=6)
3D Encircled Mass (M_⊙)
10^15
5×10^14
0
0
100
200
300
400
500
r (kpc)


Observation
m=3eV g=4
Fermi level and Kinetic Energy (eV)
0
10^{-4}
2×10^{-4}
3×10^{-4}
4×10^{-4}
5×10^{-4}
0
100
200
300
400
500
r (kpc)

重力レンズ法による
太陽系外惑星系の発見

MOAによる暗天体の研究

名古屋大学太陽地球環境研究所
村木　綏

目次

1. 研究目的 (dark matter, extra-solar planets)
2. 研究方法　ー　マイクロ重力レンズ法
3. バリオニックダークマターは存在するのか？(LMC)
4. 2000-2004年のMOA I システムの成果　(GC)
5. 太陽系外地球型惑星の発見(Nature event)
6. 新MOA計画　ーMOA IIスタート とその現状

MOA = Microlensing Observations in Astrophysics

共同研究者

村木　綏、 伊藤好孝、 阿部文雄、 増田公明
松原　豊、 埒　隆志、 住　貴宏、 神谷浩紀
（名大STE研） 佐藤修二（名大理）、中村卓史
（京大理）、 大西浩次（長野高専）
M1 + M2　~6名

P. Yock (Auckland), J. Hearnshaw (Canterbury), P. Kilmartin (Mt. John observatory), D. Sullivan (Victoria), I. Bond (Massey univ. New Zealand)

1.　研究目的

(I)　我々の銀河のダークマターの研究

Paczynski's suggestion　1986

Discovery of Macho　1993

Famous debates in　1998

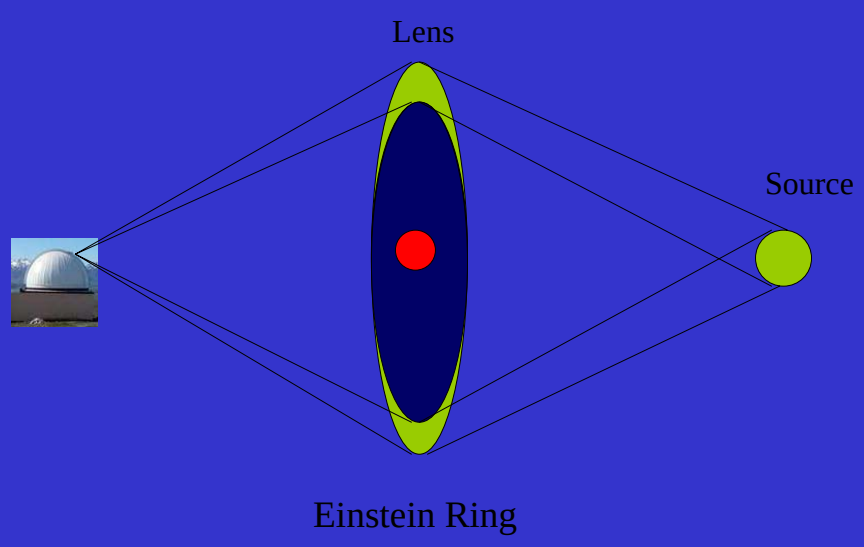
(II)　太陽系外地球型惑星の発見

Discovery of Planet

by OGLE and MOA　2003

Macho = MAssive Compact Halo Objects

Gravitational microlensing



2. 研究方法

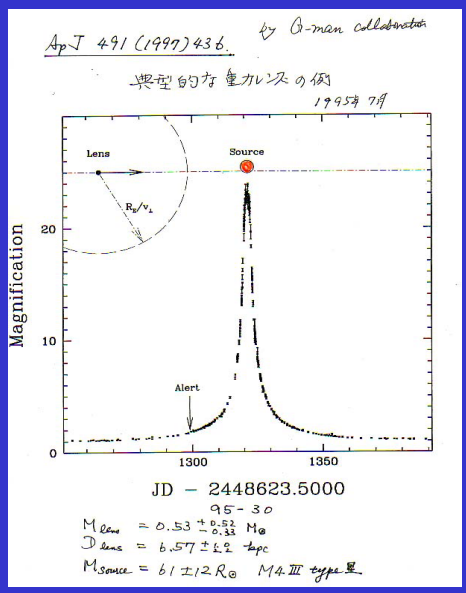
重力レンズで暗天体を見つけよう

3. MACHOの探索の結果

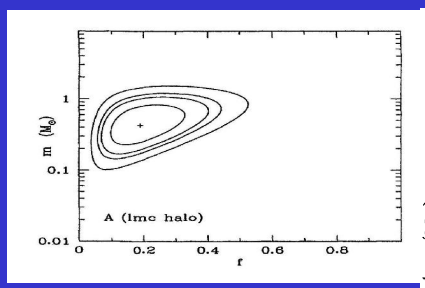
（1）確かにマイクロ重力レンズ効果はある

（2）白色矮星か褐色矮星かは論争中

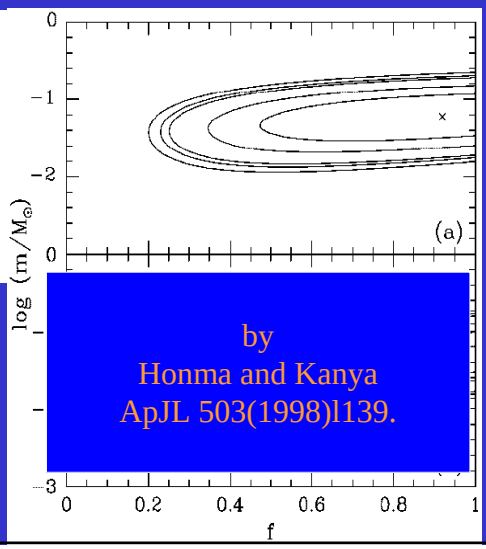
（1）確かにマイクロ重力レンズ効果はある



（2） 白色矮星か褐色矮星かは未定



by MACHO collaboration
ApJ 486(1997)697



by
Honma and Kanya
ApJL 503(1998)l139.

(2)の論争の内容

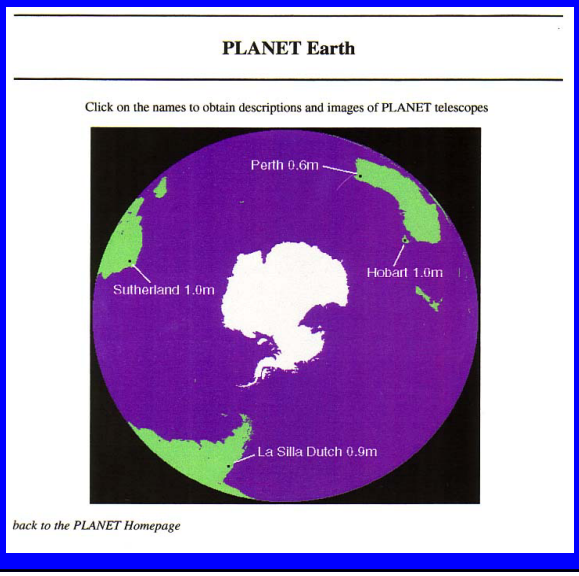
① HaloにMACHOは少なくとも20%はある。
MACHO collaborationの結論

② Haloには褐色矮星が一杯つまっている。
本間-官谷の解析 → VELAに期待

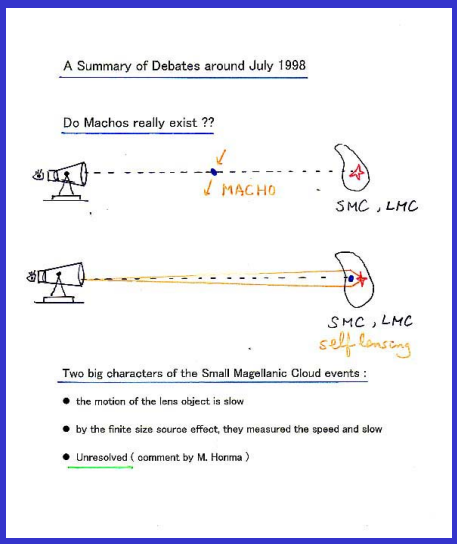
MACHOがあるという結論そのものに対してクレームがついた。

→ 1998年のScience に載った論争
Science 281 (1998) 332 by J Glanz

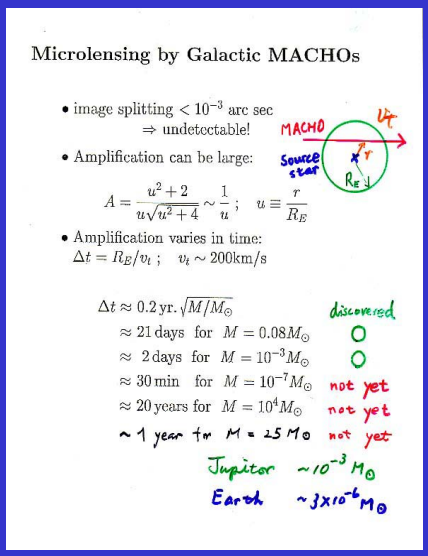
4.Planet groupからの新しい問題提起

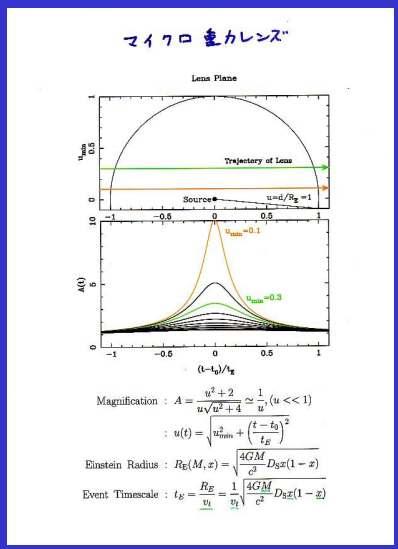


Machoは本当にあるのか？ Self lensing と違うのか？



Microlensing Basics (2)
縮退を解く





5. 結論

- Machoの存在は依然不明である。 何故ならMachoの距離が測れないからである。
- そこで縮退を解く方法が提案された。

(1) EAGLE eventsをねらえ！

by Nakamura and Nishi

(2) finite source effectをねらえ！

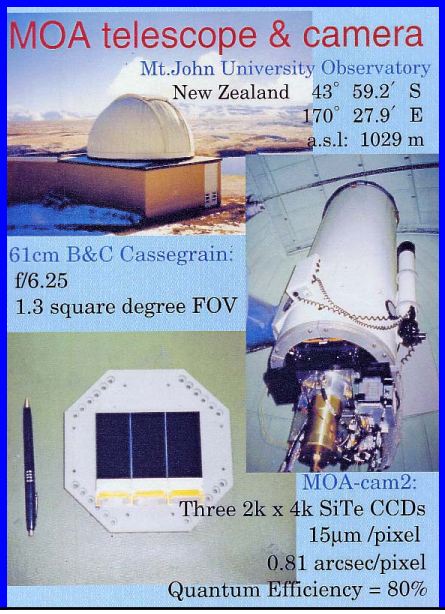
binary lens events を集める

(3) Parallax eventを集めよ！

従って大型装置が必要となる。

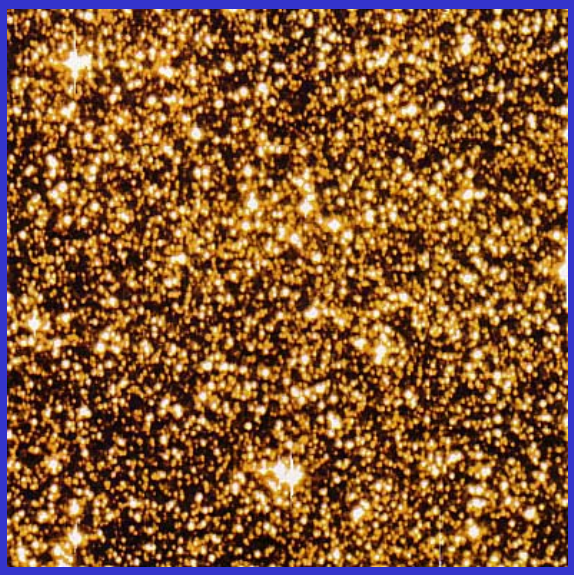
(1.8m望遠鏡 ＋ 80million pixel CCD camera)

6. MOA 2000-2004 年度の紹介



One tip of CCD
ngb1-1
Dophot 50 min
DIA 10 min
green zone 1/32

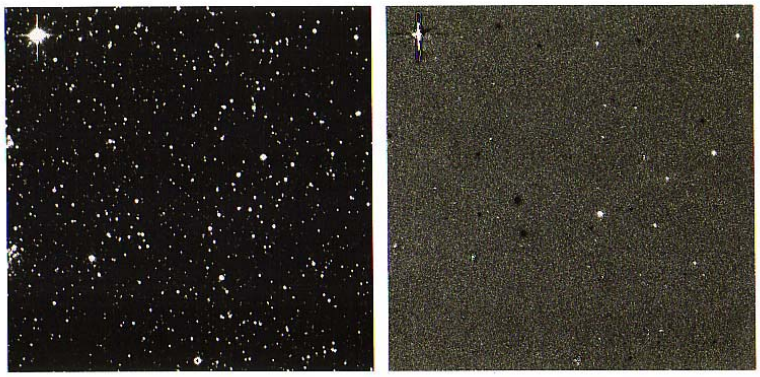
Ngb1-1 (1/32) 800万画素/32＝25K



差分測光法

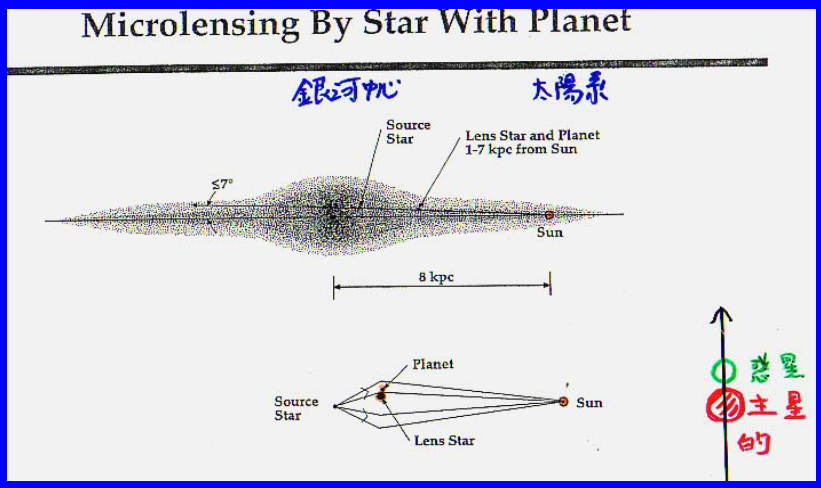
DIA (Difference Imaging Analysis)

before Subtract　　after Subtract

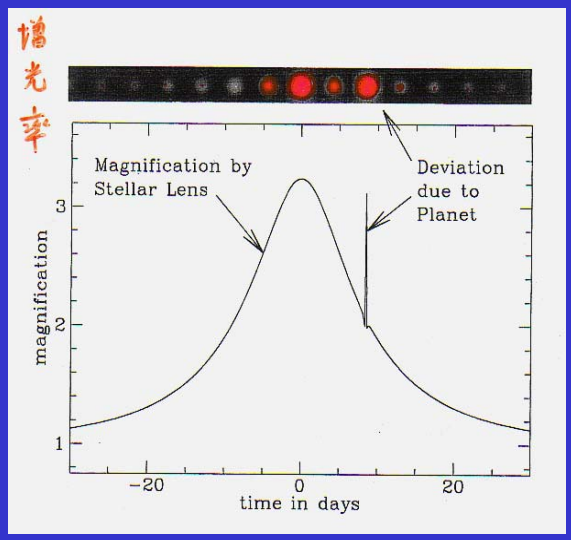


7. 太陽系外惑星探査

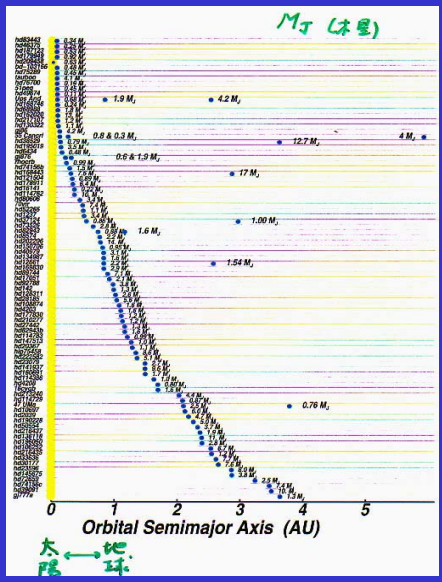
銀河中心方向を見る



惑星特有の増光度曲線

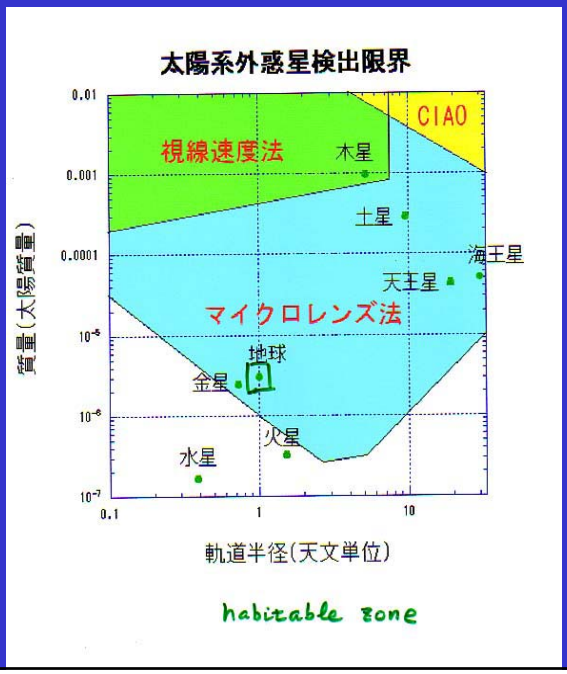


最近の太陽系外の惑星リスト

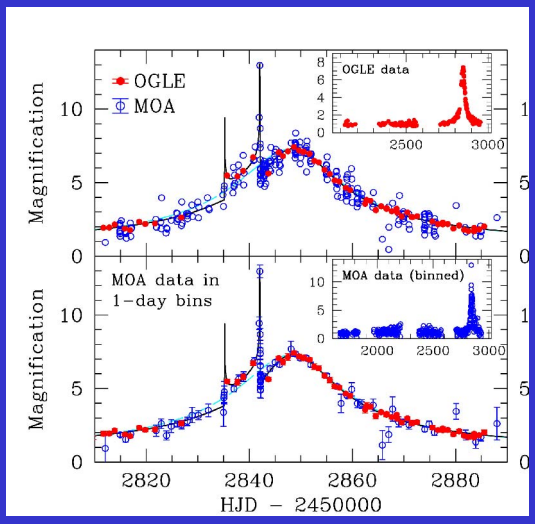


太陽系外惑星

- 太陽の回りを周回する重い惑星が多い
- これは単なる観測のバイアスではないのか？
- 理論的には最初の分子雲の重さによる
- 地球型惑星を見れるのは現在重力レンズのみ
- ここにMOA-OGLEへの期待がある



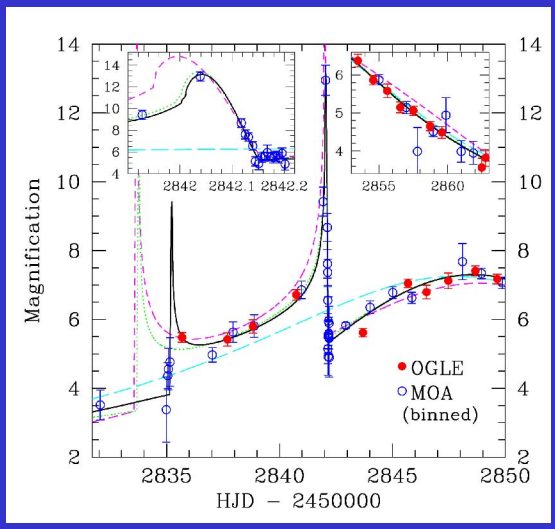
OGLE 2003-BLG-235
MOA 2003-BLG-53 event



Finite source effectを使うと何がわかるか

1. Source starの色から星の大きさが推定できる
   今回はG-starで　等級がI=19.7等だから
   銀河中心部の星であることがわかる。(8kpc)
2. すると星の視野角がわかる。
   (今回は0.50±0.05 μ arc sec)
3. するとレンズ天体の相対速度が求まる
   (今回は$R^*=5.8\times10^5$km, 1.4hours, v=50km/s)
4. するとレンズ天体のEinstein半径が求まる
   (今回は50km x 61days/2≈1.3×10^8km≈1AU)

MOA-2003-BLG-53 OGLE2003-BLG-235 event
APJL 606 (2004) L155



- Fit parameter

t_E = 61.6 ± 1.8 days

u_{min}= 0.133 ±0.003

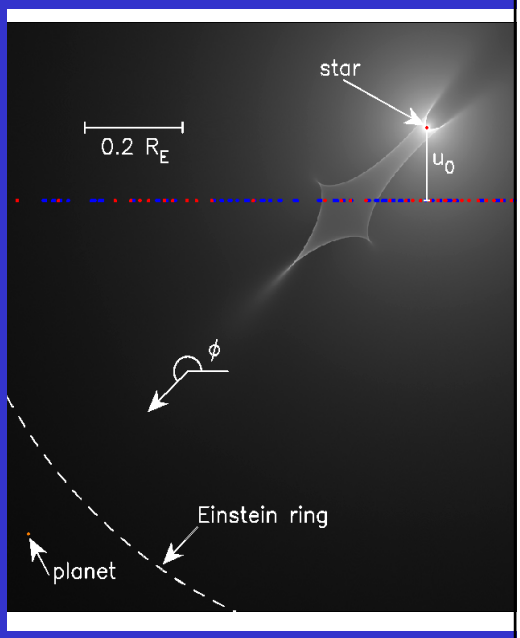
$A_{projection}$ = 1.12R_E

M_{planet}/M_{source}=
0.0039 ±0.007

t*= 0.059 ±0.007 days or

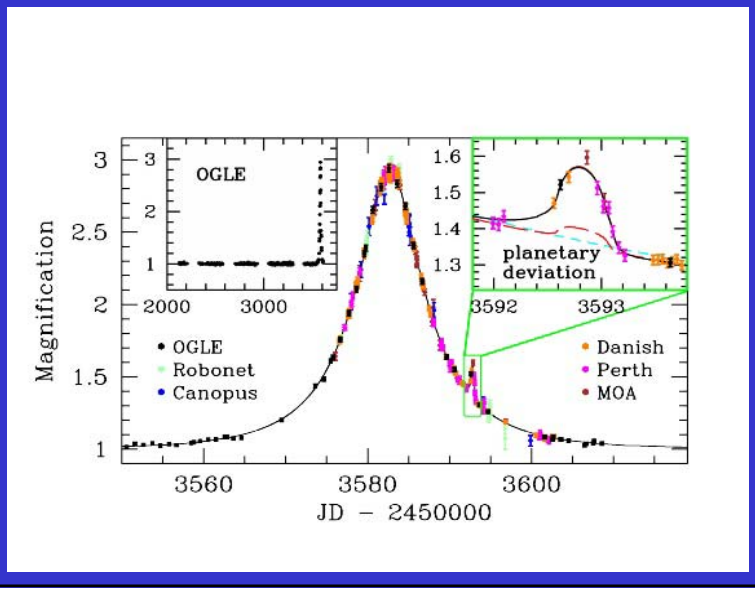
θ^*/θ_E=0.00096
±0.00011

D_{lens}=5.2kpc, M_{lens}=0.36
Planet mass=1.5 J +0.1-1.2
3AU +0.1+1.7 AU

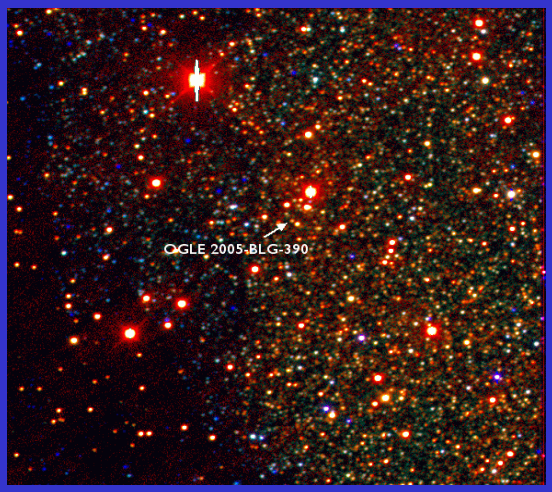


nature event

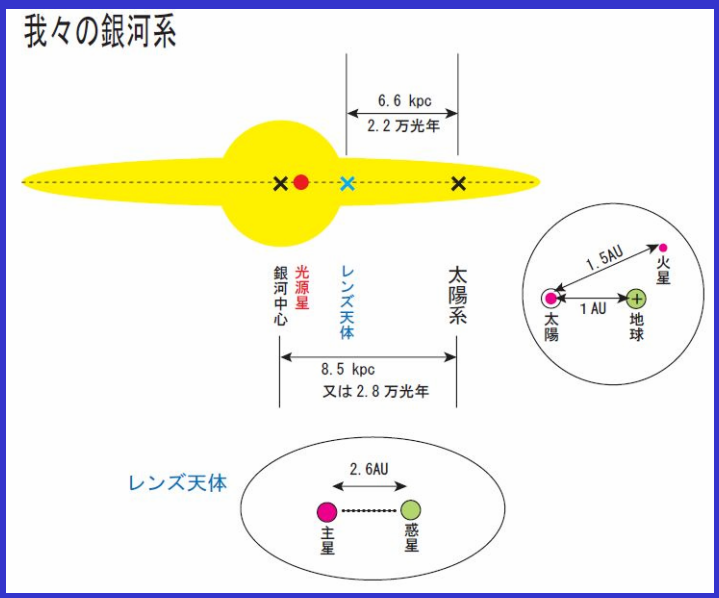
2005年8月9日に見つかった惑星



光源に利用した星



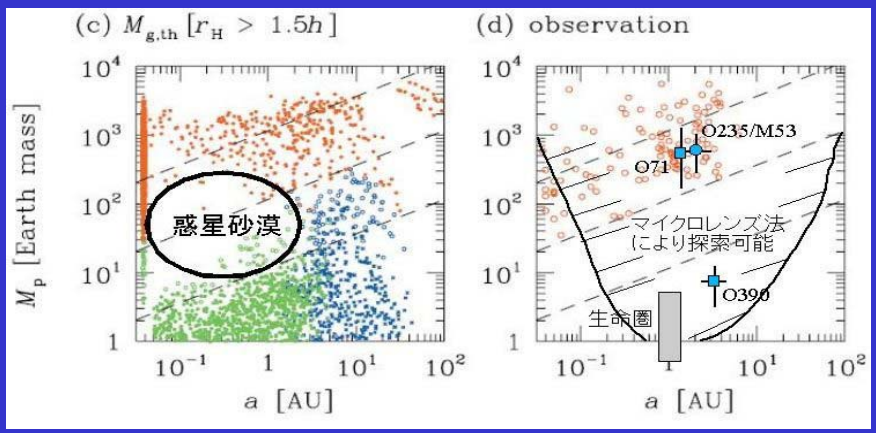
我々の太陽系との比較



“太陽系の兄弟”のパラメーター

- 主な数値
- 光源として利用した星の性質
- 距離： 2.8万光年かなた、銀河中心近傍の星
- 半径： 太陽の9.6倍の赤色巨星
- 惑星系
- 距離： 2.2万光年かなた、銀河中心付近
- 質量(主星)： 太陽の1/5
- (惑星)： 地球の5.5倍
- 軌道： 惑星は太陽-地球間の2.6倍
- 温度： 零下 – 220度と予想

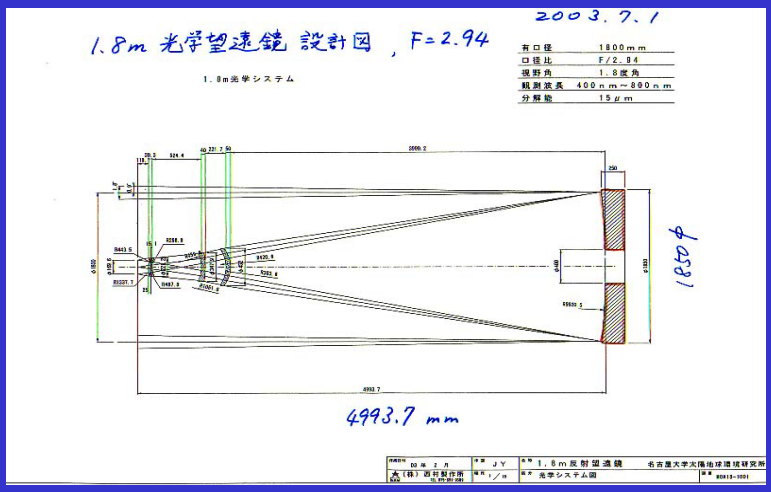
今回の発見の科学的意義



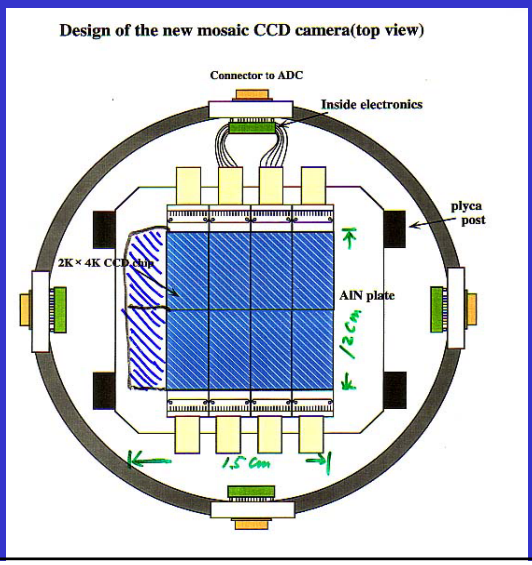
8. MOA 1.8m の建設報告

Mt. John observatory of Canterbury university
(1031m)　Lake Tekapo (713m)

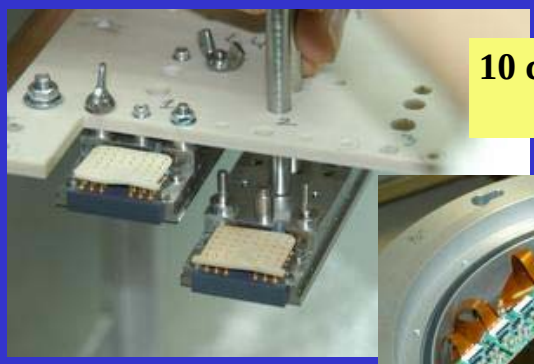
1.8m 望遠鏡設計図



Large CCD camera 8k x 10k で 2 平方度を一挙に見よう！

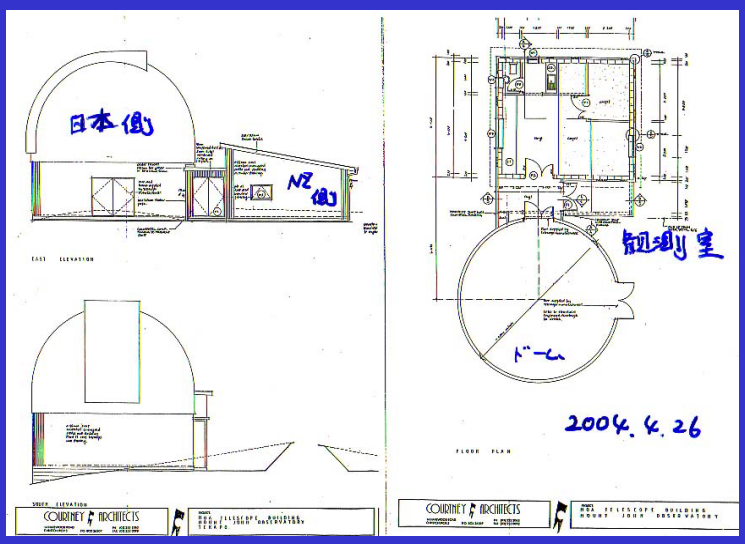


CCD Mount and Array



10 chips were mounted in July 2004.

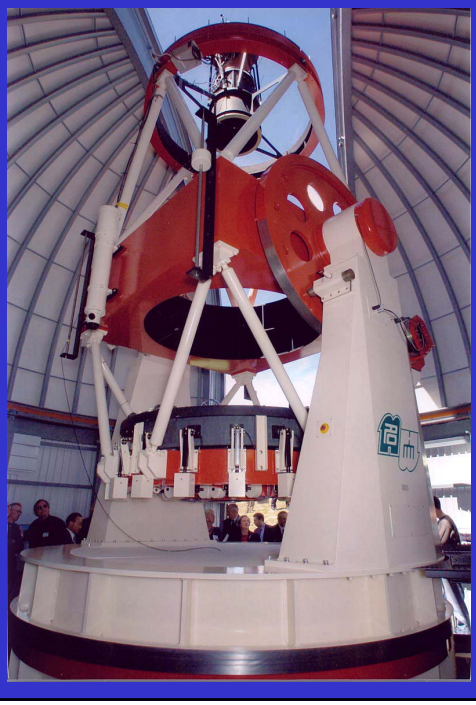
MOA1.8m 望遠鏡用ドームと計算機用建物



2004年9月　ドームの建設始まる

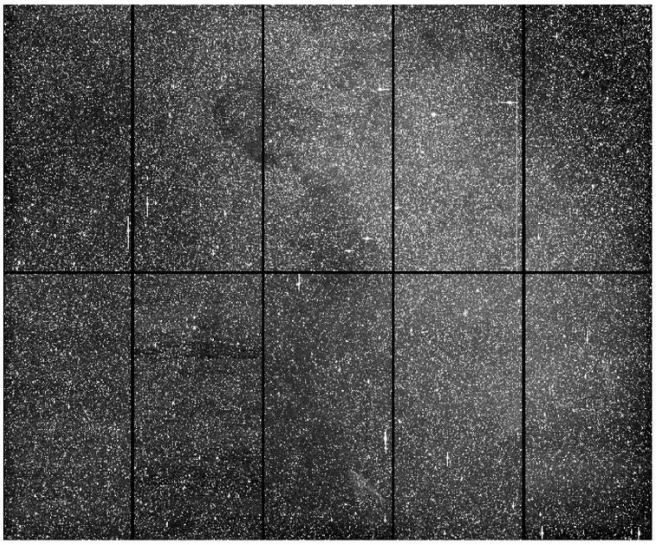
2004年9月12日　骨組み完成

1.8m望遠鏡の完成
2004年10月末



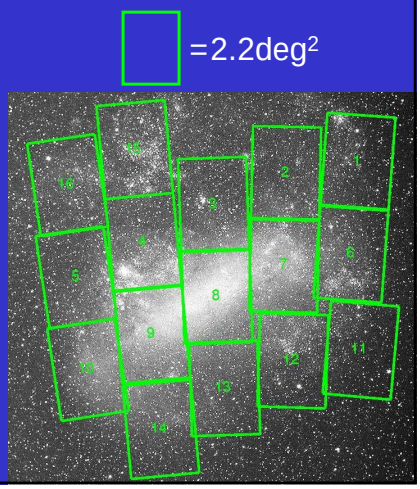
December 1st 2004 opening ceremony

Image of the Galactic Bulge



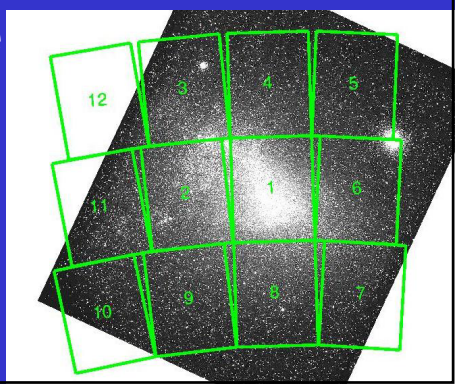
Observation target(LMC)

- 16 fields
- 300 seconds exposure (@new moon)
- 90 minutes for 1 cycle



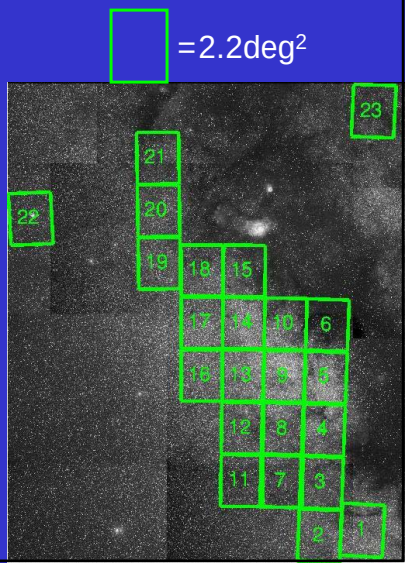
Observation target(SMC)

- 12 fields
- 300 seconds exposure (@new moon)
- 70 minutes for 1 cycle



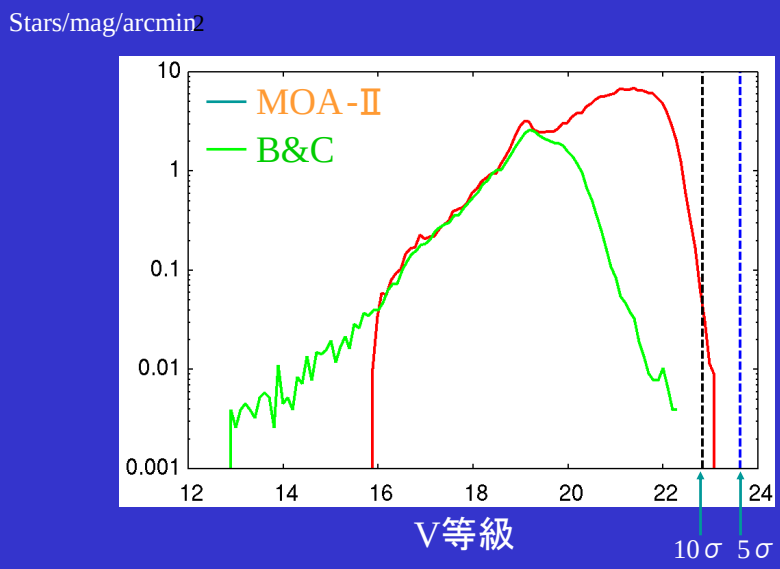
Observation target(GB)

- 23 fields
- 100 seconds exposure (@new moon)
- 60 minutes for 1 cycle



イベント数見積り(観測される星の数)

DoPHOTによる光度関数(LMC2)と限界等級



Limiting magnitude

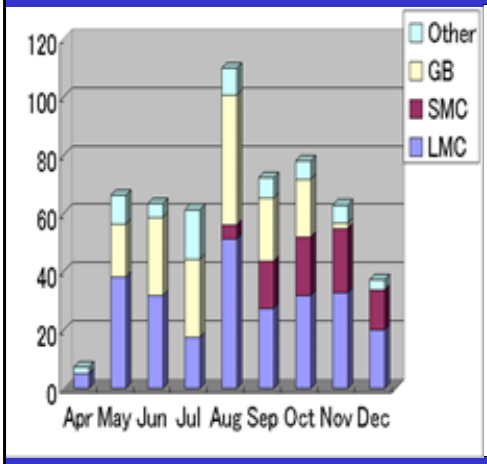
- Estimating V-band limit magnitudes for uncondensed field(lmc2) & dense field(lmc8)

  Airmass: 1.1
  Seeing: 1.5 arcsec
  Readout noise: 3.7 ADU
  Gain: 1.9 electrons/ADU

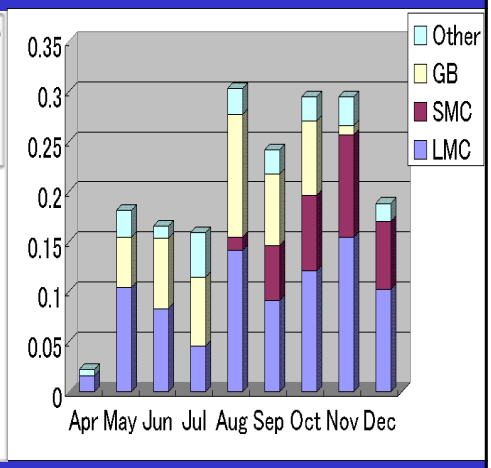
  lmc2: sky background=21.63mag/arcsec^2
  -> V_{limit} = 22.8 mag(S/N>10)
  lmc8: sky background=20.85mag/arcsec^2
  -> V_{limit} = 22.5 mag(S/N>10)

観測実績

(hour) observation time



observation rate



observation rate=observation time / night time

Number of stars

- Estimation of observing number of stars in whole our LMC fields
- assumption: core 3 fields, each region we observe 12M stars/field;
  outer 13 fields we see 5M stars/field

12.3Mstars * 3fields + 4.8Mstars * 13fields
~ 100Mstars

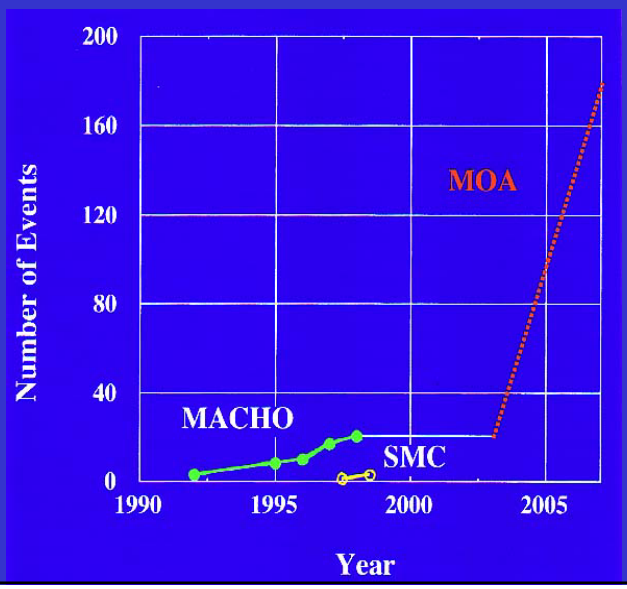
Event rate

- Event rate can be estimated roughly with observing number of stars

100Mstars * (365 / t) * ε * τ events/year
where t~80 days: event time scale,
ε : detection efficiency,
τ ~10^{-7}: optical depth

-> 46 * ε events/year

1.8m専用望遠鏡でイベントを10倍にする

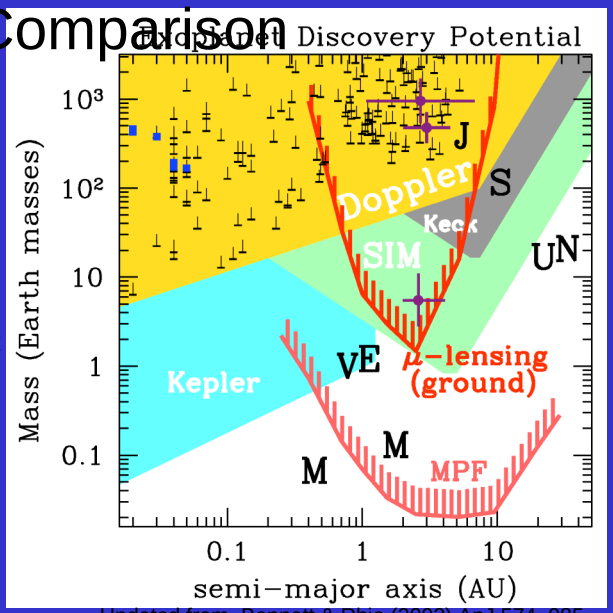


将来計画

- 衛星から
- 地上から

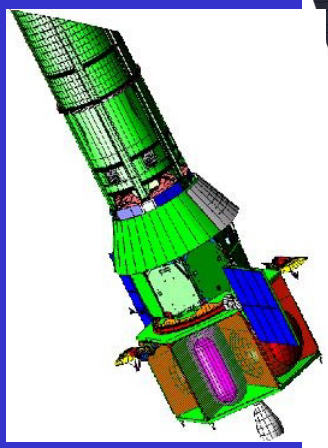
Planet Detection Sensitivity Comparison

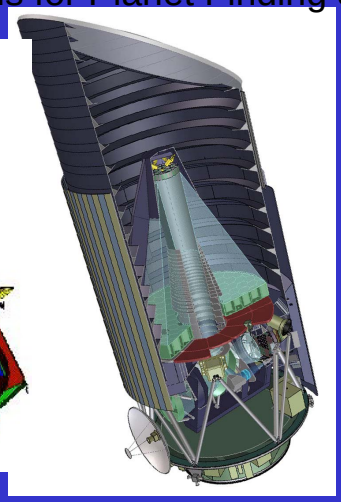
- Sensitivity to all Solar System-like planets
  - Except for Mercury & Pluto
- most sensitive technique for a ≥ 1 AU
- Good sensitivity to “outer” habitable zone (Mars-like orbits) where detection by TPF is



Updated from Bennett & Rhie (2002) ApJ 574, 985

Similar Designs for Planet Finding & Dark Energy



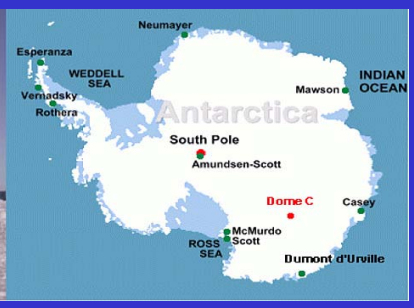


MPF SNAP DESTINY

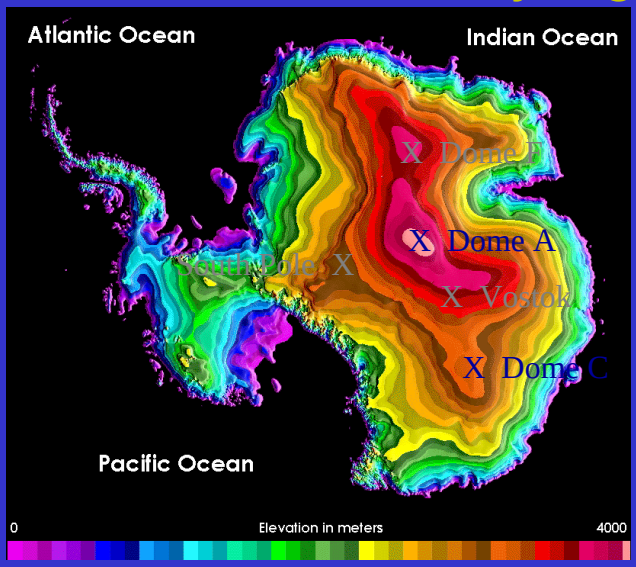
Wide-FOV near-IR optimized telescopes: Joint Mission?

- 3-mirror anatigmatic telescopes, ~1 sq. deg. FOV & <1.7μm HgCdTe detectors

将来計画　南極点での観測



Antarctica is also very high



USGS image

もっとイベントを！

・美しい自然と南十字星の
　輝く　Tekapo　に来てね。

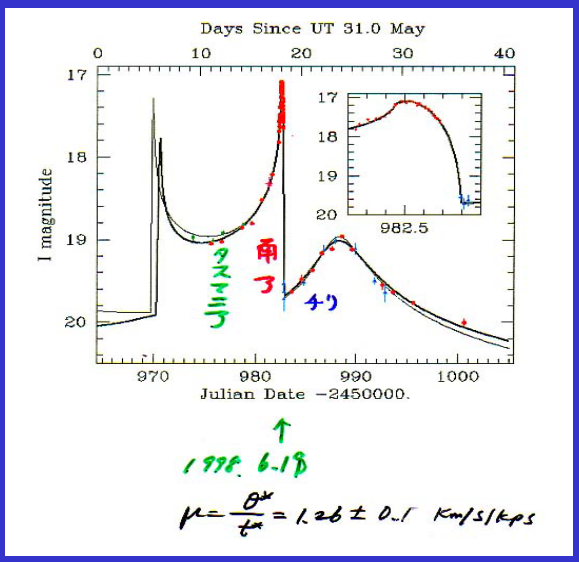
・今後ともMOAを宜しく！

・ご静聴ありがとうございました。
　　The End

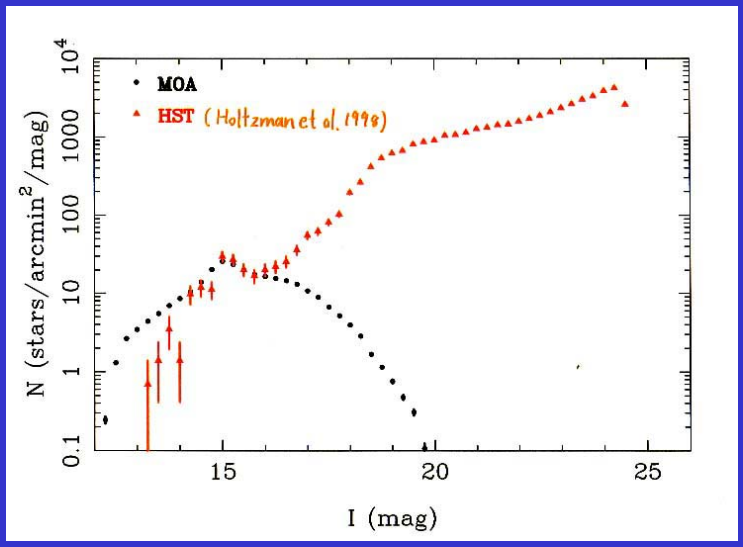
New MOA telescope f=3, d=1.8m

MOA

SMC event by the Planet collaboration

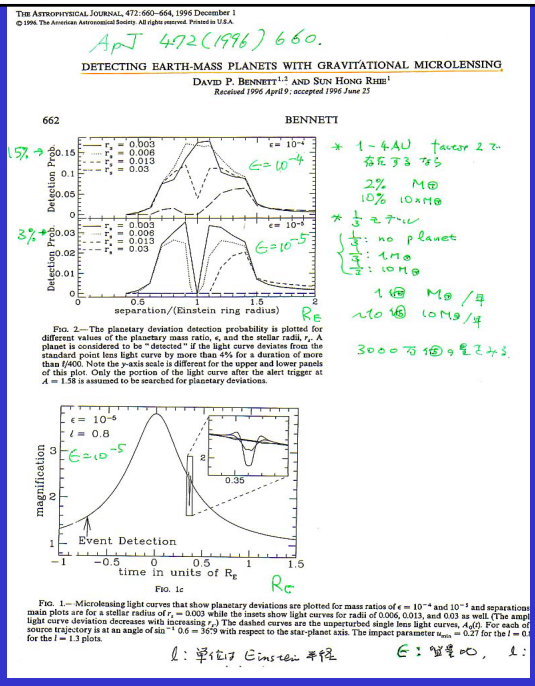


星の等級と個数



どのくらいの
確立で観測で
きるか？

1－10M_J
for 3000万個



THE ASTROPHYSICAL JOURNAL, 472:660–664, 1996 December 1
© 1996. The American Astronomical Society. All rights reserved. Printed in U.S.A.

ApJ 472 (1996) 660.

DETECTING EARTH-MASS PLANETS WITH GRAVITATIONAL MICROLENSING

DAVID P. BENNETT[1,2] AND SUN HONG RHIE[1]

Received 1996 April 9; accepted 1996 June 25

* 1～4AU faccor 2 で 存在する ため
2% $M_\oplus$
10% $10 \times M_\oplus$

* $\frac{1}{3}$ ずつ
$\frac{1}{3}$: no planet
$\frac{1}{3}$: $1 M_\oplus$
$\frac{1}{3}$: $10 M_\oplus$

1個 $M_\oplus$ / 年
～10個 $10 M_\oplus$ / 年

3000万個 の星をみる.

FIG. 2.— The planetary deviation detection probability is plotted for different values of the planetary mass ratio, ϵ, and the stellar radii, r_s. A planet is considered to be "detected" if the light curve deviates from the standard point lens light curve by more than 4% for a duration of more than $t/400$. Note the y-axis scale is different for the upper and lower panels of this plot. Only the portion of the light curve after the alert trigger at $A = 1.58$ is assumed to be searched for planetary deviations.

FIG. 1c

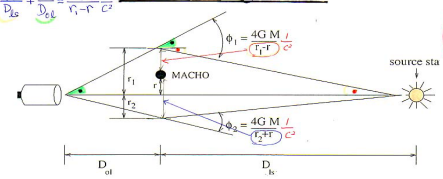
FIG. 1.— Microlensing light curves that show planetary deviations are plotted for mass ratios of $\epsilon = 10^{-4}$ and 10^{-5} and separations main plots are for a stellar radius of $r_s = 0.003$ while the insets show light curves for radii of 0.006, 0.013, and 0.03 as well. (The ampl light curve deviation decreases with increasing r_s.) The dashed curves are the unperturbed single lens light curves, $A_0(t)$. For each of source trajectory is at an angle of $\sin^{-1} 0.6 = 36°.9$ with respect to the star-planet axis. The impact parameter $u_{min} = 0.27$ for the $l = 0.$ for the $l = 1.3$ plots.

l: 単位は Einstein 半径　　ϵ: 質量比, l:

Microlensing Basics （1）

$\frac{r_1}{D_{ls}} + \frac{r_1}{D_{ol}} = \frac{4GM}{r_1 - r}\frac{1}{c^2}$

Microlensing Basics



2 Images are seen at r_1 and r_2 in the deflector plane

$$r_{1,2}^2 - r\, r_{1,2} = R_E^2 = \frac{4GM}{c^2}\cdot\frac{D_{ol}D_{ls}}{D_{ol}+D_{ls}} \qquad \frac{1}{D} = \frac{1}{D_{ol}} + \frac{1}{D_{ls}}$$

$\Rightarrow D$

① Einstein Ring Radius $= R_E^2 \equiv \left[R_s D\right]^{1/2} \equiv 10\ \mathrm{AU}\left[\frac{M}{M_\odot}\frac{D}{10\ \mathrm{kpc}}\right]^{1/2}$ $\propto \sqrt{M}$

Schwarzschild Radius of MACHO

$R_s = \frac{2GM}{c^2}$, $R_{s_\odot} = 3$ km

$D = 3\times10^{22}$ km $=$

$R_E = 10^9$ km $= 7$ AU

light deflection: $\phi_i = \frac{4GM}{c^2(r_i - r)} \equiv \frac{R_s}{R_E} \equiv \left[R_s/D\right]^{1/2}$

$\equiv 10^3\left[M/M_\odot\right]^{1/2}$ arc sec

増幅率

Amplification: $A = \frac{u^2+2}{u\left[u^2+4\right]^{1/2}}$ where $u = r/R_E$

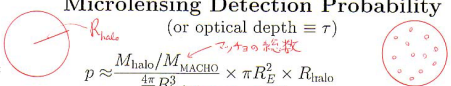
② 増幅率は波長によらない。 ⟷ 変光星と区別

③ ~百万個の星を見て1回。 マッチのmassによらない。

発見される確率

Microlensing Detection Probability

(or optical depth $\equiv \tau$)



マッチョの総数

$$p \approx \frac{M_{\mathrm{halo}}/M_{\mathrm{MACHO}}}{\frac{4\pi}{3}R_{\mathrm{halo}}^3} \times \pi R_E^2 \times R_{\mathrm{halo}}$$

ハローの体積

$$\approx \frac{M_{\mathrm{halo}}/M_{\mathrm{MACHO}}}{\frac{4\pi}{3}R_{\mathrm{halo}}^3} \times \pi\frac{4GM_{\mathrm{MACHO}}}{c^2}\underbrace{\frac{D_{ol}D_{ls}}{D_{ol}+D_{ls}}}_{D} \times R_{\mathrm{halo}}$$

$$\approx \frac{M_{\mathrm{halo}}/M_{\mathrm{MACHO}}}{R_{\mathrm{halo}}^3} \times \pi\frac{GM_{\mathrm{MACHO}}}{c^2}R_{\mathrm{halo}} \times R_{\mathrm{halo}}$$

Macho の mass に依存しない

$$\approx \frac{GM_{\mathrm{halo}}}{R_{\mathrm{halo}}} \sim \frac{v_{\mathrm{rot}}^2}{c^2} \approx 10^{-6}$$

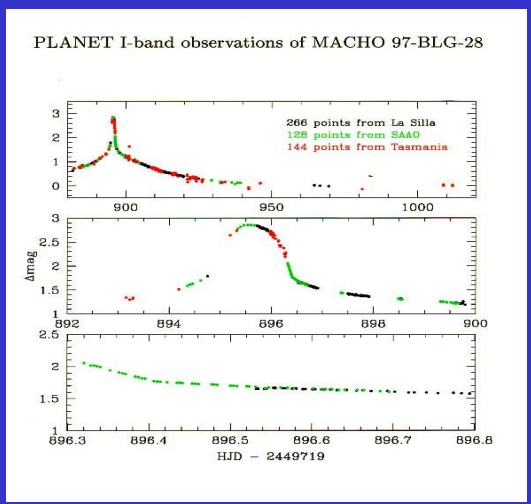
$\frac{300\ \mathrm{km}}{300{,}000\ \mathrm{km}}$

$p = 5\times10^{-7}$ for source stars in the LMC and a "standard" halo model.

We must survey $> 10^6$ stars in:

- the Magellanic Clouds　LMC, SMC
- the Galactic Bulge (?) → 惑星探索
- M31 and M33 (??) → Subaru !

MACHO 97-BLG-28event observed by the PLANET collaboration



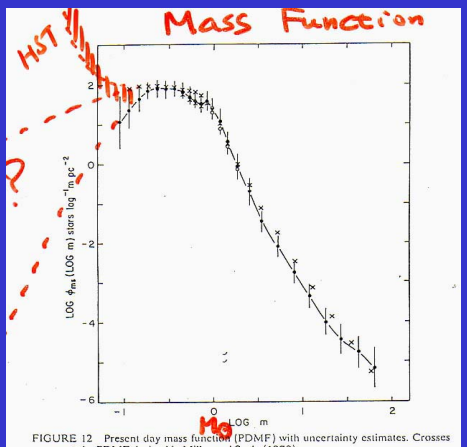
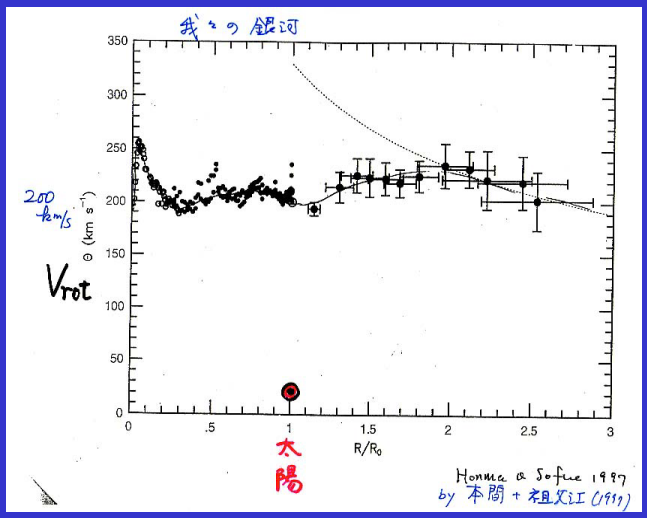
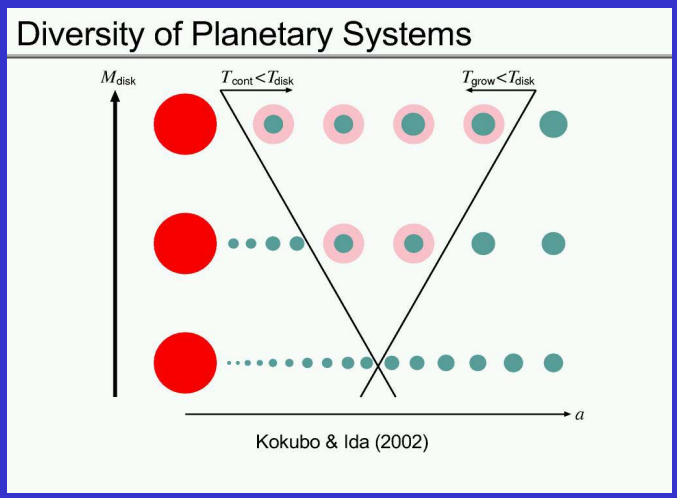


FIGURE 12 Present day mass function (PDMF) with uncertainty estimates. Crosses represent the PDMF derived in Miller and Scalo (1979).

なぜこのような差がでるのか？



by Kokubo-Ida (2002)



もっとイベントを！

・美しい自然と南十字星の
displayが愛地球博
NZパビリオンで待っています。
MOA望遠鏡もでます。

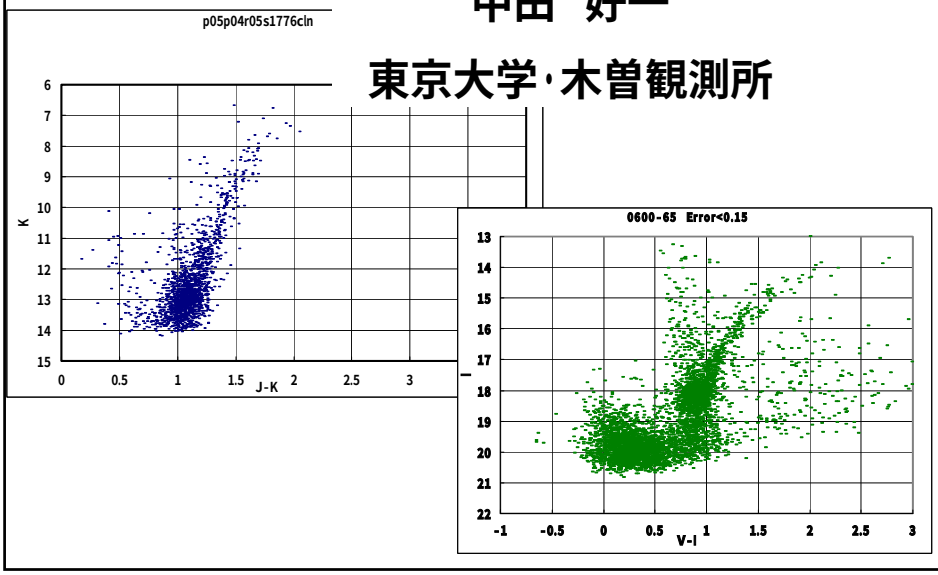
・今後ともMOAを宜しく！

・ご静聴ありがとうございました。
The End

銀河系構造トレーサーとしてのレッドクランプ

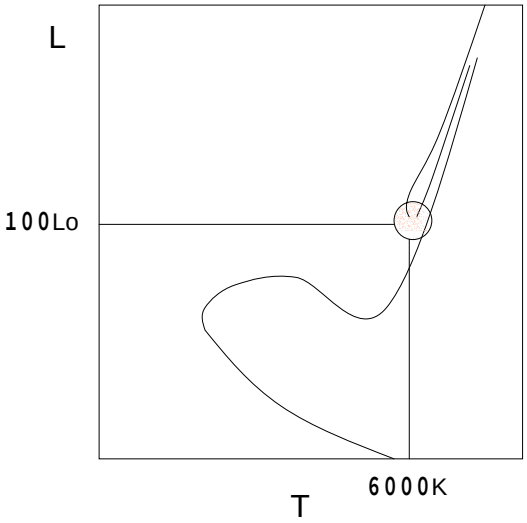
中田　好一

東京大学･木曽観測所



レッドクランプ(Red Clump)

＝　中心核ヘリウム燃焼期にある中小質量星 (M<8Mo) の総称



絶対等級は－1～0等

球状星団、銀河系バルジ、太陽系近傍、マゼラン雲、矮小銀河で同じ明るさ (らしい)

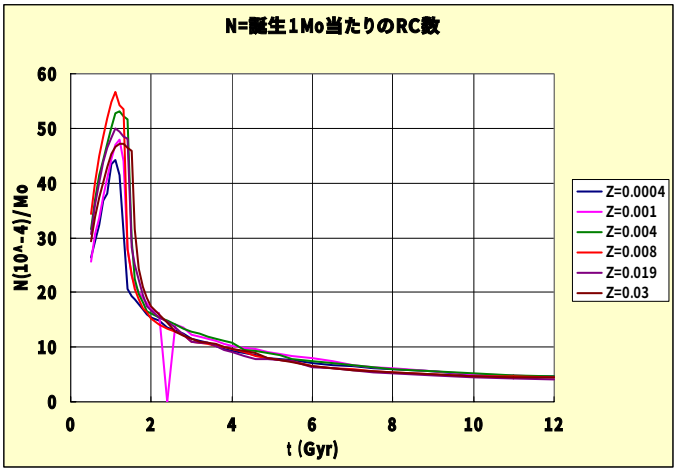
標準光源！

星形成1Moにつき何個のRC星が現在存在するか

ーーーー　年齢とメタル量による変化　(Girardi/Salaris2001)

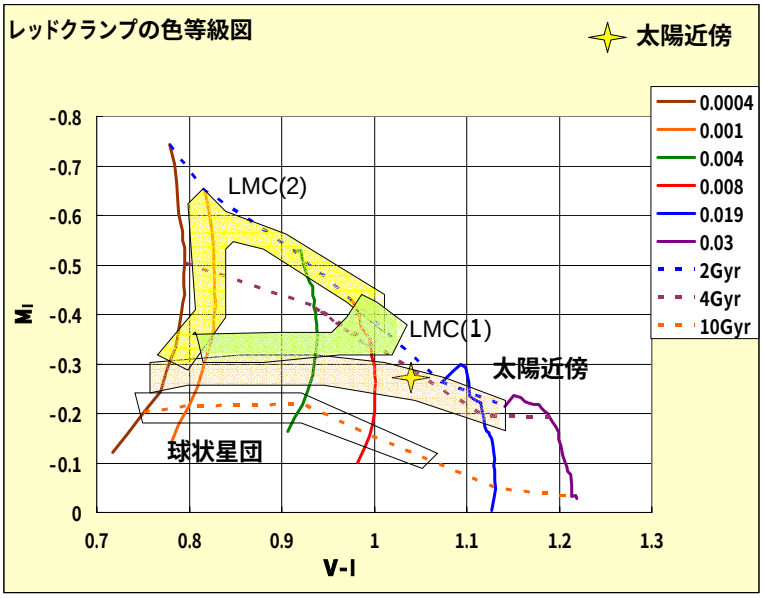
t＝1Gyr付近にピーク：　t＝1－2Gyrを含む連続的な星形成が起きている

と1Gyr時点でのメタルのRCが支配的になる。



M_I^{RC}の年齢とメタル量による変化

Girardi,Salaris　2001



太陽近傍レッドクランプ星の絶対等級

Paczynski/Stanek 1998

ヒッパルコスの視差誤差＜10%

の664星

ーー＞

$M_{I,m}$＝－0.185±0.016

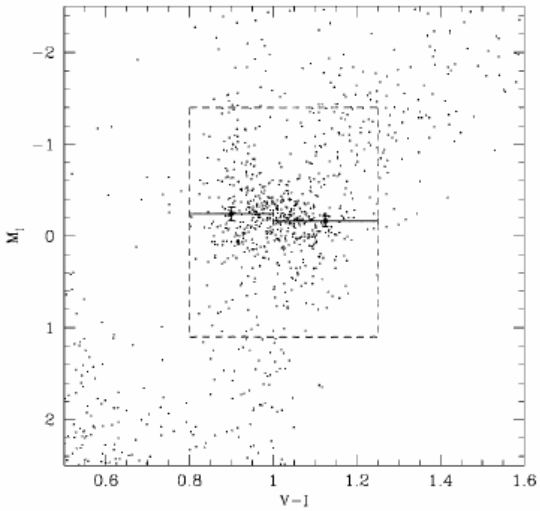
補正(1)： 明るい星は遠くても

誤差が小さい。

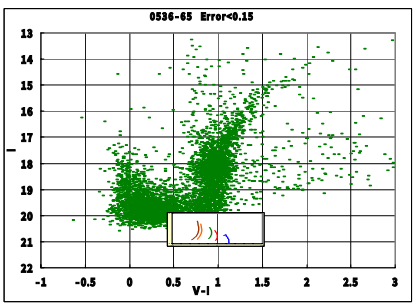
$M_{I,m}$＝－0.125±0.019

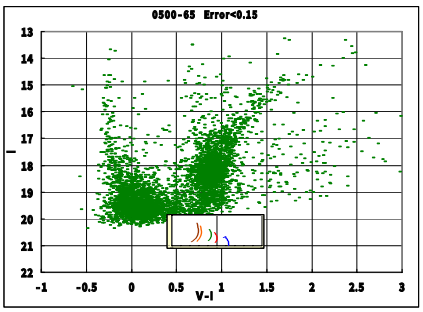
補正(2)： 星間減光 A_I=1.75/kpc

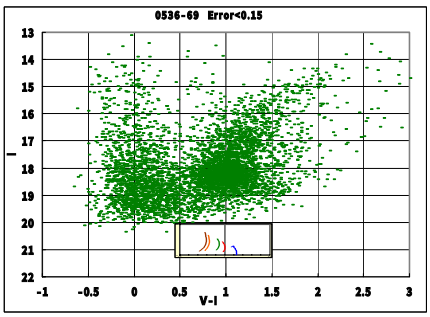
$M_{I,m}$＝－0.279±0.088

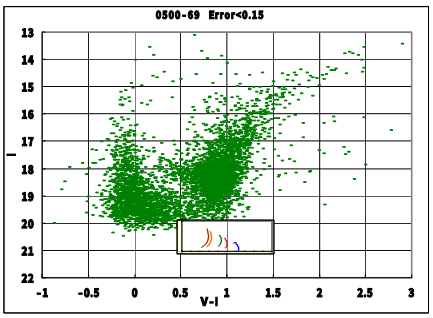


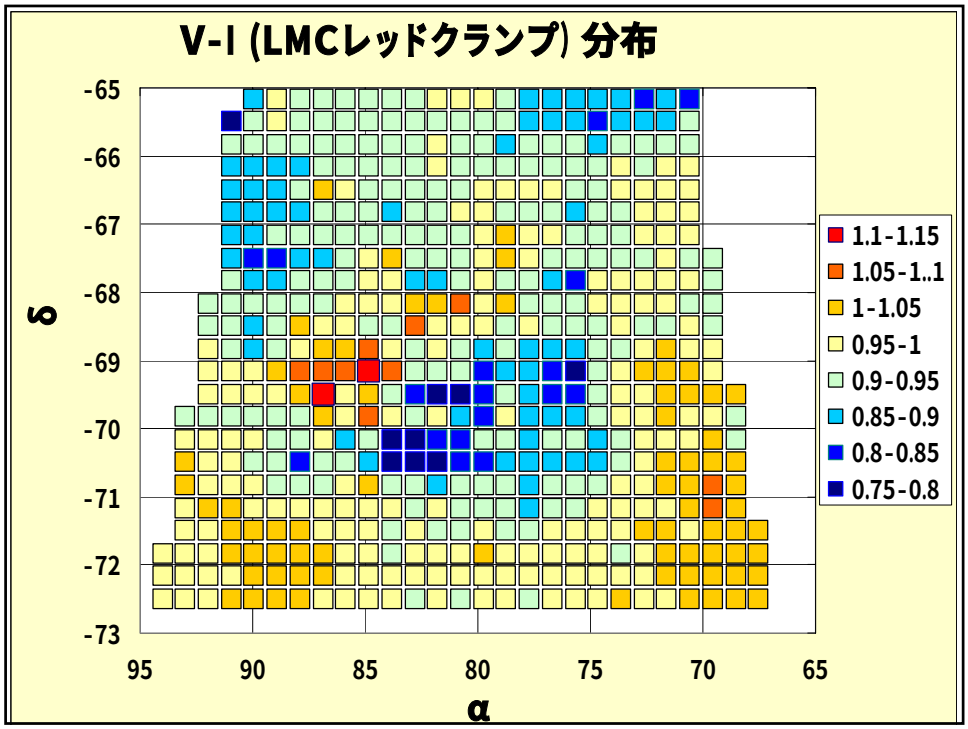
太陽近傍のレッドクランプ星

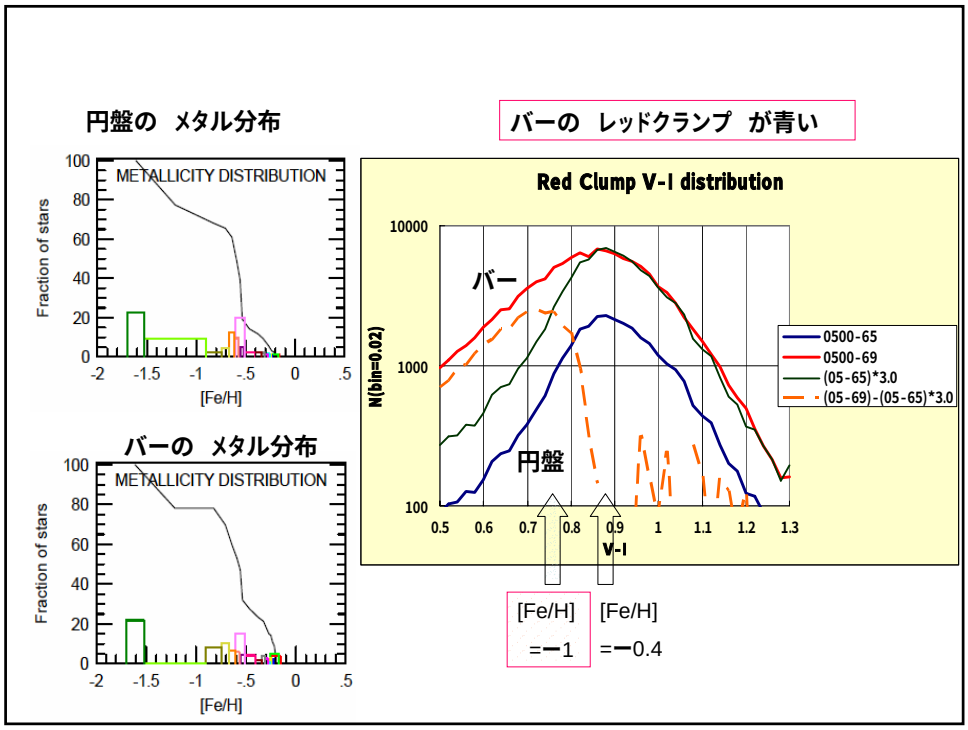




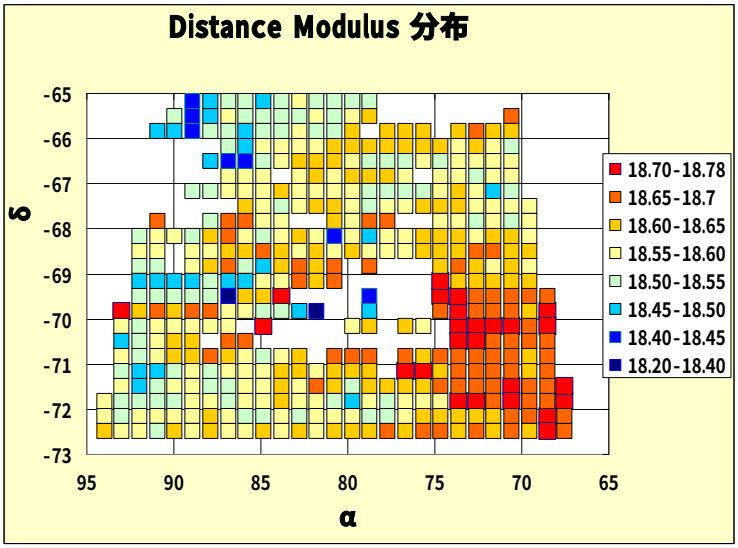


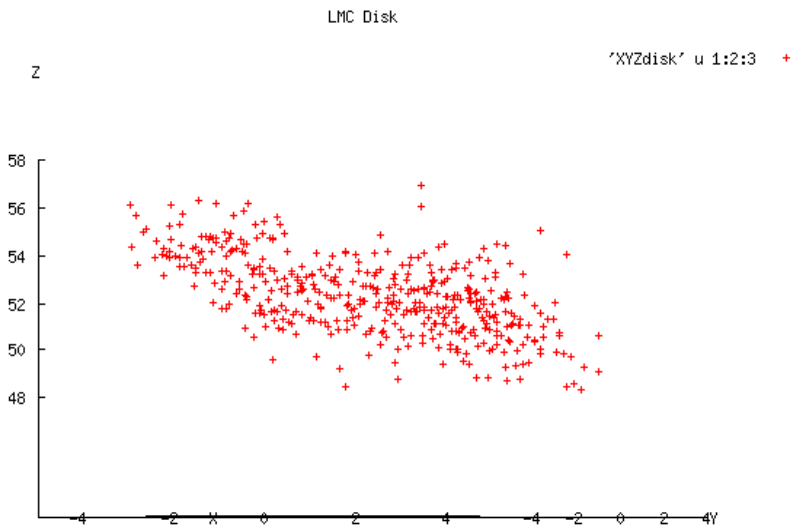



V-I (LMCレッドクランプ) 分布
-65
-66
-67
-68
-69
-70
-71
-72
-73
δ
95
90
85
80
75
70
65
α
1.1-1.15
1.05-1..1
1-1.05
0.95-1
0.9-0.95
0.85-0.9
0.8-0.85
0.75-0.8

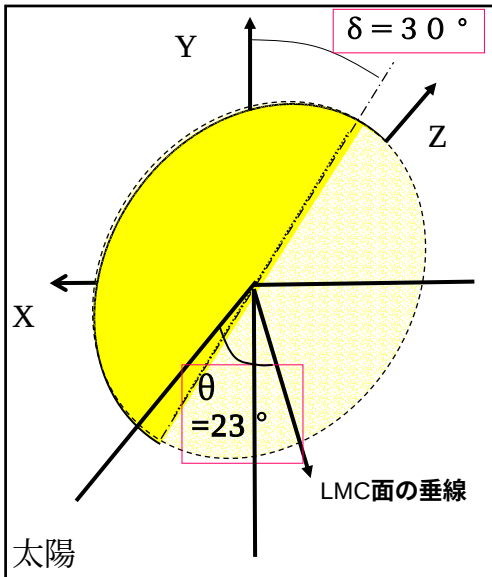

円盤の　メタル分布
METALLICITY DISTRIBUTION
Fraction of stars
[Fe/H]
バーの　メタル分布
METALLICITY DISTRIBUTION
Fraction of stars
[Fe/H]
バーの　レッドクランプ　が青い
Red Clump V-I distribution
N(bin=0.02)
V-I
バー
円盤
0500-65
0500-69
(05-65)*3.0
(05-69)-(05-65)*3.0
[Fe/H]
=−1
[Fe/H]
=−0.4

LMC円盤のグリッド毎に決めたレッドクランプＩ等級　＋　MI（＝－０．４２）→ 距離

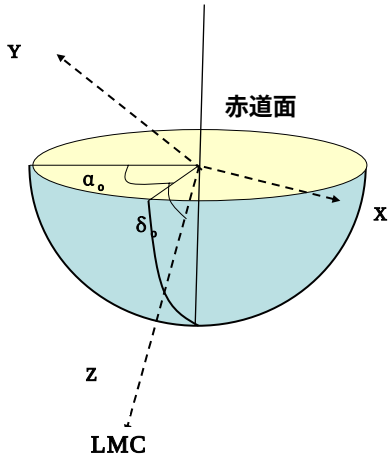




LMC円盤を平面でフィット

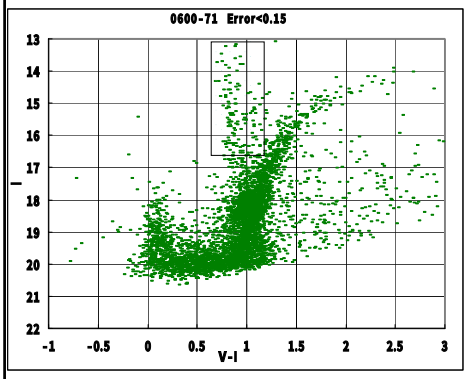


左図の座標系は下のように設定

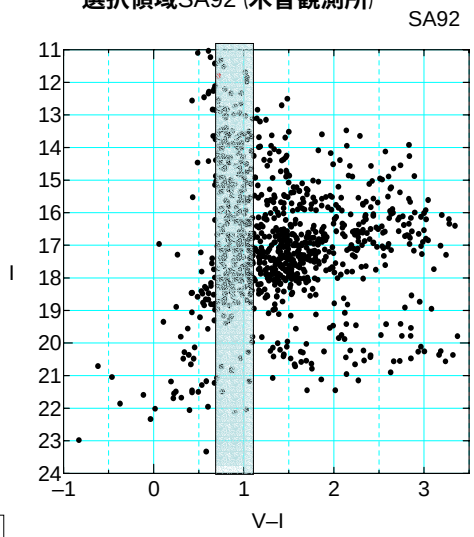


銀河系ハローのレッドクランプ

マゼラン雲可視光カタログ

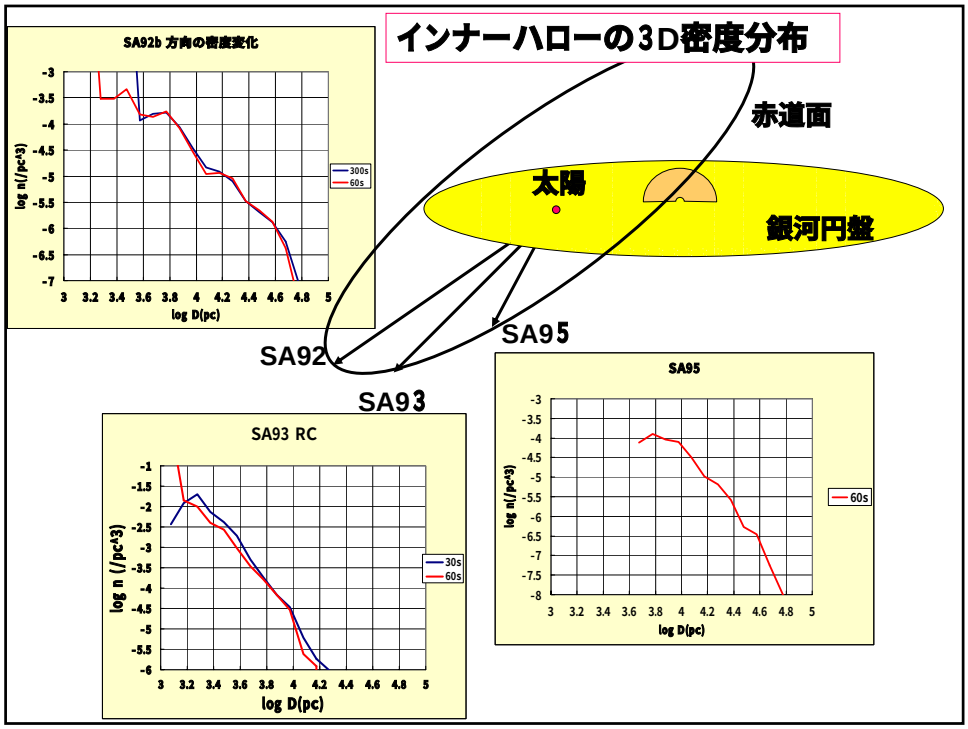


選択領域SA92 (木曽観測所)



選択領域は測光観測のゼロ点決定のため、毎晩観測される。沢山のデータがあり、1年経つと公開される。

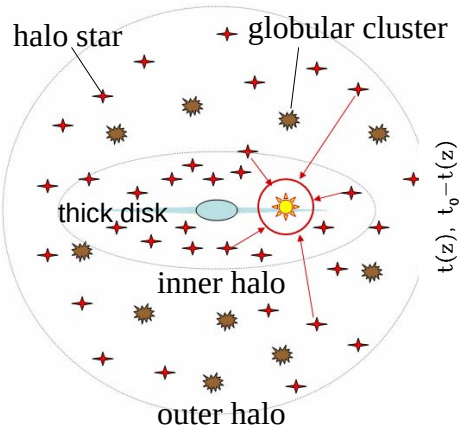
もったいない！

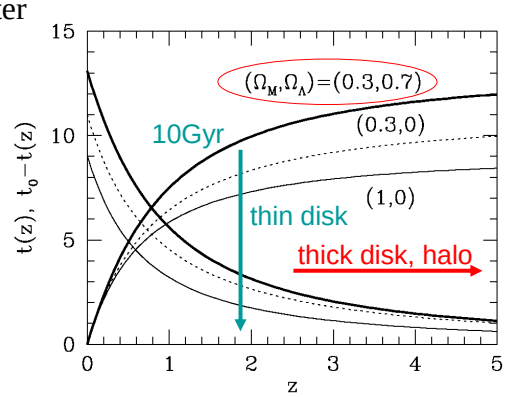

インナーハローの3D密度分布
赤道面
太陽
銀河円盤
SA92
SA93
SA95
SA92b 方向の密度変化
log n(/pc^3)
log D(pc)
300s
60s
SA93 RC
log n (/pc^3)
log D(pc)
30s
60s
SA95
log n(/pc^3)
log D(pc)
60s

銀河系古成分の動力学構造

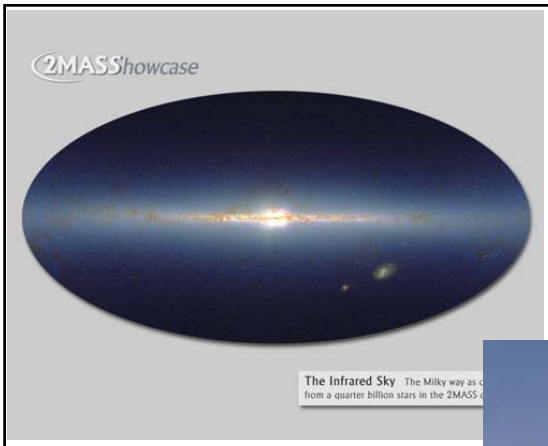
千葉柾司
（東北大）

銀河系古成分

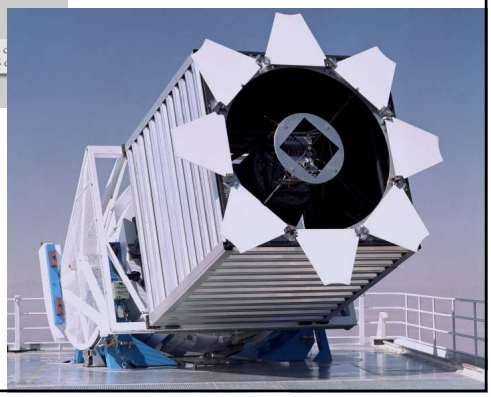




銀河系形成の化石情報

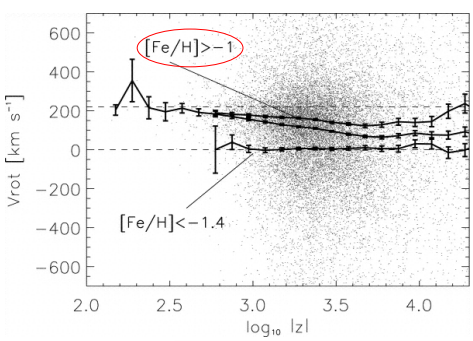


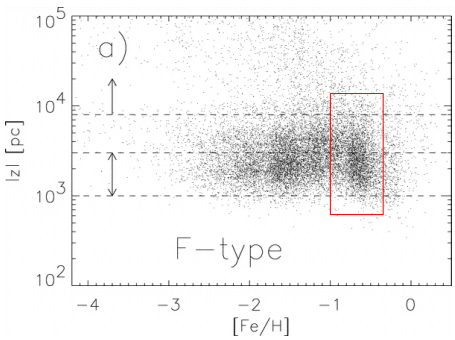
2MASS survey



SDSS survey

Thick disk revealed from F- and G- stars in SDSS DR3
(Prieto et al. 2005)

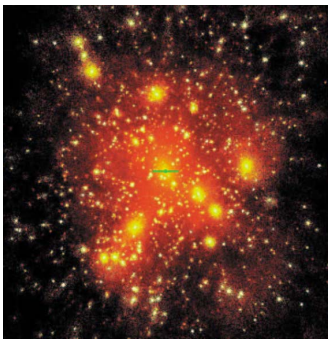




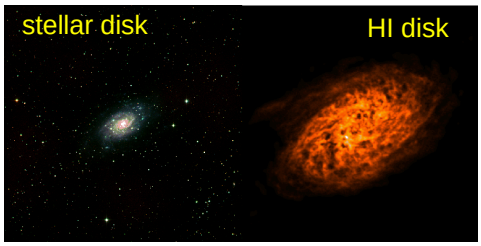
- Vrot ↓ as |z| ↑
- no metallicity gradient

Hints for formation scenario
(e.g. heating by subhalos: Hayashi's talk)

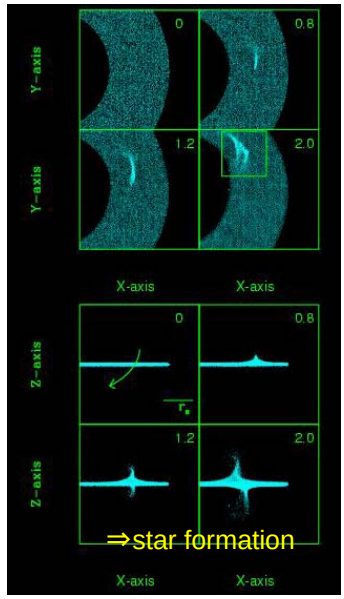
Dark matter distribution (by Moore)



NGC2403



Subhalo impact on extended HI disks
(Bekki & Chiba 2006, ApJL)



Halo and disk structures revealed from SDSS data (Juric et al. 2005)

Model: thin, thick disks, halo

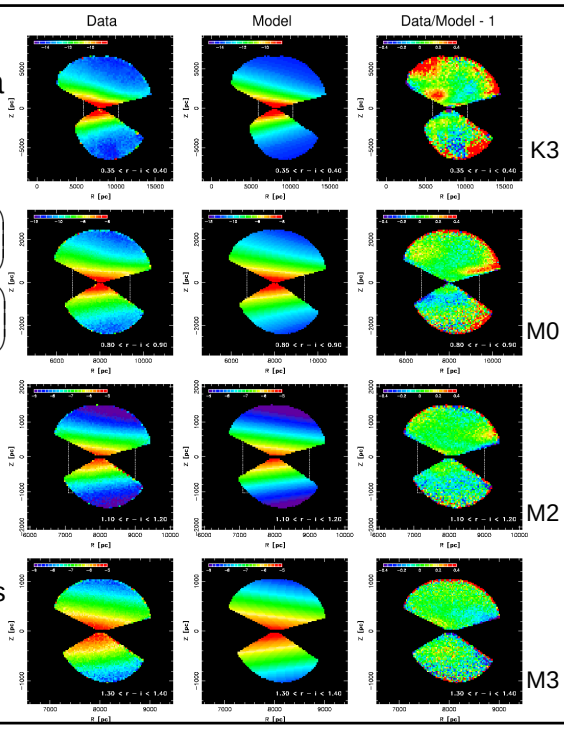
$$\rho = \rho_D(R_{sun})\exp\left(-\frac{R-R_{sun}}{L_1}-\frac{|z+z_{sun}|}{H_1}\right)$$

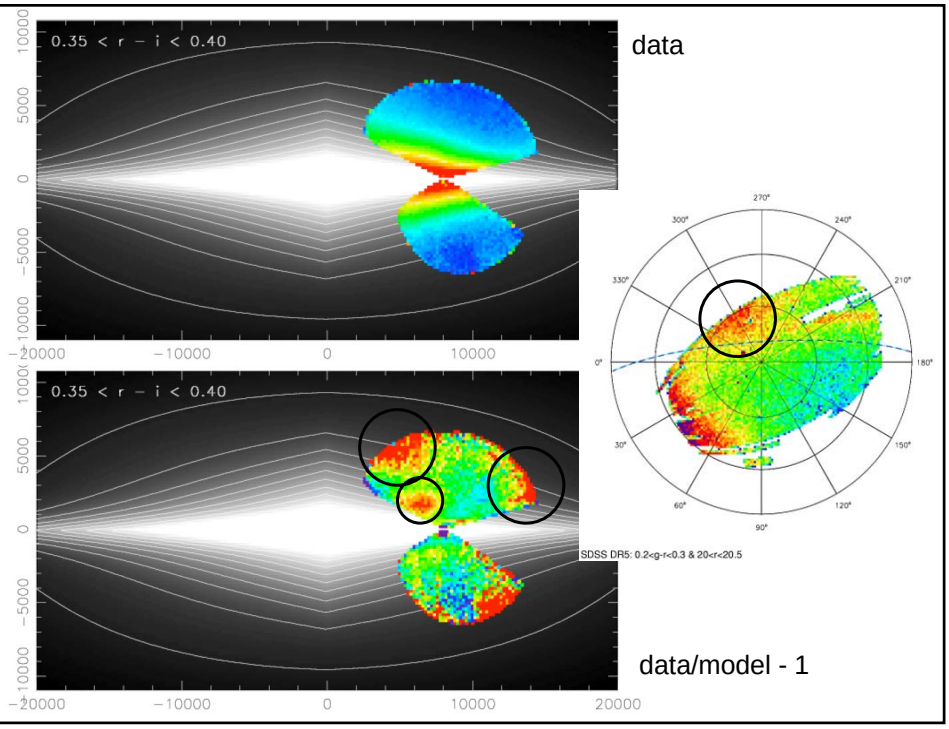
$$+\varepsilon_D\rho_D(R_{sun})\exp\left(-\frac{R-R_{sun}}{L_2}-\frac{|z+z_{sun}|}{H_2}\right)$$

$$+\varepsilon_H\rho_D(R_{sun})\left(\frac{R_{sun}}{\sqrt{R^2+(z/q_H)^2}}\right)^{\alpha}$$

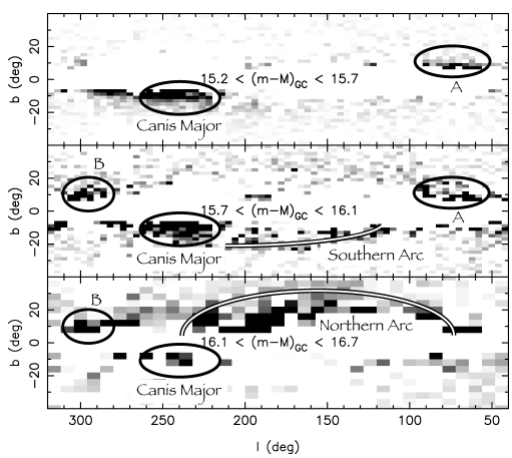
$L_1 = 2.40kpc$
$H_1 = 0.28kpc$
$L_2 = 3.50kpc$
$H_2 = 1.20kpc$
$\varepsilon_D = 0.04$
$\varepsilon_H = 0.001$
$q_H = 0.45$
$\alpha = 2.3$

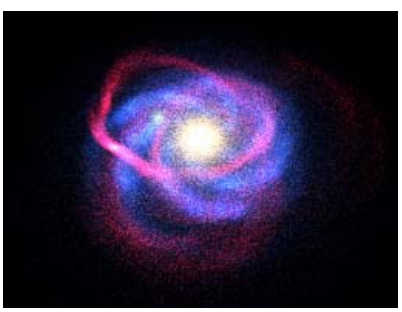
+ substructures (20~40 more clumps are expected)

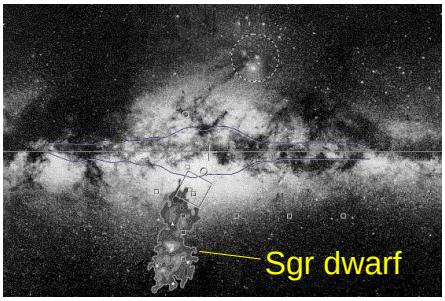




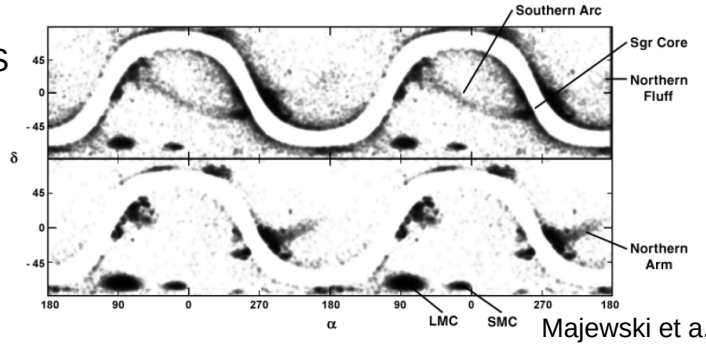
Most nearby satellite revealed from 2MASS
Canis Major (Martin et al. 2004)





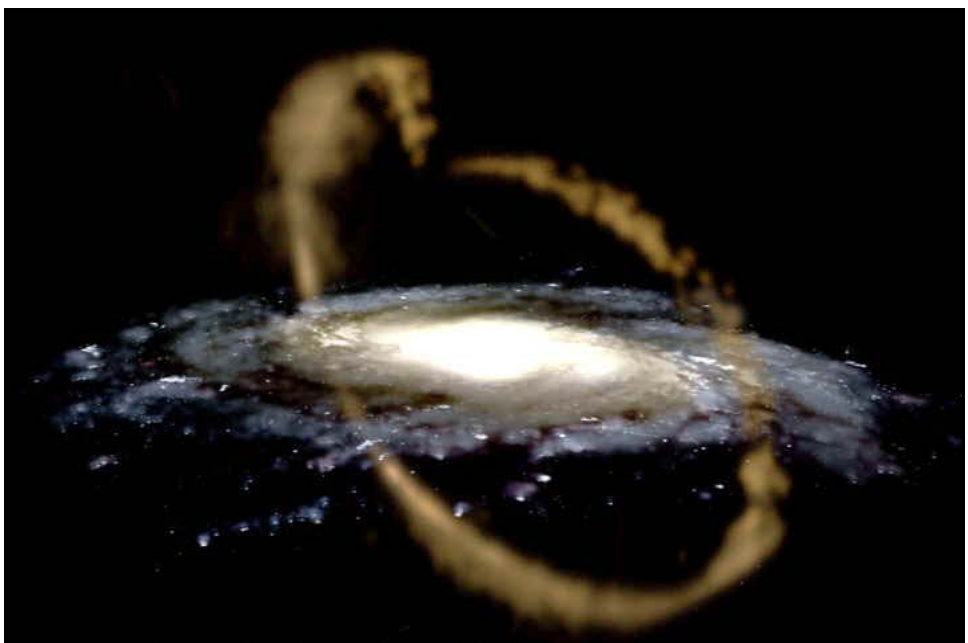


2MASS



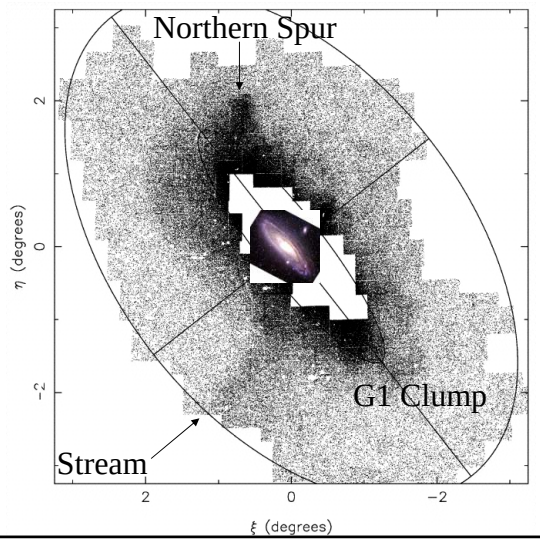
Majewski et a. 2003

FIG. 3.—Smoothed maps of the sky in equatorial coordinates for two color-magnitude windows of the (nondereddened) 2MASS point-source catalog filtered optimally to show the southern arc (*top*) and the northern arm (*bottom*): $11 < K_s < 12$ and $1.00 < J \quad K_s < 1.05$ (*top*) , and $12 < K_s < 13$ and $1.05 < J \quad K_s < 1.15$ (*bottom*). We show two cycles around the sky to demonstrate the continuity of features.



Stream is confined onto an orbital plane
⇒ round dark halo

Substructure in M31's halo (Ferguson et al. 2002)



(V, Ic) bands

observed

unobserved

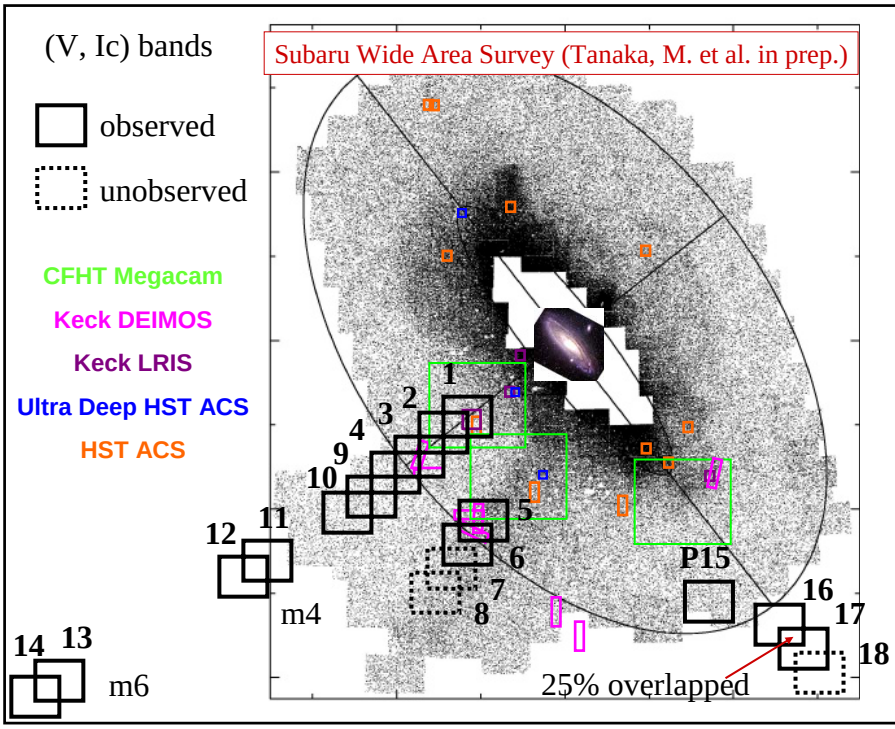
CFHT Megacam

Keck DEIMOS

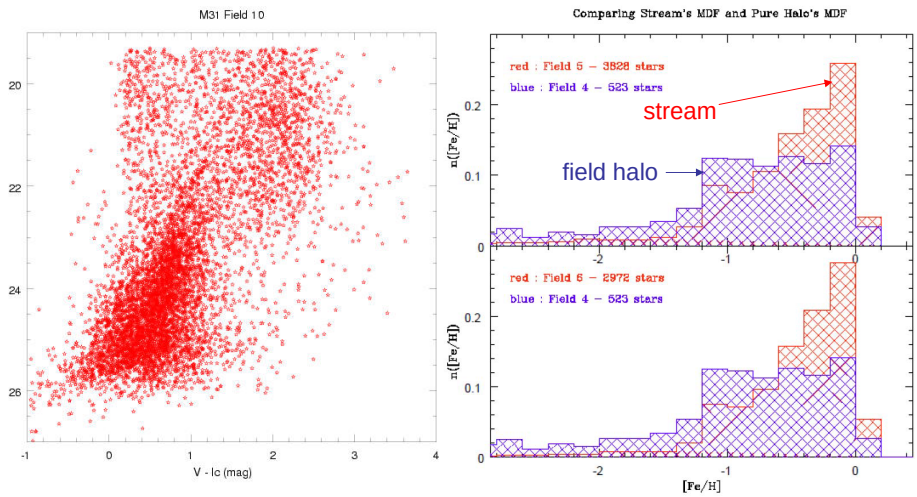
Keck LRIS

Ultra Deep HST ACS

HST ACS



Tentative results (Tanaka, M. et al. in prep)

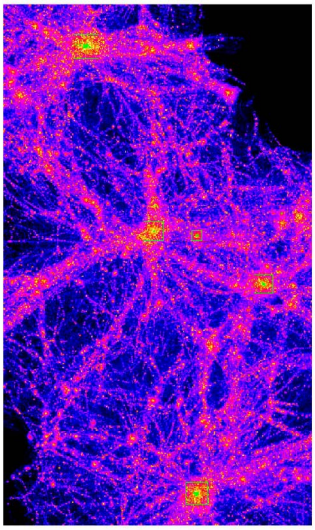


銀河系古成分の特徴

- Extended
  - Halo: $\rho \propto r^{\alpha}$, $\alpha \sim -3$
  - Thick disk: $\rho \propto \exp(-z/H)$, H~1kpc
- Lots of substructures
  - Evidence for dwarf merging
- Old age (>10Gyr)
- [α/Fe] overabundant

CDM-based galaxy formation?

High-resolution numerical simulation for a galactic collapse
(green: $M=10^8$-$10^{10}M_{sun}$, $T>10^4$K)
Moore et al. 2005, astro-ph/0510370



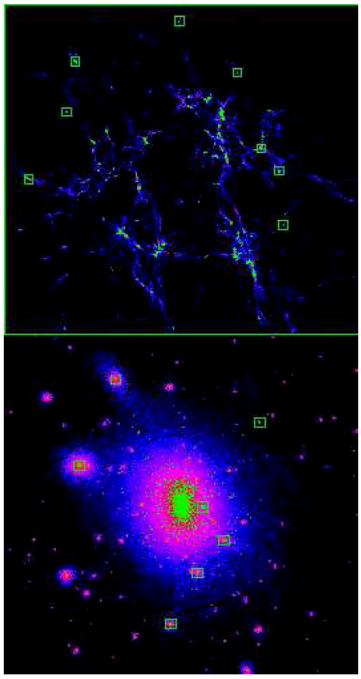
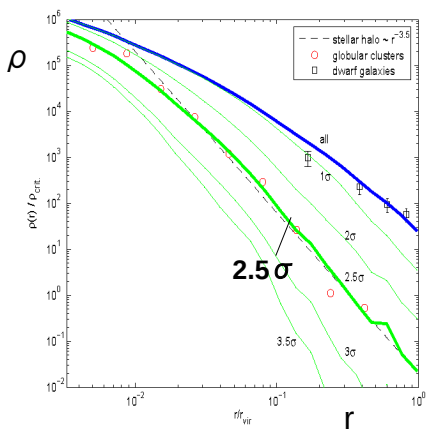


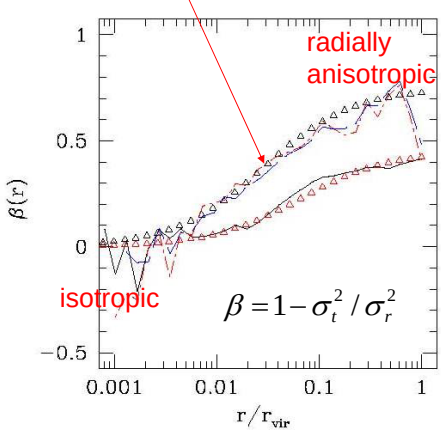
Figure 2. Density map of the high resolution region of run G at $z = 0$. The marked particles (in green) were selected at $z = 16.7$ in groups above $\sim 8 \times 10^{10} M_\odot$ (see Fig. 1). The equivalent for the total mass of the five galaxy halos analysed (#30 to #34)

Spatial distribution of old stellar systems



Moore et al. 2005
astro-ph/0510370

Velocity distribution of 2.5 σ density peaks

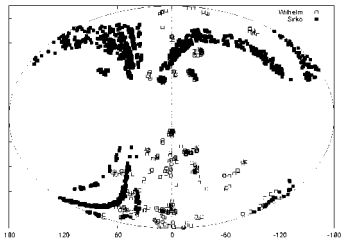


Diemand, Madau, Moore 2005
astro-ph/0506615

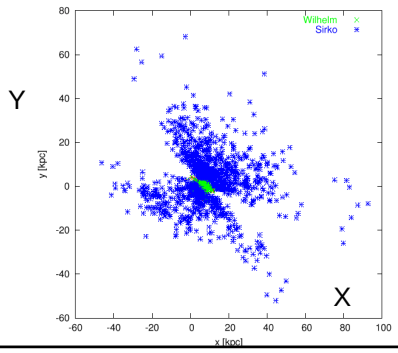
Field Horizontal Branch (FHB) stars as halo tracers

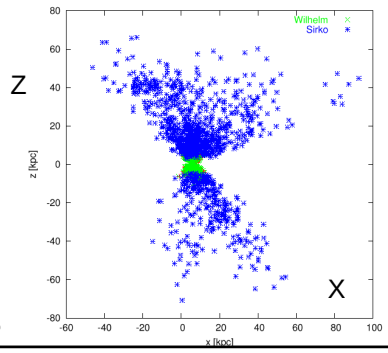
- Bright and many
- Accurate distance is available

⇒ halo kinematics,
mass distribution of a dark halo



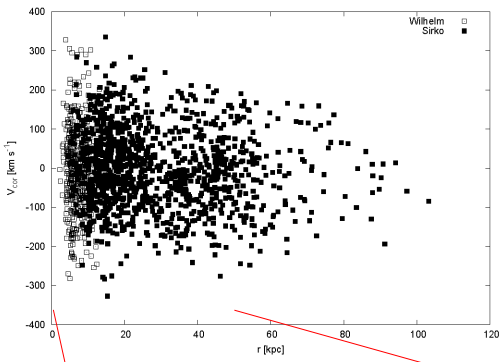
Yamada, M. (2006, Master thesis)
using 444 FHBs in Wilhelm et al. (1999)
1169 FHBs in Sirko et al. (2003)



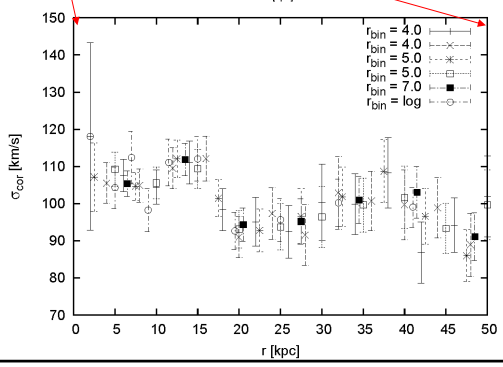


L-o-s velocities of
1613 FHB stars
V_{corr} corrected for
LSR + the solar motion

V_{corr} vs. r



σ_{corr} vs. r

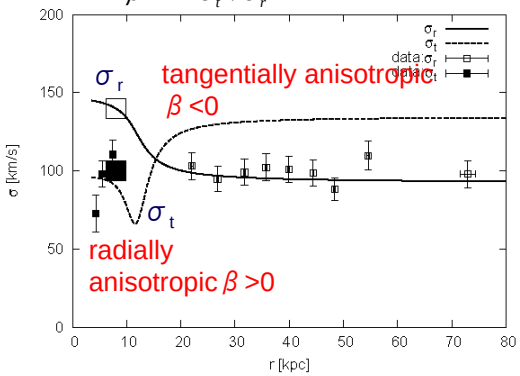


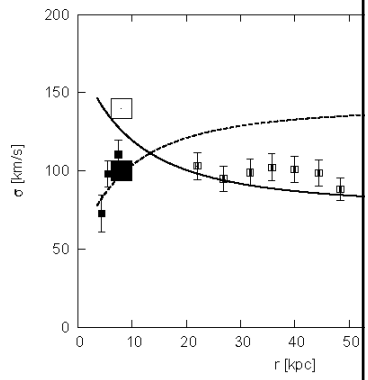
Jeans eq. in spherical limit

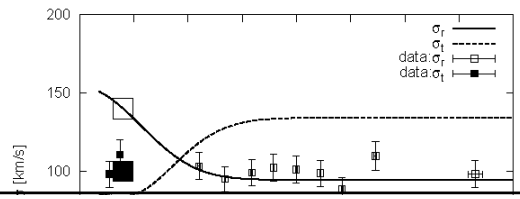
$$\frac{1}{n}\frac{dn\sigma_r^2}{dr}+2\frac{\beta\sigma_r^2}{r}=-\frac{V_c^2}{r}$$

$$\beta\equiv 1-\sigma_t^2/\sigma_r^2$$

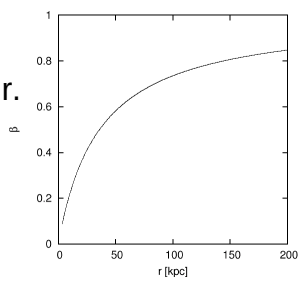
$n \propto r^{-3.5}$, V_c = const.



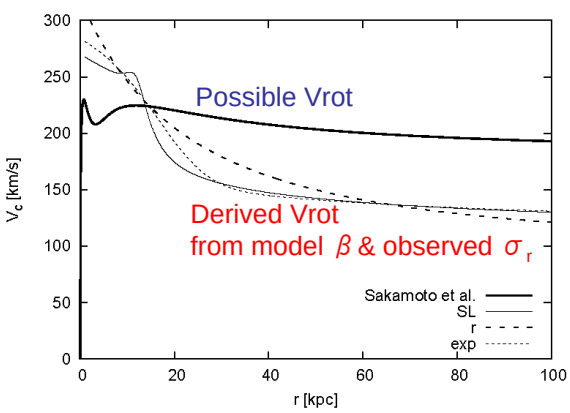




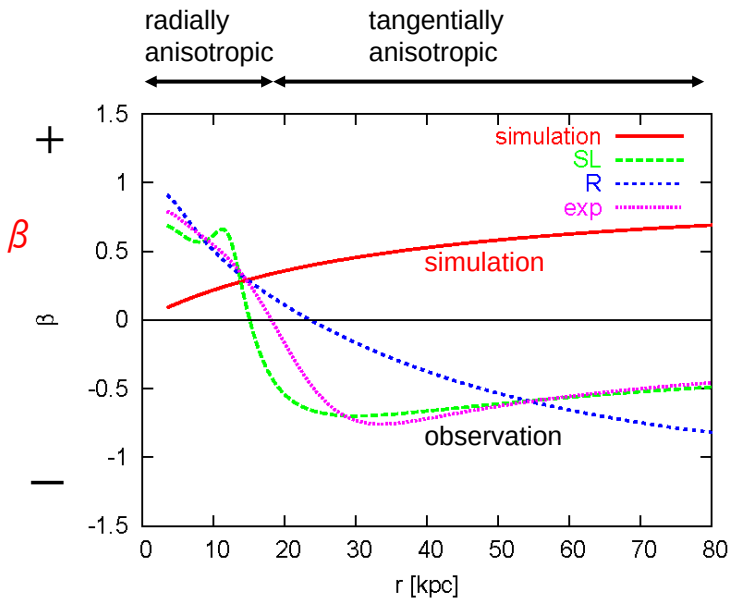
Simulations suggest
$\beta \geq 0$ and increasing with r.
(radially anisotropic in
the outer halo)



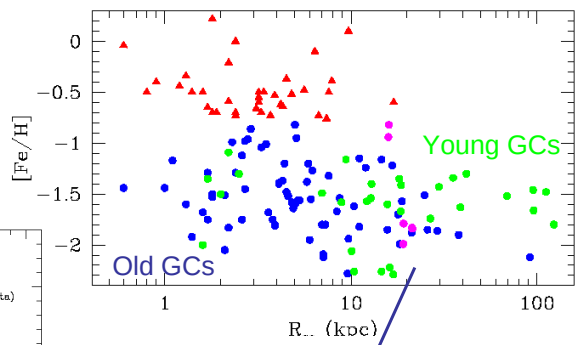
Really?

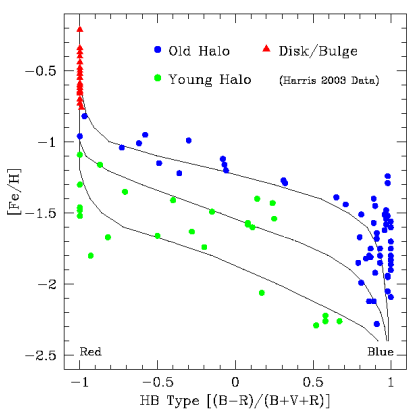


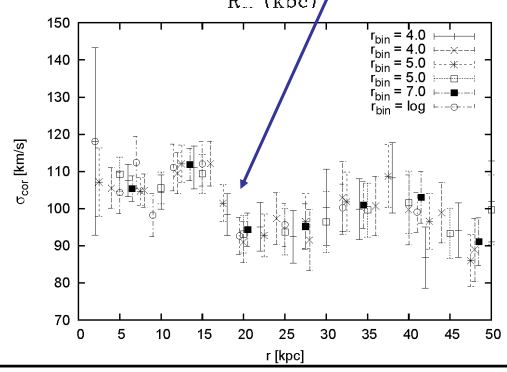
⇒unlikely!
(many distant
halo objects
are unbound)



Relation with ages of globular clusters?







Issues

- ハロー天体の速度構造の理解
  - 銀河形成数値実験、データ解析の改良
  - 球状星団の年齢分布の関連
- ダークハローの大局的な質量分布
  - 総質量、分布、形、サブストラクチャー
- 化学元素パターンと動力学構造との関連
  - 矮小銀河降着の効果

Wide-field, fiber-fed, multi-object spectrograph (WFMOS)

- Dark energy survey (determination of w)
- Galactic archaeology survey

~4,500 targets in a FOV~1.5deg,
R~1,000 - 40,000
Operation 2012? ~

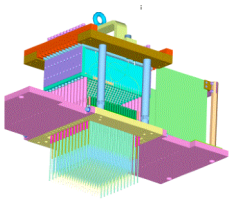


Table 1. Summary of the Baseline Survey Parameters.

Survey	R_{lim} (AB mag)	Target Surface Density (deg^{-2})	Total Area (deg^2)	Total Sample Size (# objects)	Total Survey Time[1] (hrs/nights)
Dark Energy $z = 0.5 – 1.3$	22.7	1000	2000	2×10^6	1530/153
Dark Energy $z = 2.3 – 3.3$	24.5	2000	300	6×10^5	1360/136
Galactic High-Res	17	500	3000	1.5×10^6	4900/490
Galactic Low-Res	21	1000	500	0.5×10^6	1400/140

[1] Includes factor of 1.7 to account for weather and assumes average of 10 hours per night.

Structure of Galactic Dark Halos

名古屋大学　吉田直紀

銀河サイズハローの構造について

1　系内矮小銀河の速度分散、質量、存在数
　ーダークマター質量
　ー初期パワースペクトル

2　矮小銀河の中心密度プロファイル
　γ線観測の可能性

Cold Dark Matter Model

Generic prediction
1. Near scale-invariance
⇒ Rich small-scale structure

2. Objects form hierarchically:“bottom-up”
⇒ Mergers unavoidable

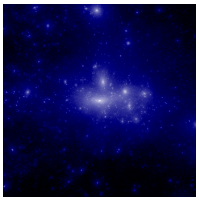
Crisis on Small Scales
– now and then -

- 回転曲線と密度プロファイル
- 衛星銀河の数とサブハローの量

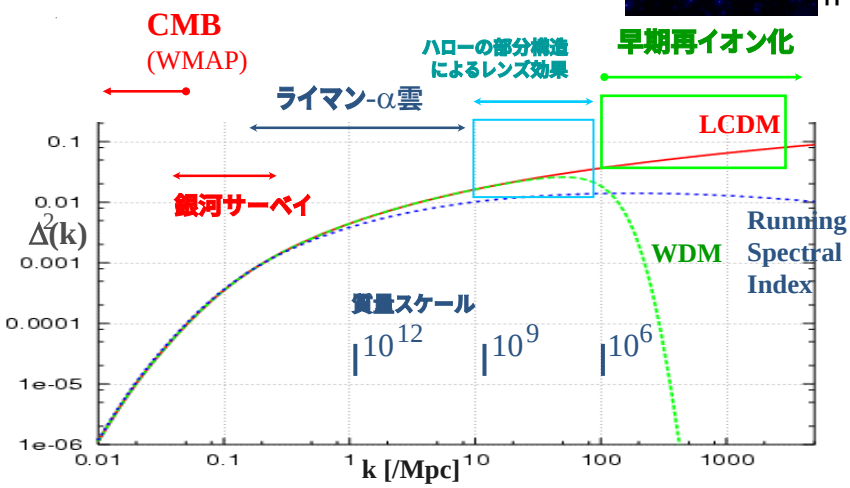
Dark side	**Bright side**
Interaction Initial condition	Feedback (mechanical, radiative)

Cosmic Patchwork

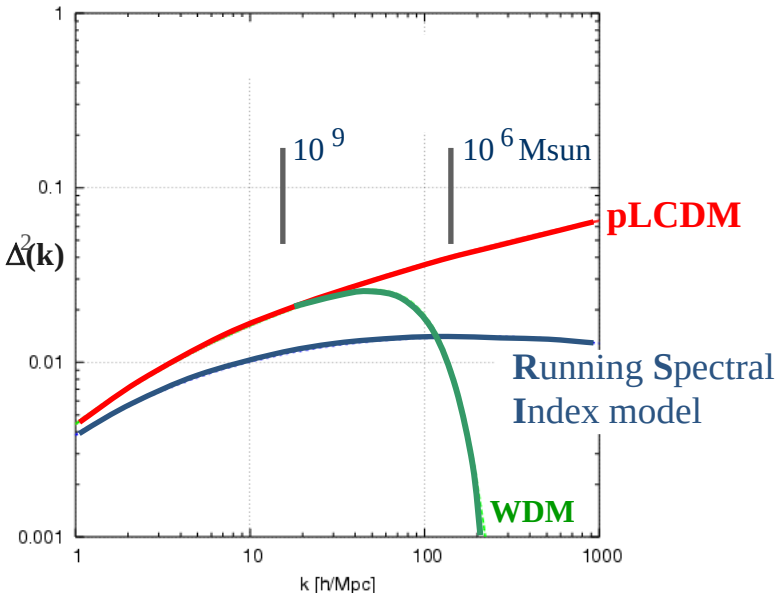
- 初期物質分布の"観測"



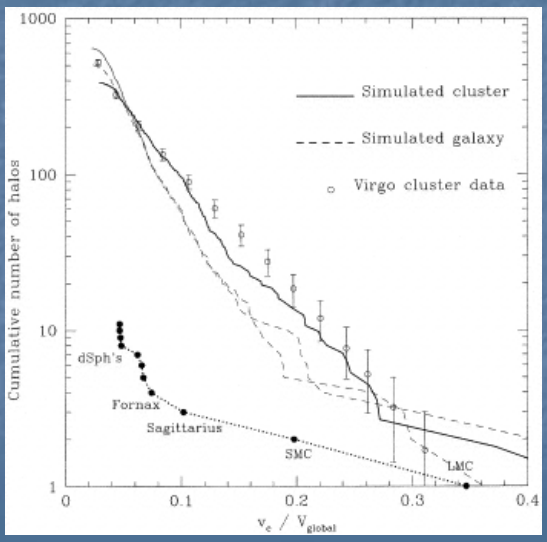
福重さん作



初期パワースペクトル：LCDM, WDM, RSI

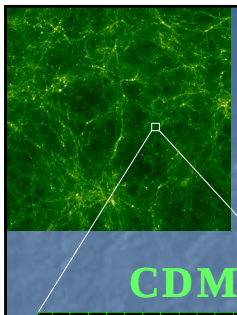


サブハロー曲線：CDMの場合

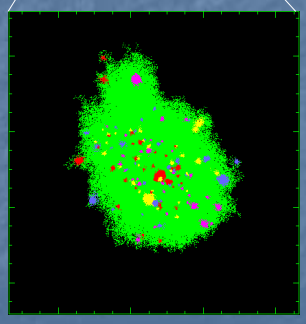


銀河サイズのハロー内のサブハロー

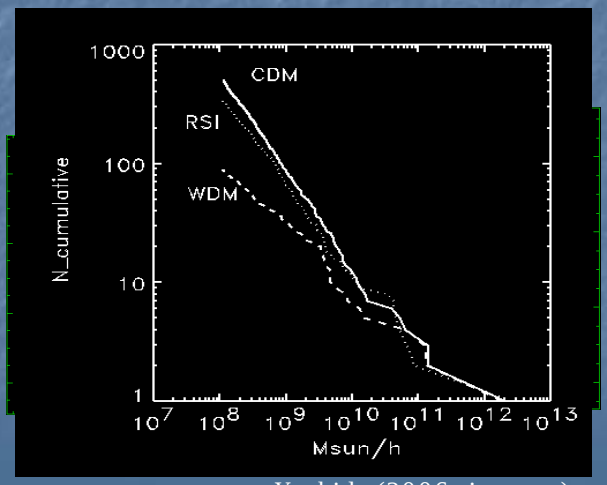
高解像度シミュレーションの結果



CDM

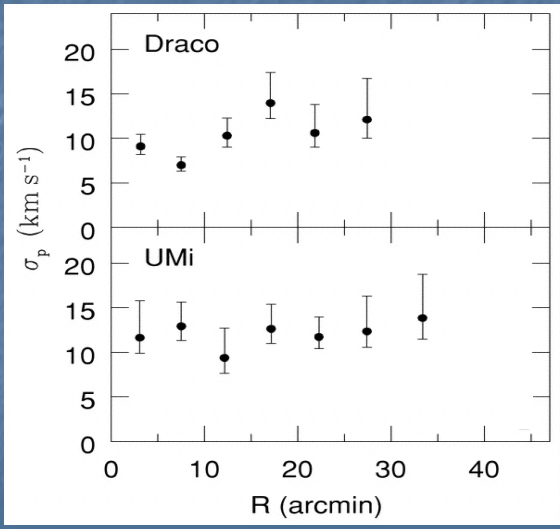


~ 7 %



Yoshida (2006, in prep.)

最近の速度分散の観測

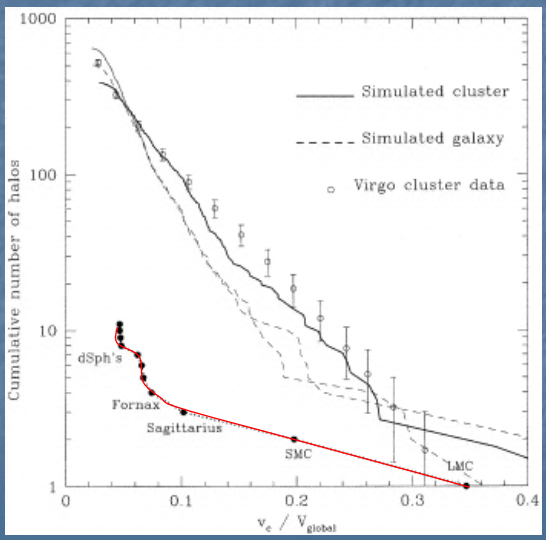


Wilkinson et al. (2005)
WHT wyffos

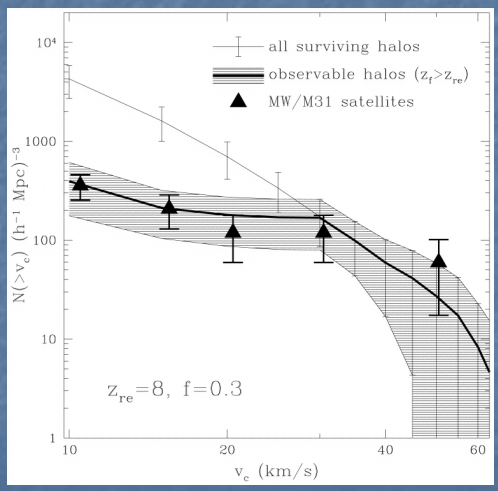
速度分散はR > 1kpc **のところで減少していることがわかった。**

Tidal stripping **ではない**?
大きなハローの中にある？

サブハロー曲線の解釈



再イオン化原因説



Bullock et al. (2001)
Benson et al. (2002)
Kravtsov et al. (2003)

再イオン化時期以降IGMの温度が高く保たれ、それ以下の温度(質量)の天体ができなかった、とする説

ハローの内部構造を探るには

- 銀河系周辺の巨大暗黒ガス雲のサーベイ
- 重力レンズによるダークマターサブハローの検出　(遠方銀河、MW、M31、、、)
- Neutralinoの対消滅によるγ線(銀河中心、サブハロー中心から)

Neutralinos as Cold Dark Matter

- Why neutralinos, why not anything else ?
  素粒子物理のポピュラーモデル　SUSY
  50Gev < m_X < 10 TeV

- Why annihilating ?
  消滅断面積と残留量
  $\langle \sigma v \rangle_{XX} = 3 \times 10^{-27} / (\Omega_X h^2)\ \mathrm{cm}^3\ \mathrm{s}^{-1}$
  $\sim 3 \times 10^{-26}\ \mathrm{cm}^3\ \mathrm{s}^{-1}$

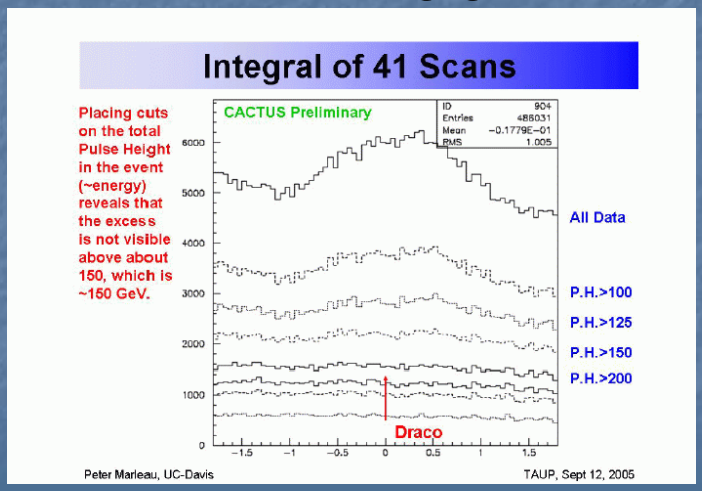
Totani (2004)

Dark matter annihilation

- 消滅シグナル
  continuum/line gamma-rays, $e^{\pm}$, p, ap, ν

  gamma-ray excess
  positron/antiproton excess in cosmic rays
  from particular regions

Gamma-rays from Draco - a smoking gun ?



TAUP meeting, P. Marleau

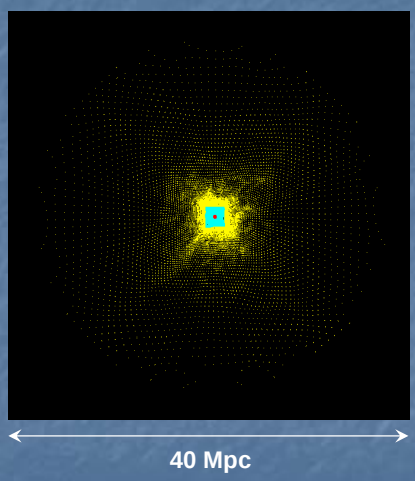
密度プロファイルとDM消滅率

- 密度最大の場所（＝ハロー/サブハロー中心）からのシグナルが最大
- 中心付近ではガスの分布に多大に影響をうける (e.g. Gnedin et al. 2005)

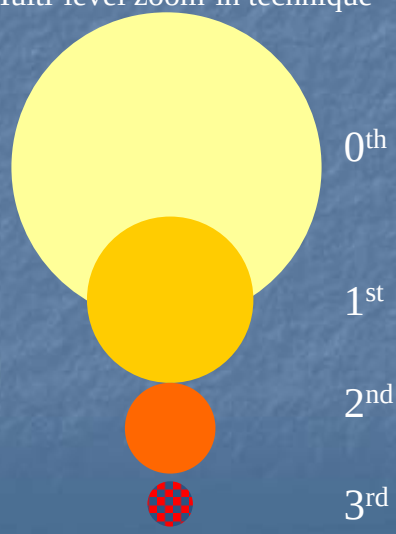
$$F = \frac{<\sigma v>}{2m_x^2} \int \frac{\rho^2(r)}{4\pi D^2} \, d^3x$$

- $\rho \sim r^{-1.5}$ で中心で発散

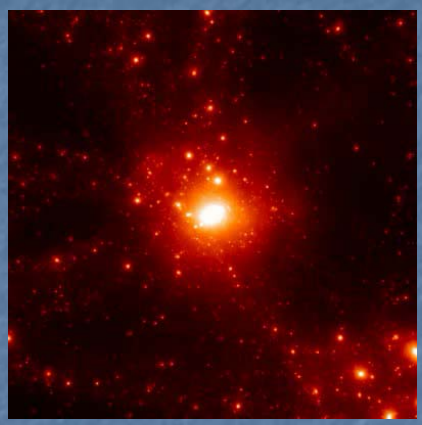
多階層シミュレーション



Multi-level zoom-in technique



Simulated "Milky Way" halo



Movie by Felix Stoehr

M = 3×10^{12} Msun
mp = 4×10^{6} Msun

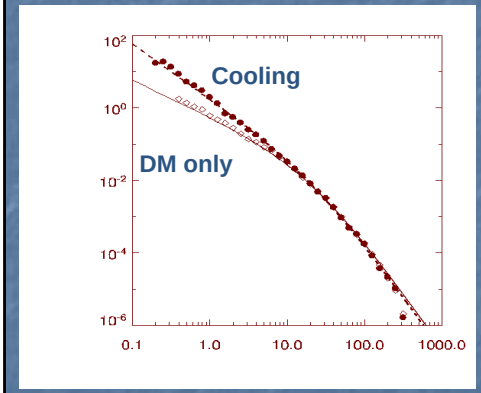
3 runs
DMonly

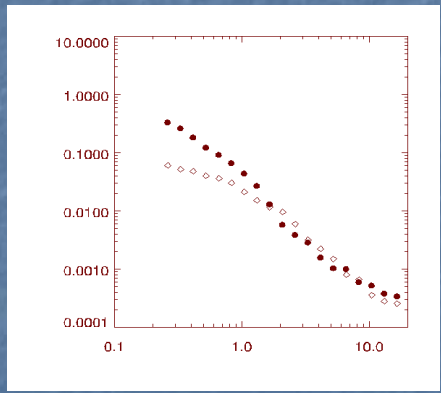
DM + gas +
radiative cooling (凝縮)

~~SF + Feedback~~

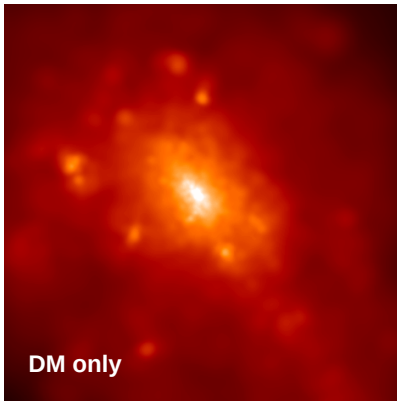
密度プロファイル

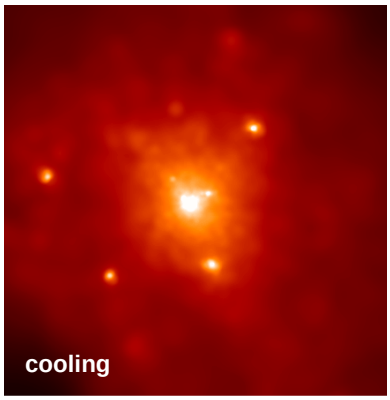
親ハロー　　サブハロー





γ線シグナル(~ρ^2)





サブハローからの寄与は<2%

この場合は個々のサブハローは明るい

実際の分布が右図に近いなら、サブハローを検出できる可能性が極めて高い

まとめ

- サブハローの量、ダークマター、銀河形成
  観測量（速度分散、回転曲線）の解釈
  と詳細なモデル化の必要

- サブハローの密度プロファイル
  baryonic physics を含めた詳細な計算
  SFR, feebackについての“観測からの”input
  GLASTによる直接観測

CDM構造形成と銀河系の化学組成進化

長島雅裕（京大理）

ref) Nagashima & Okamoto, 2006, ApJ in press
Nagashima & Yoshii, 2004, ApJ, 610, 23

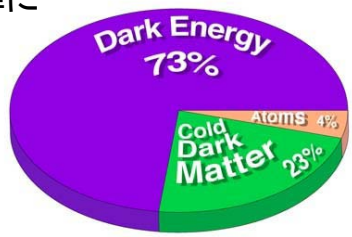
1. Introduction – CDM構造形成過程
2. 銀河系形成への準解析的アプローチ
3. 銀河系の化学組成
4. 超新星フィードバックの役割
5. Summary

参考（関連）ポスター
P11 長島雅裕　微小HI雲の進化から銀河ディスクガスを探る
P17 小山博子　Tully-Fisher関係における超新星フィードバックに伴う力学応答の重要性

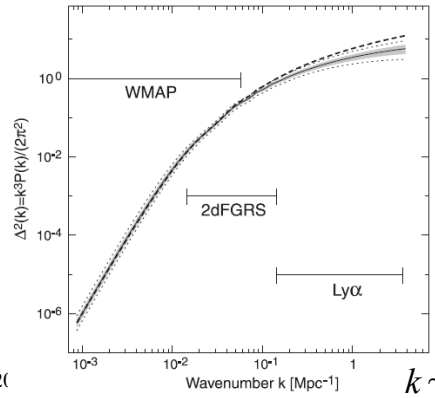
Introduction - CDM構造形成過程

近年、多くの観測により、ΛCDMモデルが標準に

バリオン密度＜＜CDM密度
→構造形成はCDMの性質で決まる



$$k^3 P(k) \simeq \sigma^2 = \langle \delta^2 \rangle$$



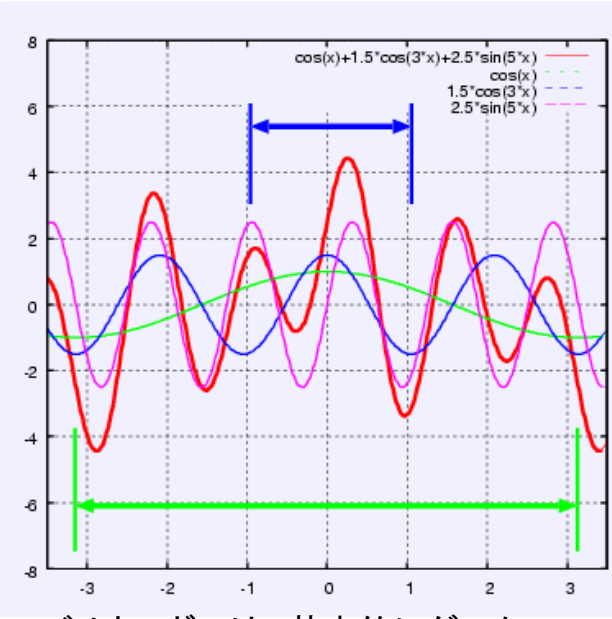
CDM: small scale の密度揺らぎの振幅大
大きい天体は小さい天体の合体で作られる

Spergel et al.(2003)

$k \sim M^{-1/3}$

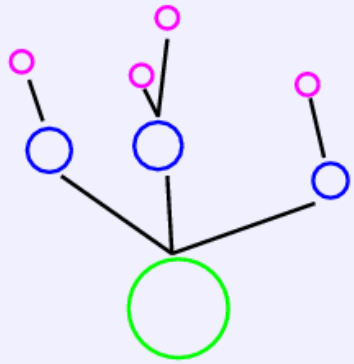
大質量 ←——→ 小質量

Hierarchical Clustering



密度揺らぎ場のモデル
Fourier mode の重ね合わせ

高密度領域からハローになる



バリオンガスは、基本的にダークハロー内部で進化
→銀河形成過程も階層的に考えなければならない

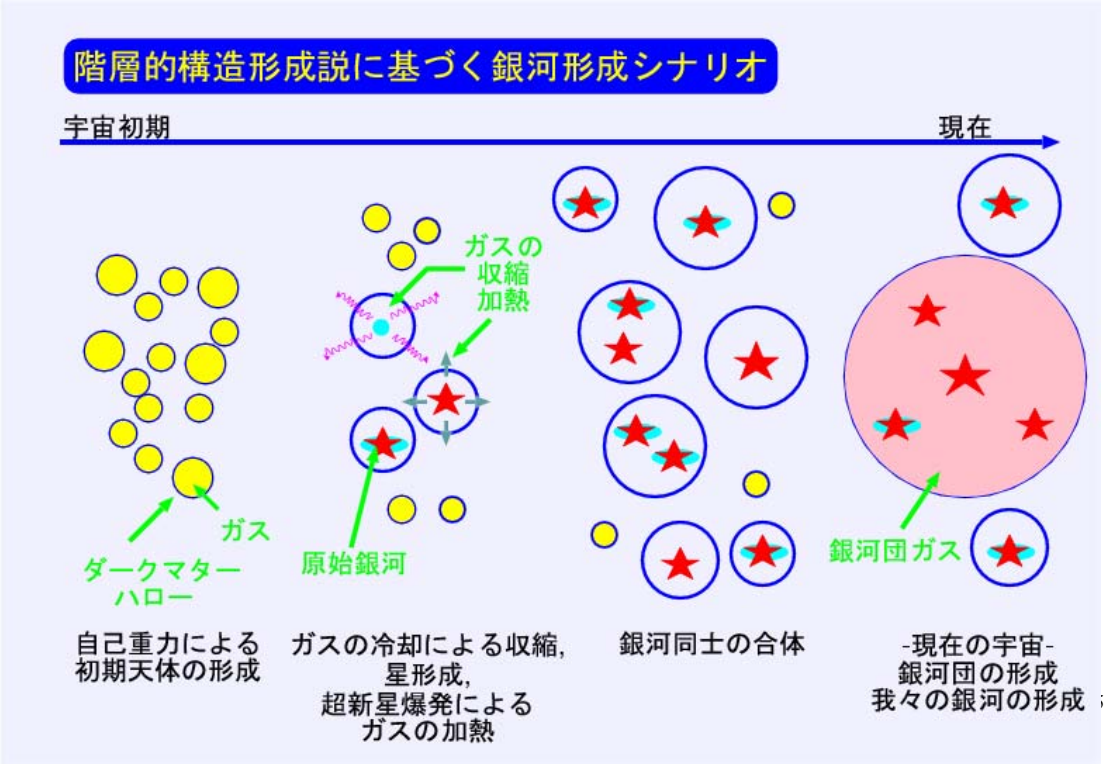
銀河形成へのアプローチ

どうやって理論的に銀河をつくるか？
複雑な物理過程を解かねばならない
- ダークハローの形成
- ガスの冷却　（密度分布など）
- 星形成　（タイムスケール、効率など）
- 超新星爆発の効果　（加熱効率など）
- 銀河の合体　（タイムスケールなど）

等々。しかし、ただでさえ、よくわかっていないプロセス（星形成など）があるのにどうするか？→パラメータを導入してモデル化する

・シミュレーション
　ダークマターのダイナミクスは（ちゃんとやれば）大体マジメに解ける
　ガスはまだまだ（resolution はせいぜい分子雲スケール）
　実行時間がかかるのでごく少数のモデルのみ計算可能
・準解析的モデル
　銀河スケールで物理過程をモデル化（イメージしやすい）
　実行時間短い→広いパラメータ空間を調べられる
お互い相補的（得手不得手がある； どちらも追求する必要がある）

準解析的モデル：下図をモデル化する（詳細は略）



準解析的モデルの流れ

1. ダークハローの形成史の構築
   拡張Press-Schechterを使う
   質量関数は Yahagi et al.(2004) のN体計算へのフィットを使う
2. 個々のハローでのガスの冷却
   ホットガスはvirial温度、コア入りisothermal分布
3. 冷えたガスからの星形成
   $$\psi(SFR) = M_{\rm cold}/\tau_*(V_c)$$
4. 超新星爆発による冷えたガスの加熱（フィードバック）
   $$\dot{M}_{hot} = \beta(V_c)\psi$$
5. 銀河同士が合体するかどうかの判定
   - dynamical friction による central-satellite merger
   - random collision による satellite-satellite merger
   合体するなら major/minor merger の判定（質量比による）
   major ならバルジ形成、minor ならディスクに吸収

光度などを計算しつつ、2以降をz=0まで繰り返す

パラメータの決定

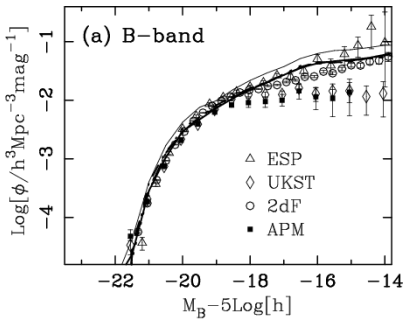
モデルパラメータを近傍銀河の統計を使って決める

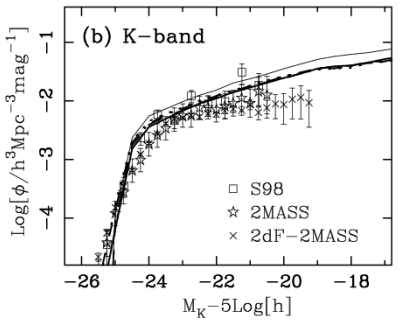
重要なフリーパラメタ

・超新星フィードバックの効率→光度関数
・星形成タイムスケール→ガスの割合
など。

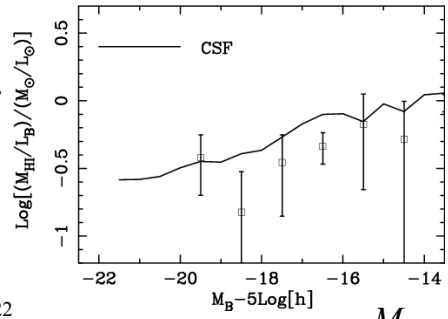
物理的に示唆のあるパラメタ

・銀河の合体のタイムスケール
・ハローの角運動量（ディスクサイズ）
など。





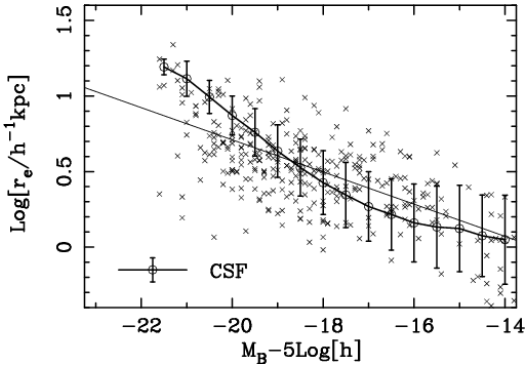
M_{HI}/L_B



$M_B - 5\log(h)$

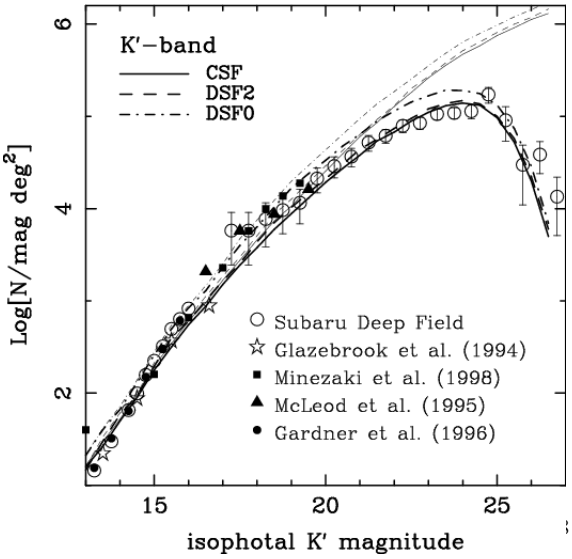
Nagashima & Yoshii (2004)

モデルの特徴（1）

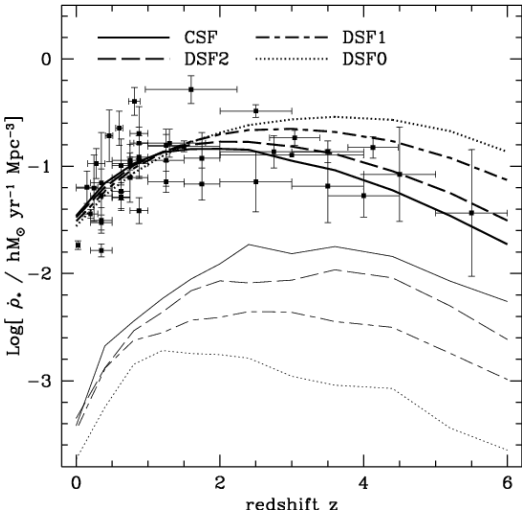


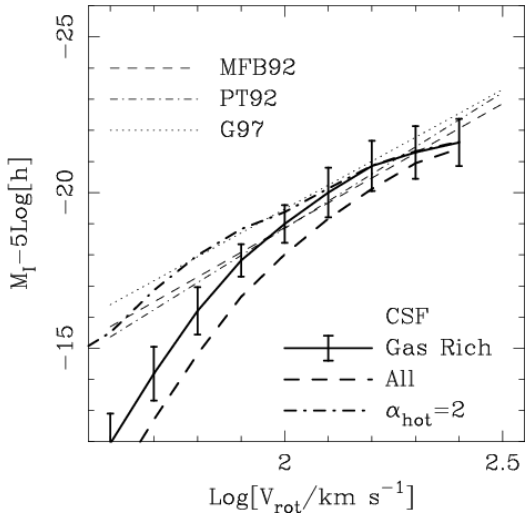
disk size-mag. relation
標準的なスピンパラメタ分布
＋ガスの角運動量保存で
再現可能

K-band galaxy counts



モデルの特徴（2）

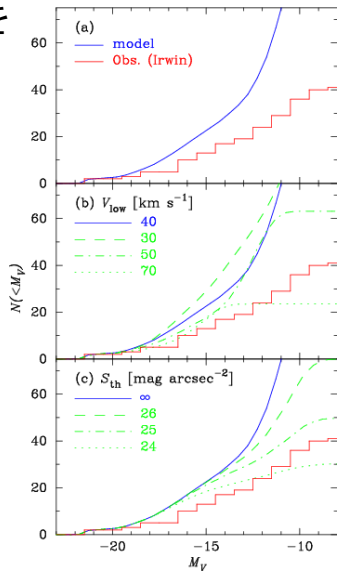


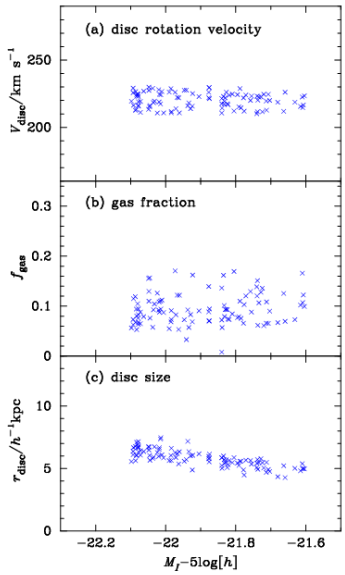


●Tully-Fisher についてはP17小山ポスターも参照

銀河系の化学組成進化

・このモデルに、Ia型超新星による重元素生成過程を加える
・寿命は（とりあえず簡単のため） 1.5Gyr に固定（多少ふる）
・Vc=220km/sのハロー内で、
銀河系に似た銀河を
ピックアップ
（MW-like銀河）

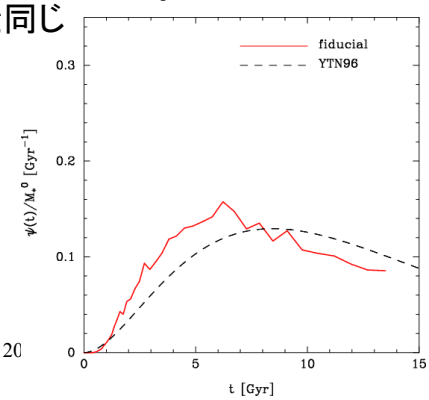


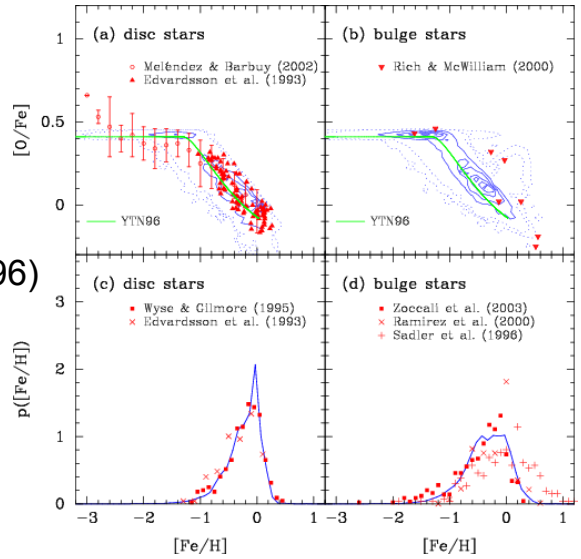


星の[O/Fe], [Fe/H]

・MW-like銀河100個の平均
・良く観測を再現している
・G-dwarf問題現れない
・CDM宇宙でも、銀河系は作れる

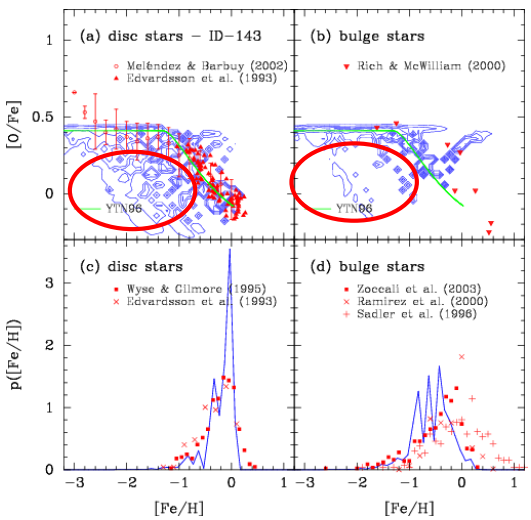
星形成史： 大体one-zone model (Yoshii, Tsujimoto & Notmoto 1996) と同じ

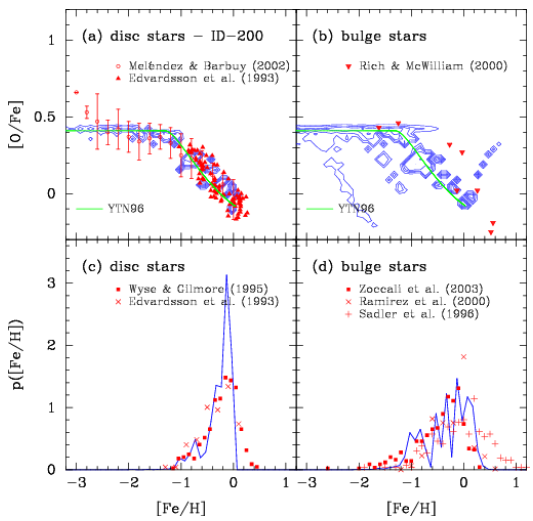




個性はどれぐらいあるか？

・大きなトレンドは同じ
・satellite銀河の合体史に依存して、low-[Fe/H], low-[O/Fe]の星がわずかに存在しているかもしれない
(satelliteの痕跡？→後述)





G-dwarf problemとの関係

traditional (infall) model では、infall term を付けることで
G-dwarf problem を回避した。

モデルにはそのような「手で加えた」項はない。
→何が効いているのか？

free-fall も cooling も timescale は宇宙年齢より十分短い

$$\tau_{\rm ff} \sim 1/\sqrt{G\rho} \sim 1.5\,{\rm Gyr}\,(1+z)^{-3/2} \quad \ll \quad \tau_H$$

$$\tau_{\rm cool} \simeq kT/n\Lambda \sim 0.5\,{\rm Gyr}\,(T/10^6\,{\rm K})(\Lambda/10^{-23})^{-1}(1+z)^{-3} \quad \ll \quad \tau_H$$

ほっとけば、10Gyr程度の infall などあり得ない。
→一旦冷えて銀河に降ってきたガスを、超新星フィードバックにより
再びあたため、ハローにかえしてやるプロセスが重要

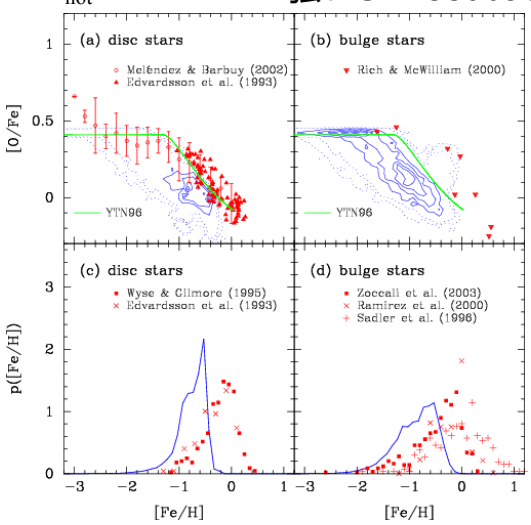
このサイクルで、少しづつ enrich しながら、平均するとゆっくり
ディスクにガスを供給する

超新星フィードバック

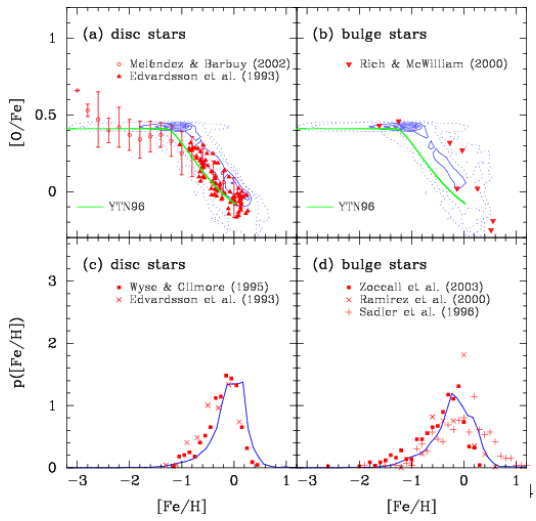
$$\dot{M}_{hot} = \beta(V_c)\psi, \quad \beta = \left(\frac{V_c}{V_{\rm hot}}\right)^{-4}$$

フィードバックは重元素量を減らす

$V_{\rm hot} = 280\,{\rm km}/s$ 強いSN feedback



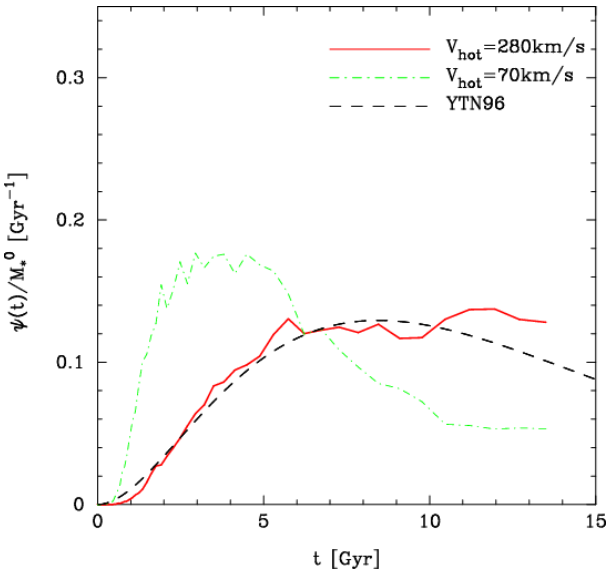
$V_{\rm hot} = 70\,{\rm km}/s$ 弱いSN feedback



超新星フィードバック

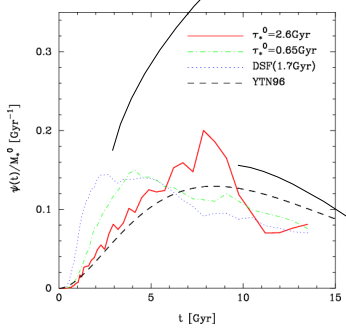
星形成史には
それほど大きな違いはない

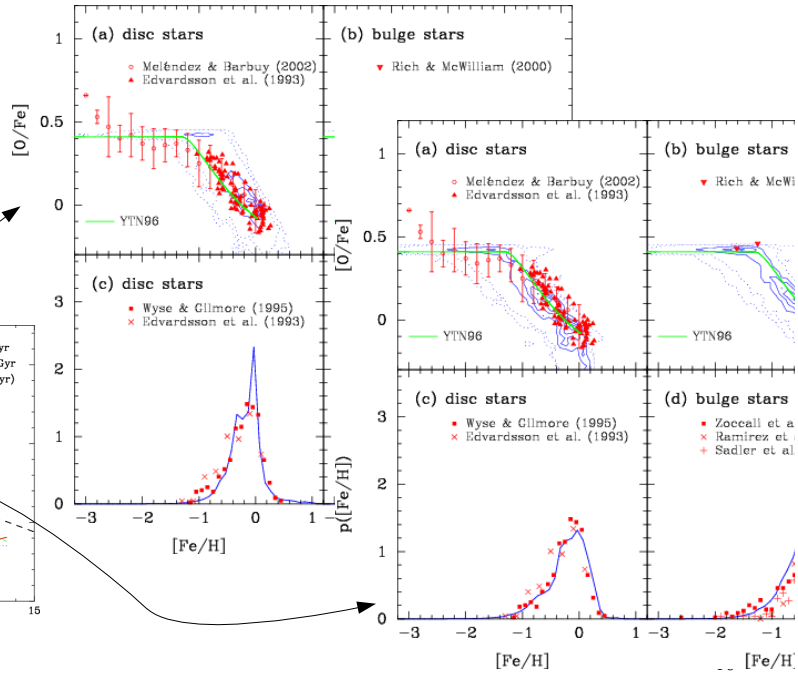
→重元素量の進化にとって、
星形成史は本質ではない！



星形成タイムスケールの効果

feedback の効率が
同じだと、
これだけ星形成史
が変化しても、
あまり重元素量に
変化ない。





超新星フィードバックと重元素量の進化

星の重元素量の平均(mass-weighted)は、 $x \equiv (\alpha+\beta)t/\tau_*$

$$\langle Z_*(t)\rangle = Z_c^0 + \frac{\alpha y}{\alpha+\beta}\frac{1-e^{-x}-xe^{-x}}{1-e^{-x}} \to Z_c^0 + \frac{\alpha y}{\alpha+\beta} \quad (x\to\infty)$$

α: locked-up mass fraction, ～0.8
β: feedbackの強さ

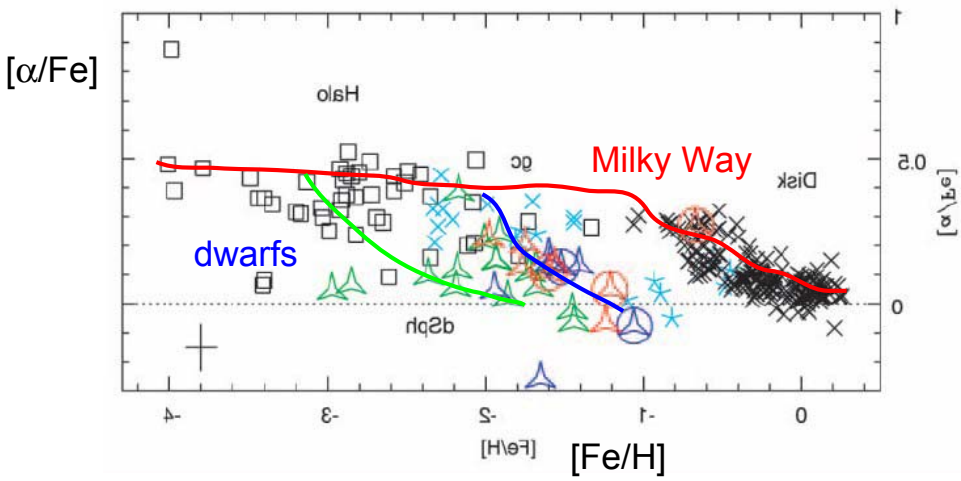
∴β大きいと、yield y は、あたかも y/(β/α) と補正されたかのように振舞う
→SN feedback は重元素量を減らす

少し重元素を含んだガスをハローに放出
→次のガス冷却で、重元素を少し含んだガスが降着
→銀河は少し成長して feedback 少し弱くなる
→また少し星を作り、少し重元素を増やす

この繰り返しで metal-poor star をあまり作らずに、enrich をすすめる

dwarf は feedback の情報を含む？

近傍矮小銀河の観測(Tolstoy et al. 2003)



矮小銀河にフィードバックの痕跡を見つけられるか？
→折れ曲がりと、重力ポテンシャルの深さ／初期のガスの割合などに関係づけられるかも？？

Summary

・準解析的モデルで銀河系サイズの銀河について、
重元素量の進化と銀河形成の物理過程との関係について調べた。

・超新星フィードバックは本質的に重要である。
→dwarf galaxies から情報を得られるかも

・small scale の物理過程が重要
←数値シミュレーションでは分解するのが大変な領域
→”sub-grid physics” についての理解を進める必要がある
特に、
●分子雲形成
●分子雲内での星形成効率
●超新星フィードバックの色々なスケールでの効き方
さらに関連して、ディスクの構造の理解（厚み方向）も重要である
→ガスの圧力構造と関係、磁場？宇宙線？……

私のポスター（P11「微小HI雲の進化から銀河ディスクガスを探る」）
も見てください

初期銀河ハロー質量関数と炭素過剰超金属欠乏星

小宮　悠 (北海道大学)

共同研究者
須田拓馬、藤本正行　(北海道大学)
茂山俊和、皆口裕樹　(東京大学)
青木和光　(国立天文台)

概要

- 超金属欠乏星(EMP star)
  - 銀河の初期を知る手がかり　←　小質量星しか残っていない
- 炭素過剰超金属欠乏星(CEMP star)
  - 中質量星との連星だったと考えられる
    - →銀河初期の中質量星のprobe

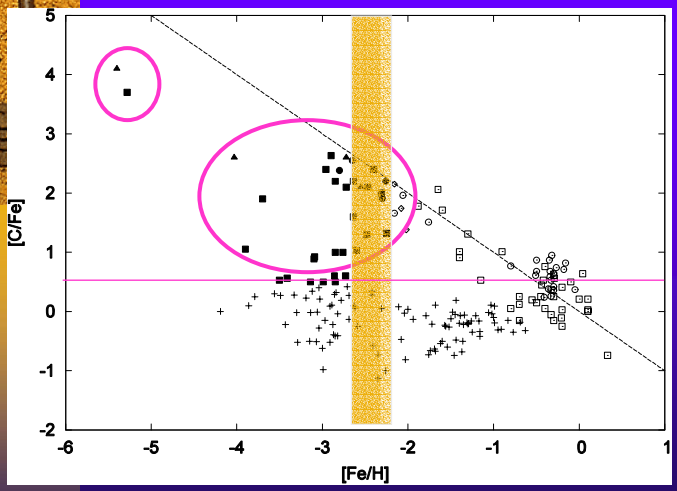
•そのために・・・
- 中質量EMP starの進化計算
- EMP starの観測との比較

•連星起源説の検証
•初期ハローIMFの推定

目次

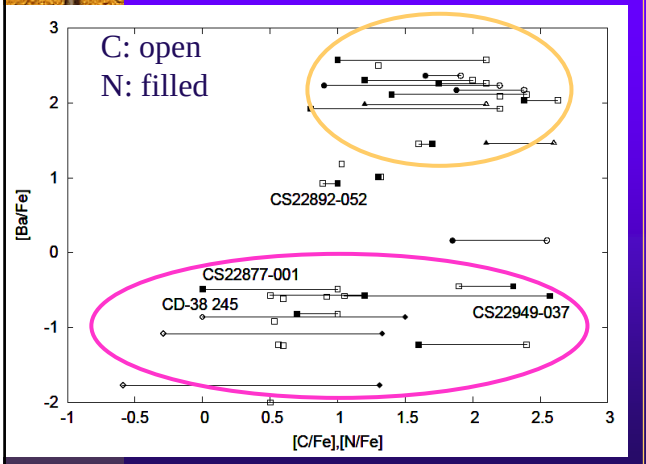
- CEMP starsのBinary Scenario
  1. CEMP stars、EMP starsの観測的特徴
  2. 超金属欠乏星の進化
  3. 比較･検証
- CEMP starsが描く初期銀河ハロー
  1. CEMP starsの統計
  2. 初期ハローIMFの推定
  3. 銀河ハローの進化

CEMP stars (炭素過剰超金属欠乏星)



超金属欠乏星([Fe/H]≦2.5)は、進化していない星でも**炭素星**が多い。

C, N, S-process



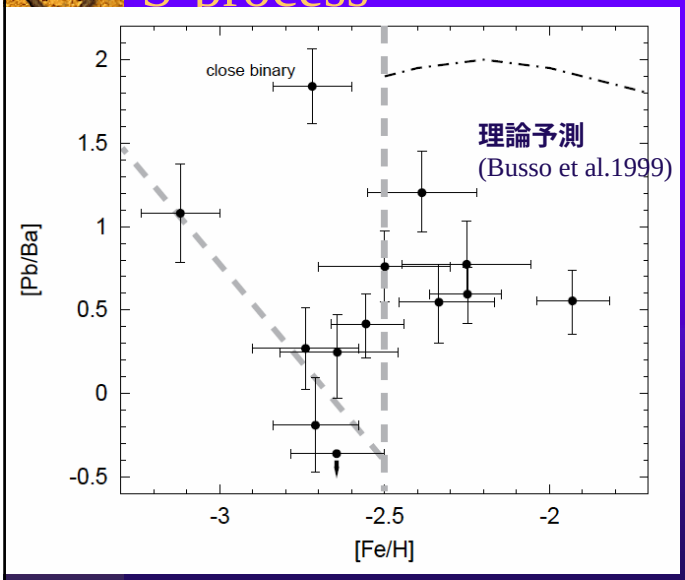
S-process元素(中性子捕獲元素)の多い星(CEMP-s)と、少ない星(CEMP-nos)の2種類に分かれる。

CEMP-sは、Nも増加。ただしCよりは少ない。

CEMP-nosではNの増加の無いものから、Cの10倍あるものまで多様。

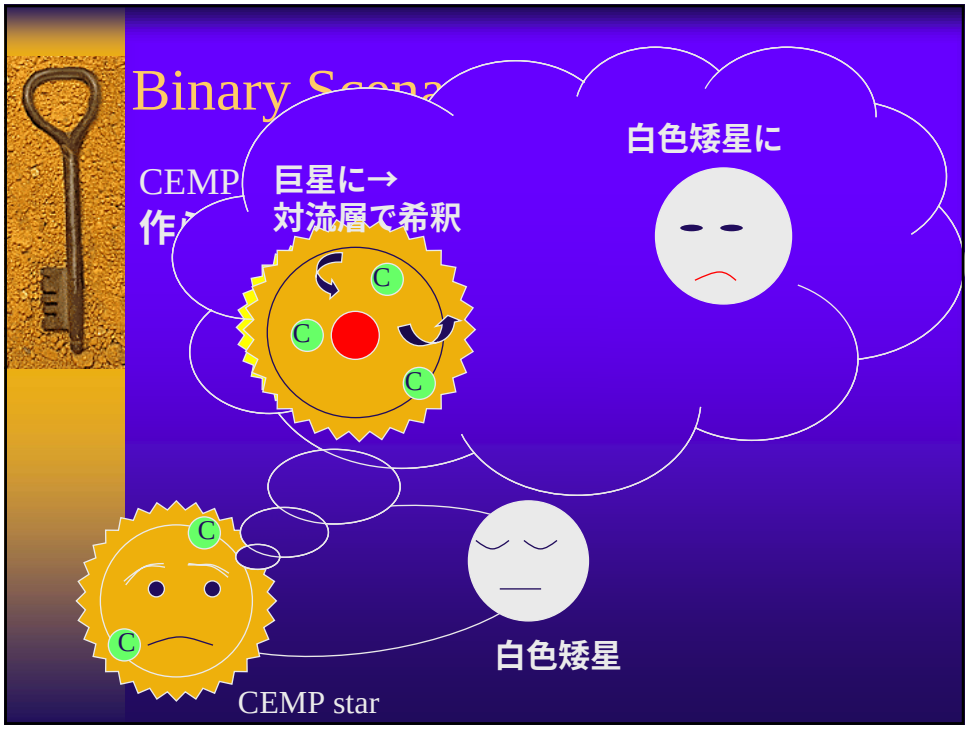
N-rich star (N/C~10)もある

S-process



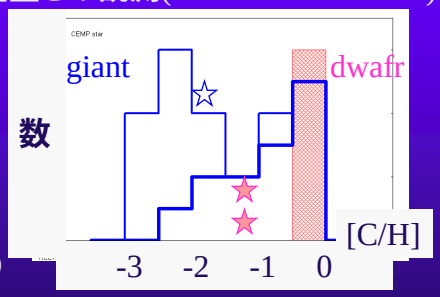
[Fe/H]~-2.5を境に、s-process元素中の組成比が変化

S-process元素の形成機構が異なる？



Binary Scenario

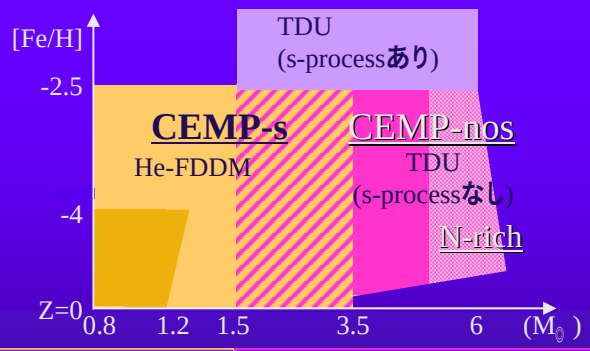
- 根拠
  - CH star（炭素、s-process過剰なPop II star）は連星起源
  - 多くのCEMP starが連星との観測(Lucattelo et al.2005)
  - 対流層の深化による希釈を受けている
    - 巨星にのみ[C/H]が小さいものがある



(太線：CEMP-s
細線：CEMP-nos
☆：[Fe/H]<-4の星)

- 課題
  - S-process 元素の増加がある星、ない星がある
  - EMP satr（超金属欠乏星）の25%が炭素星

EMP star の進化



0.8~3.5$M_\odot$ の星 CEMP-s

✧He-FDDMでC,Nとs-process元素が増加

✧1.5~3.5$M_\odot$ ではTDUも発生してさらに炭素増加

3.5~6$M_\odot$ の星 CEMP-nos

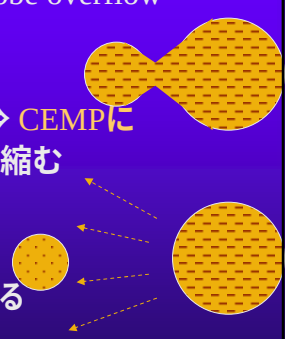
✧Third Dredge UpでCのみ増加 s-process元素は作られない

✧5$M_\odot$ 以上では対流層でCNサイクルが回ってNが増加、C減少

連星進化

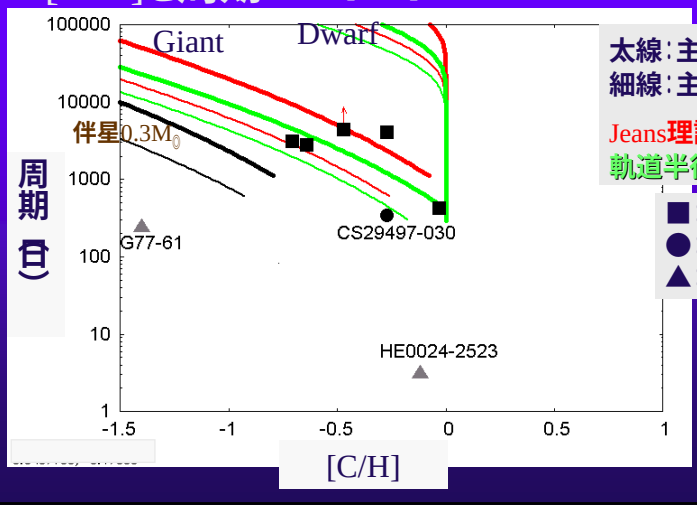
主星との距離に依る進化の違い

- <0.5AU
  - Cを汲み上げる前に主星がRoche lobe overflow ⇒ CEMPにならない
- 0.5~2AU
  - Roche lobe overflowで質量輸送 ⇒ CEMPに
  - Mass lossで角運動量を失い軌道は縮む
- 2~100AU
  - Windの降着 ⇒ CEMPに
  - 軌道は縮む場合と広がる場合がある
  - 周期と降着量に相関
- 100AU<
  - 降着が少なすぎ ⇒ CEMPにならない



Binary Scenario

♦ [C/H]と周期　　[C/H]=0のwindが降着したと仮定

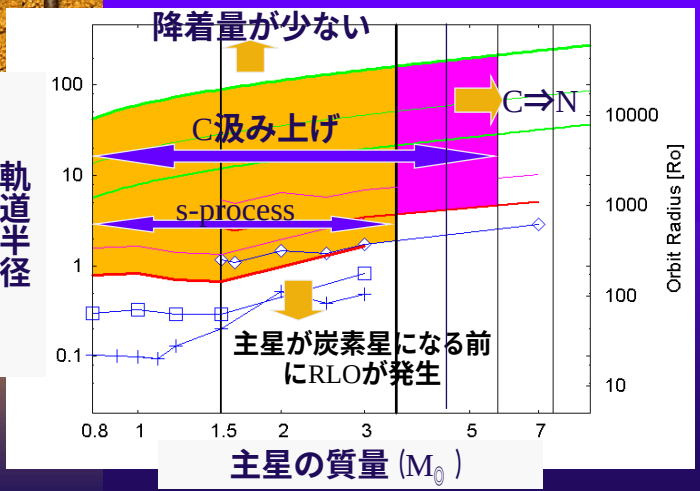


太線：主星1.5M⊙
細線：主星3M⊙

Jeans理論に従う
軌道半径一定

■：giant
●：Sub giant
▲：Dwarf

Binary Scenario

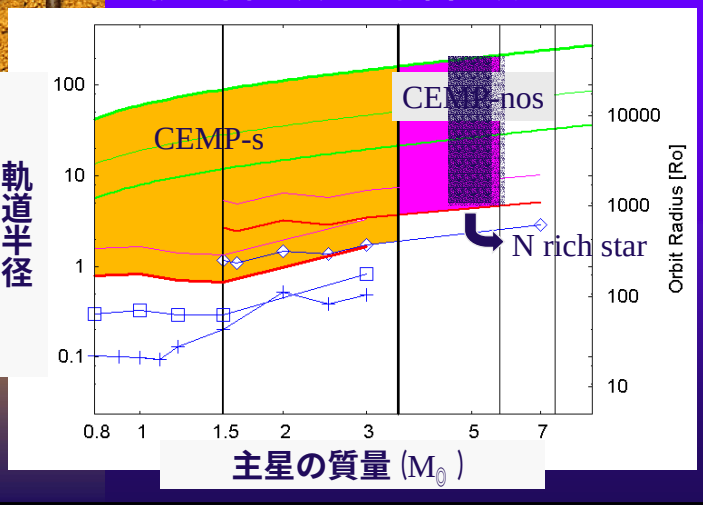


CEMPになる条件

- 主星がC汲み上げを起こす
- 十分な量のCを降着させる

Binary Scenario

Binary Scenarioで、連星のうちCEMPになるものの軌道半径、質量の範囲が決まる。



軌道半径
0.5~100AU

主星質量
0.8~6M⊙
(<3.5:CEMP-s
>3.5:CEMP-nos
>5M⊙ :N rich)

CEMP starの統計

- **観測** (HK survey, HES survey)

1. EMP starの総数は～3×10^5個
2. そのうち20~25%がCEMP
3. CEMPの1/3~1/4がCEMP-nos
   - N-rich な星がCEMP-nosと同数程度ある

CEMP starの統計

- **仮定**
  - **主星の質量分布** : (review by Chabrier et al.2003)

$$\xi(\log m) \propto m^{-1.35} \quad : m > 0.8M_{\odot}$$

$$\propto \exp\left(-\frac{(\log m - \log 0.22)^2}{2\times 0.33^2}\right) : m < 0.8M_{\odot}$$

  - **軌道半径分布 ← 周期分布** (Duquennoy & Mayer 1991)

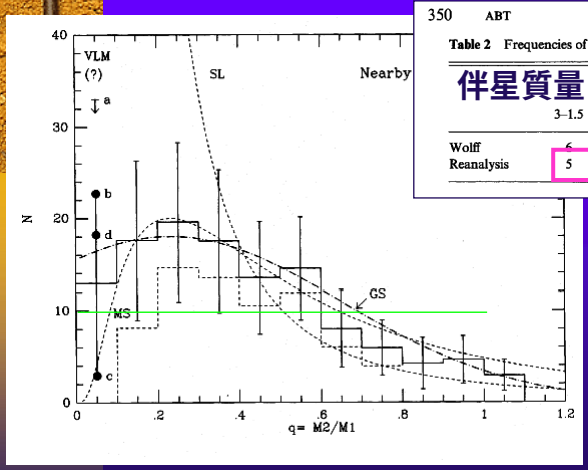
$$f(\log P(day)) \propto \exp\left(-\frac{(\log P - 4.8)^2}{2\times 2.3^2}\right)$$

  - **連星の質量比分布**

$$n(q) = const. \qquad (q=M_2/M_1)$$

Distribution of mass ratio

(Abt 1983)



350 ABT

Table 2 Frequencies of secondary masses for late B-type stars

伴星質量

	M_2 ($M_\odot$) 3–1.5	1.5–0.75	0.75–0.37	0.37–0.19	0.19–0.09
Wolff	6	3	2	11	
Reanalysis	5	4	2	6 —	5

B-type star

G-dwarf (Duquennoy & Mayer 1991)

初期銀河ハローIMFの推定

♦ 種族 II と同じIMFとすると、

CEMP-sの数

$$\psi_{CEMP-s} = \int_{0.08}^{0.8} dM_2 N_s\left(L(M_2)\right)\int_{0.8}^{3.5} \xi(M_1)\frac{n(M_2/M_1)}{M_1} dM_1 \int_{A_{He-FDDM}(M_1)}^{A_M(M_1)} f(A)dA$$

連星のうちの14%

⇒やや足りない

CEMP-nosの数

$$\psi_{CEMP-nos} = \int_{0.08}^{0.8} dM_2 N_s\left(L(M_2)\right)\int_{3.5}^{6} \xi(M_1)\frac{n(M_2/M_1)}{M_1} dM_1 \int_{A_{TDU}(M_1)}^{A_M(M_1)} f(A)dA$$

連星のうちの0.3%

⇒全然足りない

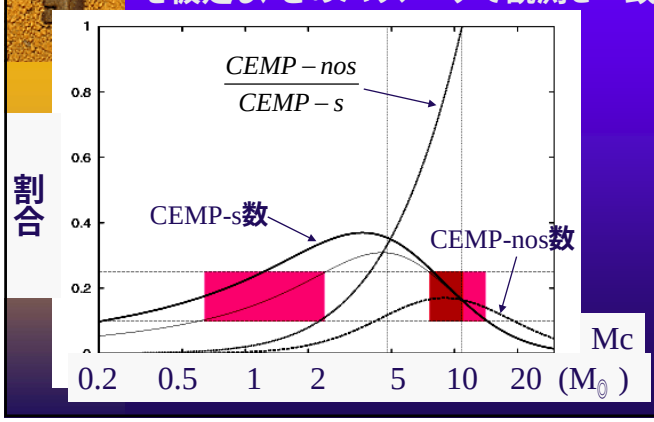
➡ IMFが現在と異なっていたと考えられる

初期銀河ハローIMFの推定

– Lognormal IMF

$$\xi(\log m) \propto \exp\left(-\frac{(\log m - \log M_c)^2}{2\times\sigma^2}\right)$$

を仮定し、どのパラメータで観測と一致するか検討。



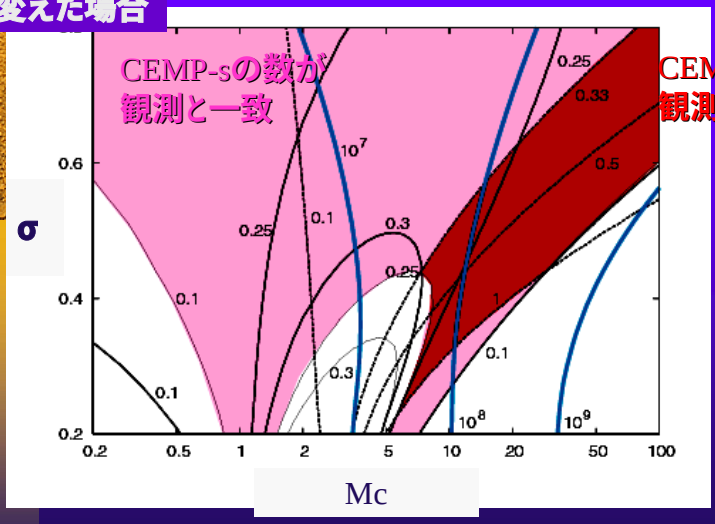
Mcを変えた場合

CEMP-sの数を説明できるのは~1M⊙ と ~10M⊙ の2箇所

うち10M⊙ のほうは CEMP star中の CEMP-nosの割合も観測と一致

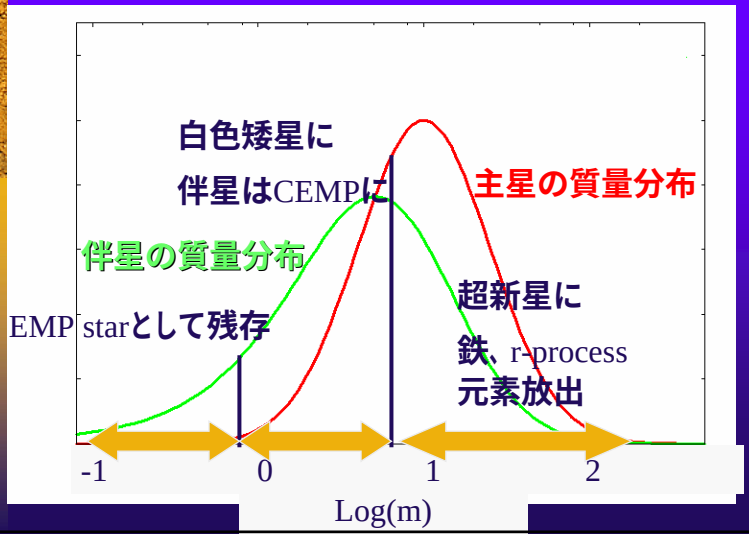
初期銀河ハローIMFの推定

σも変えた場合

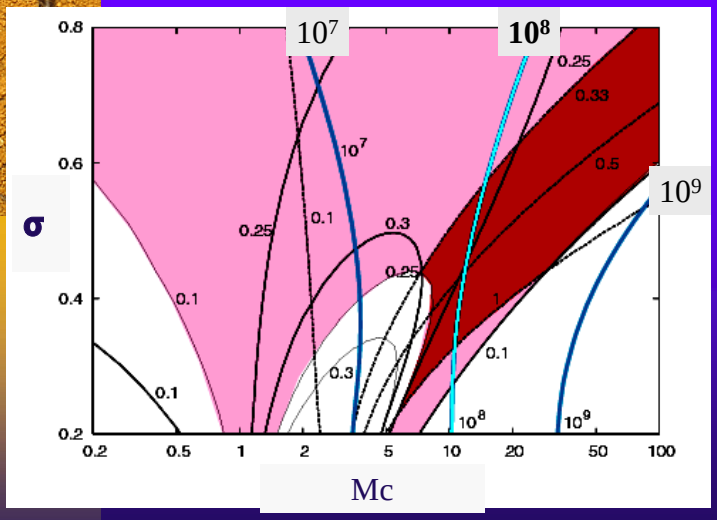


初期銀河ハロー

Mc=10M$_\odot$, σ =0.4とすると、IMFは図のようになる



初期銀河ハロー



EMPハローの全体像

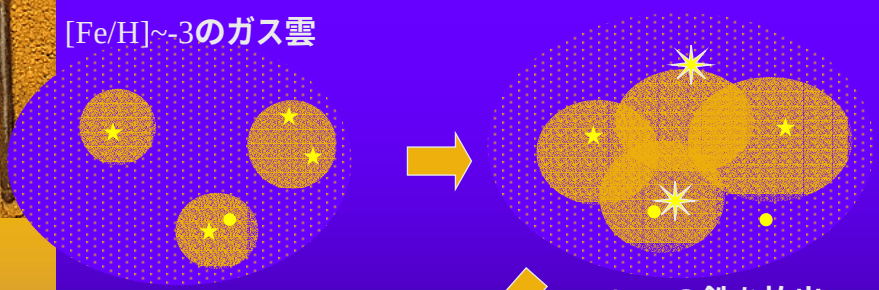
現在ある EMP starは 3×10^5個

初期ハローには $\sim10^8 M_\odot$ の星があったと考えられる

青線：初期EMP starハロー総質量＝10^7, 10^8,$10^9 M_\odot$

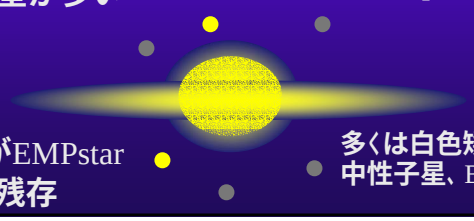
銀河進化

[Fe/H]~-3のガス雲



10^7個、$10^8 M_\odot$ の星
中･大質量星が多い

$10^6 M_\odot$ の鉄を放出
[Fe/H]~-2に



一部がEMPstar
として残存

多くは白色矮星、
中性子星、Black Holeに

ハローの進化

- EMP はすべて連星で生まれた
  - 全連星の10%がEPM として生き残る
  - CEMP-s, CEMP-nos: 22~40% (伴星WD)
  - SN 連星: 60~40% (→ 単独星)

    個々の超新星についての情報を保存？

    r-process元素の増加
- 全 EMP 数 ～3×10^5 個

  ⇒ 10^7 個、全質量10^8 $M_\odot$の連星が必要
- [Fe/H]~-2.5でIMFが変化

  c.f., 球状星団はすべて [Fe/H] > -2.5

Conclusions

- CEMP star はBinary scenarioで説明できる
  - 数、組成、周期　を説明可能
- 超金属欠乏星は初期銀河ハローの探査に有用
  - 特に連星は、より重かった主星の情報も残している
  - 恒星進化、連星系進化の解明が条件
- 銀河初期([Fe/H]<-2.5)では10$M_\odot$ 程度を中心としたIMFが示唆される

Period distribution

(Duquennoy & Mayer 1991)

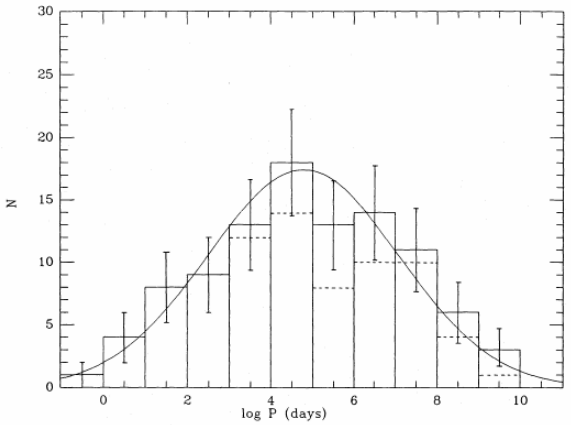


Fig. 7. Period distribution in the complete nearby G-dwarf sample, without (dashed line) and with (continuous line) correction for detection biases. A Gaussian-like curve is represented whose parameters are given in the text

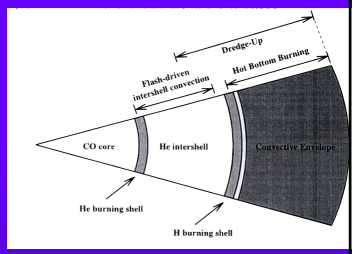
Lognormalに近い分布が観測されている

種族I ＆ II 星の場合－

He-flash 中の 水素混入は起こらない

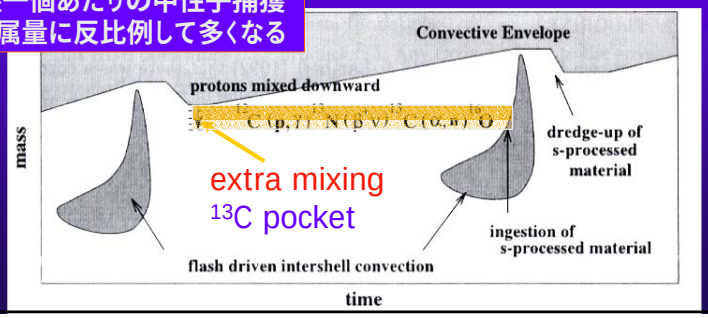
－ Third dredge-up

－ radiative $^{13}C(\alpha,n)^{16}O$ burning



水素の混入を仮定（**標準理論の枠内にはない**） ⇒ convective overshooting

seed核一個あたりの中性子捕獲数は金属量に反比例して多くなる



恒星進化:種族I & II 星の場合

- Third dredge up

通常の星では、炭素の増加はThird dredge upで起きる

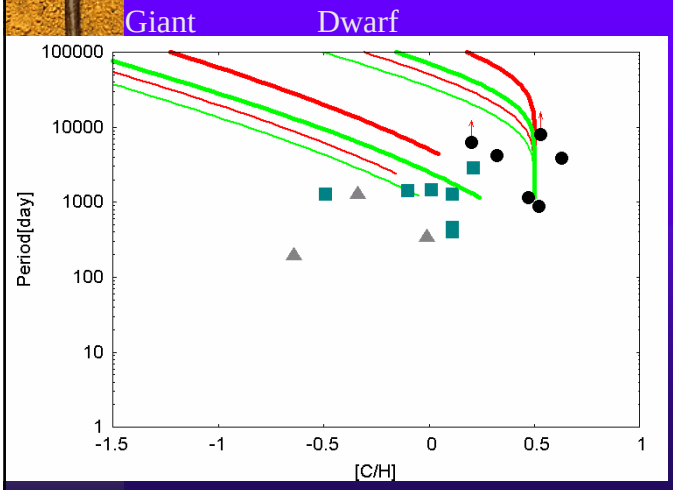
S-process元素
水素の混入を仮定（標準理論の枠内にはない）
⇒ convective overshooting
radiative $^{13}C(\alpha,n)^{16}O$ burning
seed核一個あたりの中性子捕獲数は金属量に反比例して多くなる

結果

C(炭素)と
S-process元素が
増加

[C/H]と周期 : CH starの場合

[C/H]~0.5のwindが降着したと仮定



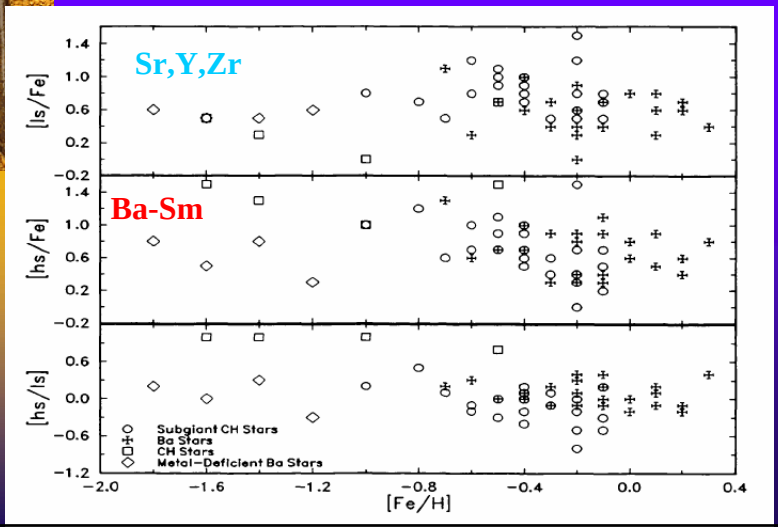
結果

CH stars の場合は、すべて連星とされる。(周期の観測の確率から)

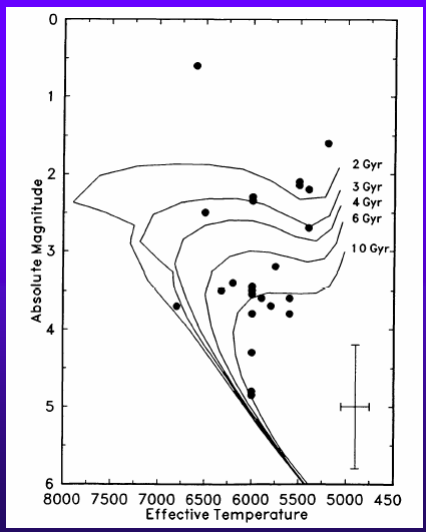
CEMPについても長周期を除くと同様の相関関係が見られる

CH stars & s-process elements

S-process元素は必ず増加 ⇔ CEMP-nos



CH-star



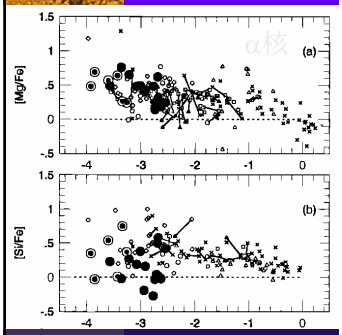
Low mass dwarf が無い

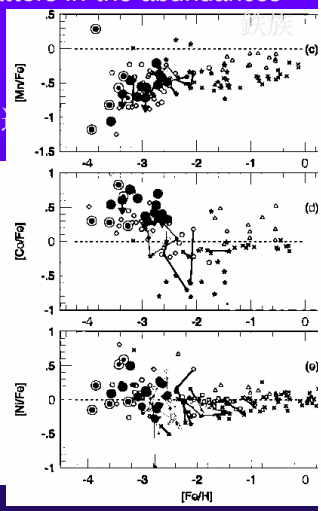
銀河系ハローの金属欠乏星

Various trends and scatters in the abundances with metallicity

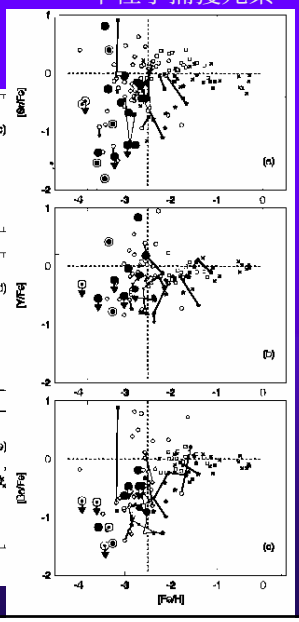
⬇

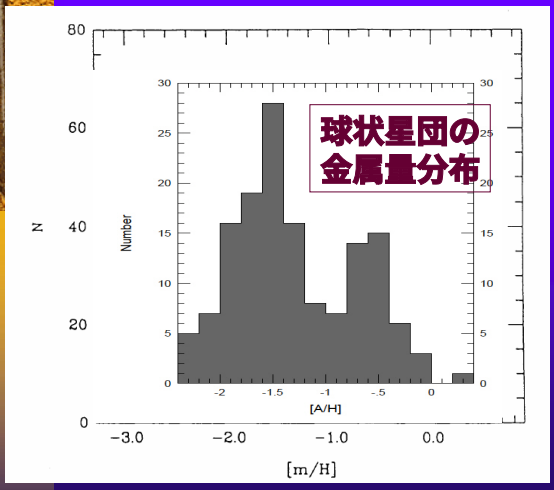
銀河系の形成史，化学



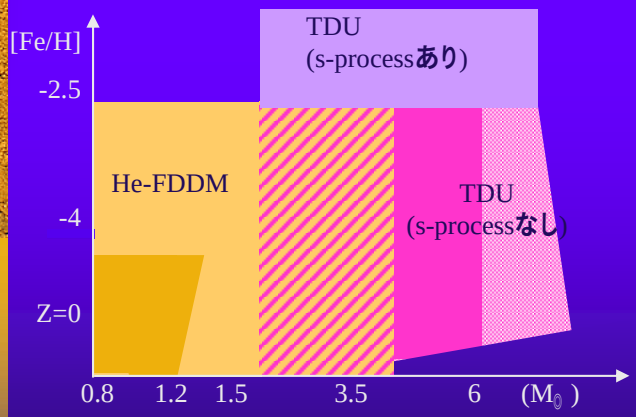


中性子捕獲元素





EMP star の進化

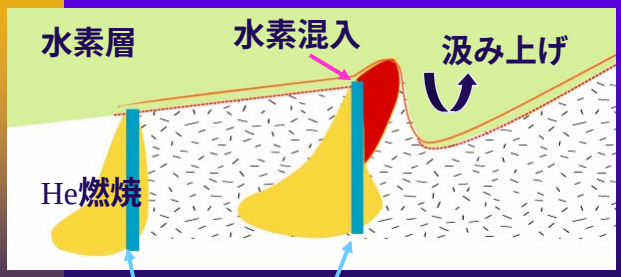


星の質量に応じて、
2種類の炭素汲み上げ機構がある。

He-Flash Driven Deep MixngとThird Dredge Up

恒星進化:超金属欠乏星の場合

- 0.8~3.5M⊙ の星：He flash driven deep mixing
  - He shell flash が繰り返し起こり、次第に成長
  - 十分な水素混入が起こるようになると汲み上げが起きる



$^{12}C(p, \gamma)^{13}N(e^+, \nu)^{13}C(\alpha, n)^{16}O$

結果

C(炭素)に加え、N (窒素) も増加

S-process元素も増加

恒星進化:超金属欠乏星の場合(2)

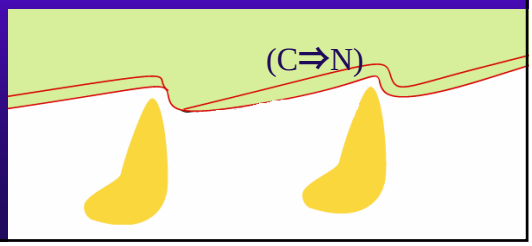
- 3.5~6$M_\odot$ の星:Third dredge up
  EMPではs-process形成は起きない

- 5$M_\odot$ 以上の星では
  - Third dredge upに加えて、hot bottom burningが発生
  - CNサイクルにより窒素が増加
  - 最大で N/C~10

結果

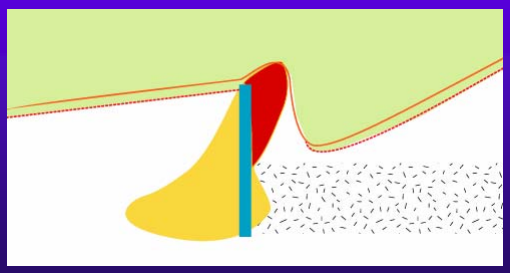
Cのみ増加

5$M_\odot$ 以上ではN増加



EMP star (超金属欠乏星) の進化

- He flash driven deep mixing
  - He core flashが水素層まで到達
  - H shell flashが発生して汲み上げが起きる



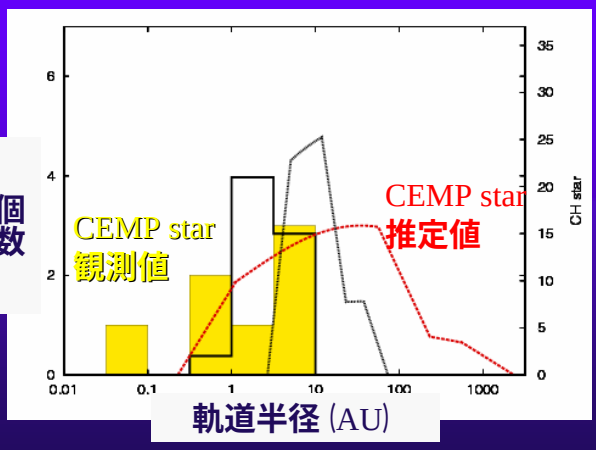
結果

C(炭素)に加え、N(窒素)も増加

S-process元素は作られるが表面には出ない

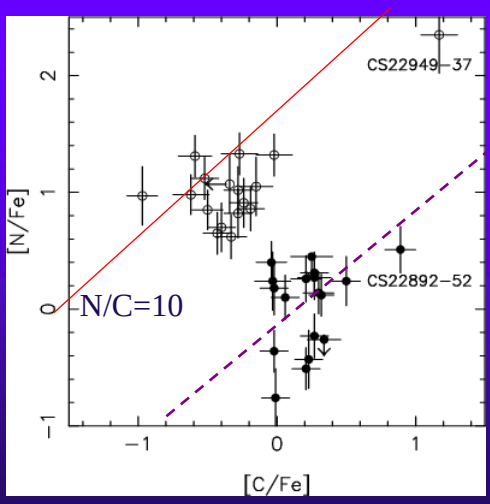
CEMP starの統計

- 周期分布



視線速度変化の見えていないCEMP starも多くある

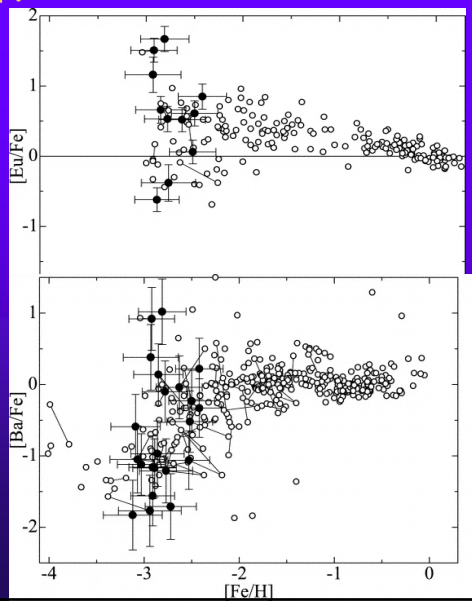
N rich stars



超金属欠乏星の中には窒素過剰な星がある

R-process元素

超金属欠乏星では
r-orocess元素
(超新星起源元素)
の組成に大きな
ばらつきがある。



CEMP starの統計

- 数

Pop II の場合に比べて広いパラメータスペースでCEMPになれる。

$$\frac{N(CEMP)}{N(CHstar)} = \frac{\int_{0.8}^{3.5} \xi(M_1) \frac{n(M_2/M_1)}{M_1} dM_1 \int_{A_{He-FDDM}(M_1)}^{A_{M,CEMP}(M_1)} f(A)dA}{\int_{1.5}^{5} \xi(M_1) \frac{n(M_2/M_1)}{M_1} dM_1 \int_{A_{TDU}(M_1)}^{A_{M,CH}(M_1)} f(A)dA} = 14$$

f(A)軌道半径分布、
n(q)質量比分布、
ξ(m) IMF

EMP starのうち CEMP-sの割合は、
Pop II starのうちのCH starの割合の14倍になる

CEMP starの統計

- GiantとDwarf
  - CEMP starの質量分布は n(q) で決まるため、通常のIMFと異なる
  - GiantとDwarfの比率も変わってくる

Binary Sbenarioの推定

Giant : Sub giant : Dwarf
63% : 10% : 27%

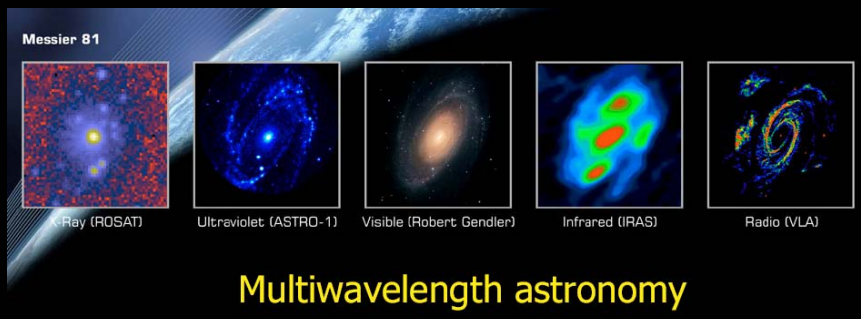
観測

26個 : 4個 : 4個
(76% : 12% : 12%)

PROGRAPEによる
銀河シミュレーション

中里直人
理化学研究所

銀河という複雑な天体

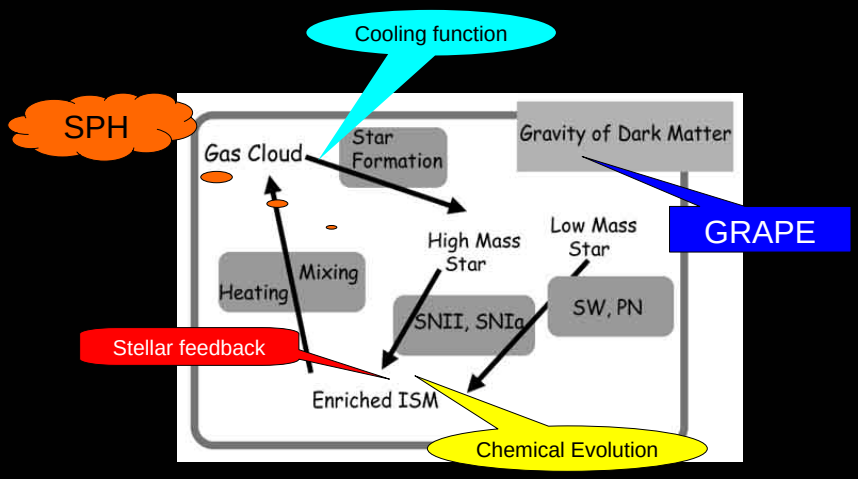


Multiwavelength astronomy

銀河は様々な構成要素からなっている
主に、恒星の集団＋ガス雲

GENSO (Galaxy EvolutioN with the SPH methOd)

ＧＲＡＰＥを活用した化学力学進化シミュレーションコード



SPH百万粒子の計算を一ヶ月で

- **目的**：SPH&N-bodyシミュレーションで銀河進化を精密に調べたい

- **現状**

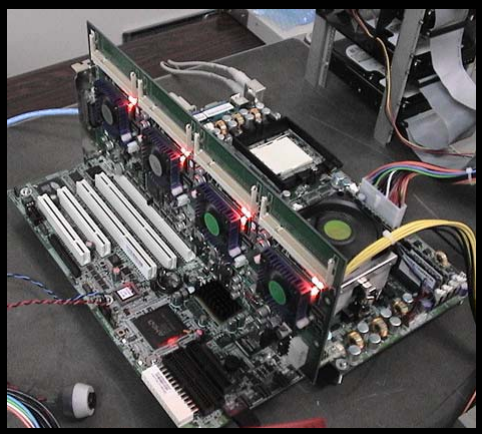
  N_{sph}~ 60k model :10 days (PC + GRAPE6)

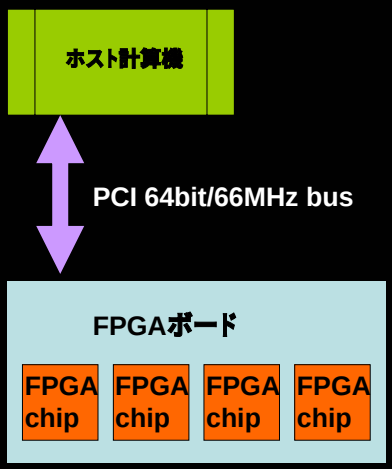
- SPH**の部分を１０倍以上高速にしたい**
  - **見込みのありそうな手法**:
    1. Massively Parallel Computer
    2. “PC+GRAPE” **クラスター**
    3. **ハードウエアによる加速**

GRAPEからPROGRAPEへ

- GRAPEではカスタムLSIを利用
  - 任意の機能を持ったLSIを発注できる
  - 利点
    - 高速に動作する
    - チップ単価が安い～数万円/チップ
  - 欠点
    - 一度設計を決めたら、機能は変化できない
      - 固定パイプラインからSIMD型GRAPE-DRへ
    - 半導体技術の微細化により設計コスト増大
      - GRAPE-6 ～1億円
- GRAPEのよい所を残して、さらに汎用を持たせたい！→PROGRAPE

現状のシステム：PROGRAPE-3





カスタムLSI → FPGA

低コストPROGRAPEボード

- PGRを様々なハードウエアに移植すると同時に、新規PROGRAPE-4ボードを開発
  - 低価格FPGAチップ(Spartan-3)の採用
  - 無駄な回路を省いた設計
  - PCI-Xを採用（理論性能 1GB/sec)
  - XC3S5000　4個搭載
  - PROGRAPE-3と同等のスライス数
  - PROGRAPE-3より大幅に安い予定

本研究の一部は、IPA未踏ソフトウエア開発事業の援助を受けています

FPGAでの数値計算の現状

- これまで整数（固定小数）演算が主流
- ようやく最近、浮動小数点演算が実用的になりつつある
  - ただし、倍精度の計算は現状ではまだ難しい
  - 換言すると、並列可能な演算器数が少ないため、ピーク性能がでない
- 数TflopsまではカスタムLSIより低コスト
- FPGAは汎用演算器（FPU）として使える
  - 原理的には粒子法に限らず
- ただし、「プログラム」するのは結構難しい

PROGRAPEでできること

•GRAPE $$\frac{d\vec{v}_i}{dt} = -G\sum \frac{m_j(\vec{r}_i - \vec{r}_j)}{(|\vec{r}_i - \vec{r}_j|^2 + \varepsilon^2)^{3/2}}$$

•PGR $$\vec{F}_i = \sum \vec{f}(\vec{X}_i, \vec{X}_j)$$

- 演算が複雑で、パラメーターが多い問題用
  - 天体シミュレーションでの応用想定
    - SPH法による流体シミュレーション
  - 重力相互作用も含む
  - 分子間力、多体力など、様々な可能性

SPH相互作用

- 総和形式の相互作用という意味では重力と似ているが、かなり"ややこしい"相互作用

$$\rho_i = \sum m_j W(\vec{r}_i - \vec{r}_j; h), h = \frac{1}{2}(h_i + h_j)$$

$$\rho_i(\nabla \cdot \vec{v}_i) = \sum (\vec{v}_i - \vec{v}_j) \cdot \nabla W(\vec{r}_i - \vec{r}_j; h)$$

$$\rho_i(\nabla \times \vec{v}_i) = \sum (\vec{v}_i - \vec{v}_j) \times \nabla W(\vec{r}_i - \vec{r}_j; h)$$

$$\frac{d\vec{v}_i}{dt} = -\sum m_j \left(\frac{P_i}{\rho_i^2} + \frac{P_j}{\rho_j^2} + \Pi_{ij} \right) \nabla W(\vec{r}_i - \vec{r}_j; h)$$

$$\frac{d\vec{u}_i}{dt} = \sum m_j \left(\frac{P_i}{\rho_i^2} + \frac{1}{2}\Pi_{ij} \right) (\vec{v}_i - \vec{v}_j) \cdot \nabla W(\vec{r}_i - \vec{r}_j; h)$$

演算精度のテスト(1)

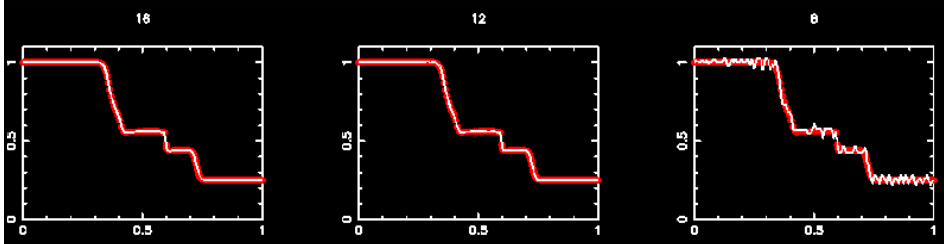
- 演算精度がSodの衝撃波管問題にどの程度影響するのか？
  - 浮動小数点形式： $s \times f \times 2^{\exp}$

符号	指数部	仮数部

  - CPUでの演算：単精度　または　倍精度
    - 単精度では指数部8ビット　仮数部24ビット
    - 倍精度では指数部11ビット　仮数部53ビット
  - PROGRAPEでは任意の精度を使用可能
    - 仮数部が小さいほどFPGAを有効利用できる

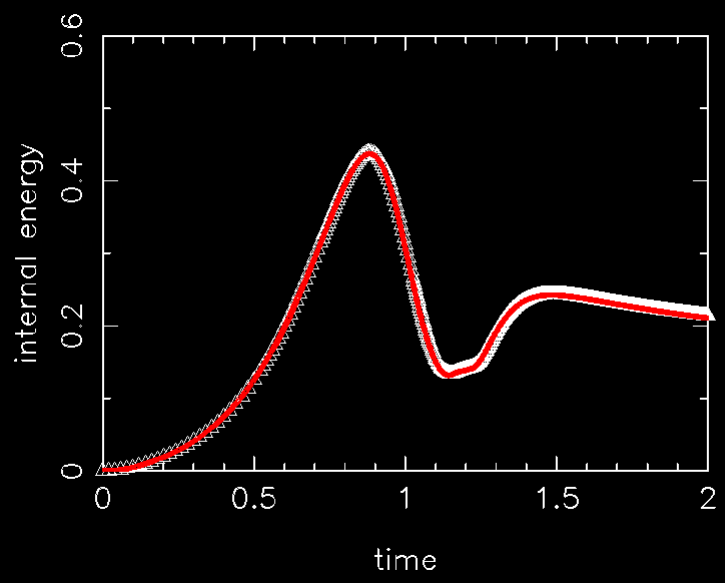
演算精度のテスト(2)

- 指数部は8ビットに固定して仮数部のビット幅を変えた場合の変化について調べた



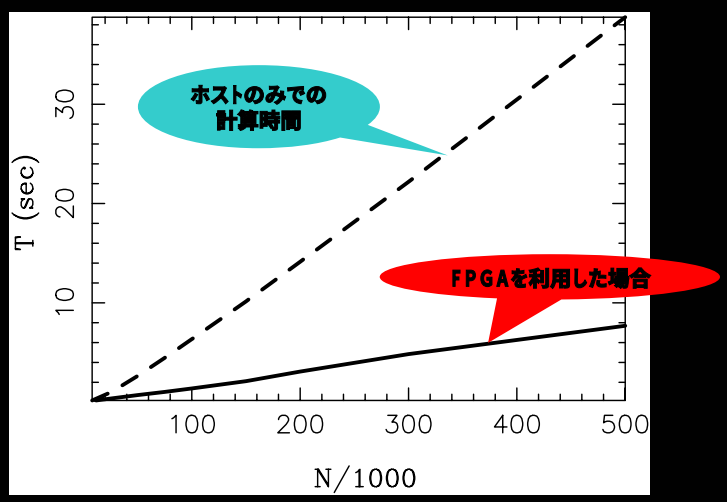
- 16ビット：ほぼ倍精度と違いがない
- 12ビット：多少人工的な振動
- 8ビット：人工的な振動が見られる

3次元テスト計算



性能の比較 (1)

- 1ステップの計算時間 (粒子分布は等温球)



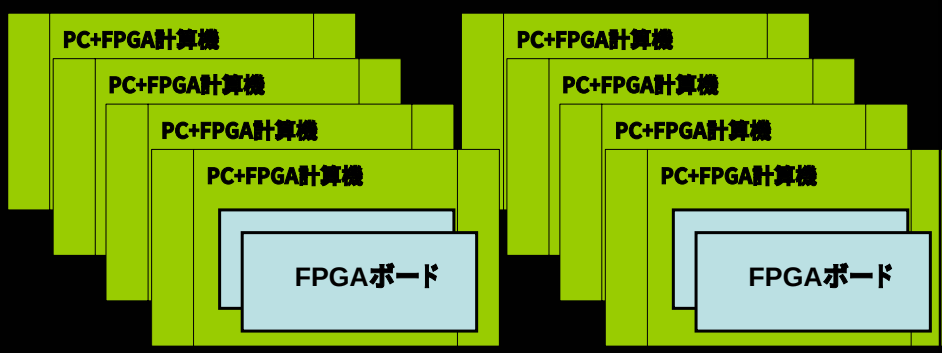
性能の比較（2）

自己重力計算も含んだ場合の現実的な比較

N	HOST	PROGRAPE 1	PROGRAPE 2	PROGRAPE 2T
25000	2.30	1.39 (**1.6**)	0.54 (**4.3**)	0.49 (**4.7**)
50000	6.63	3.35 (**2.0**)	1.30 (**5.1**)	0.97 (**6.8**)
100000	17.8	7.96 (**2.2**)	3.47 (**5.1**)	1.95 (**9.1**)
500000	107	45.7 (**2.3**)	51.9 (**2.1**)	9.62 (**11.1**)

ホスト（倍精度演算）より、5倍から11倍速い

将来のシステム



「PC+FPGA2枚」を8組あわせてクラスターとする
1組あたりの実効性能：重力計算～300GFLOPS
SPH計算～80GFLOPS
8組で重力計算を行えば、1TFLOPS以上実行性能

まとめ

- FPGAによるスーパーコンピューティング
  - 低精度浮動小数点演算が実行可能になった
  - 準汎用的なGRAPE型計算機の構築
    - プログラミングシステムの開発
    - SPH法ぐらい複雑な演算も可能
    - 演算性能は銀河シミュレーションに最適
      - 重力　約３００GFLOPS
      - SPH　約８０GFLOPS
- SPH法による天体物理シミュレーション
  - より高解像度のシミュレーション
  - １００万体銀河シミュレーションが現実的に

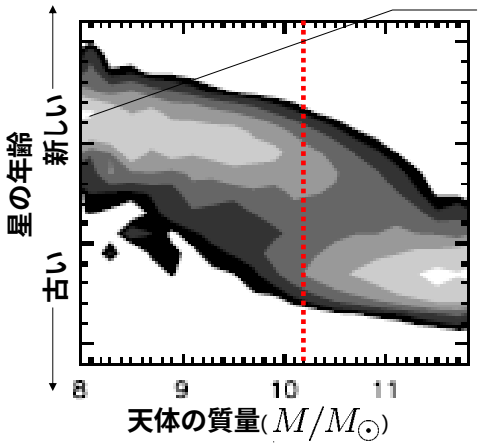
宇宙の再電離と
小質量天体での星形成

須佐　元 (立教大学理学部)
Collaborators
米谷貴信 (立教大学理学部) ←できたて修論
大須賀健 (立教大学理学部)

もくじ

- Introduction
  - Key observational evidence
  - Impacts of Reionization on GF
- This work
- Results
- Summary

Downsizing (SDSS)

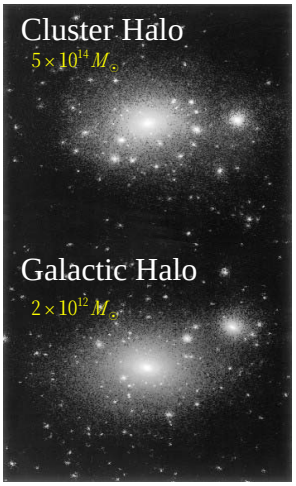


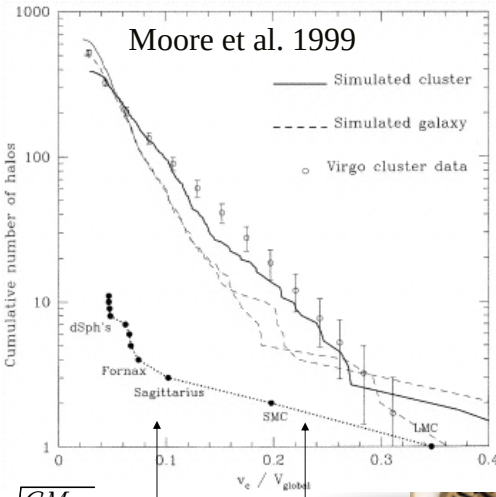
$M_* \lesssim 10^{10} M_\odot$の小さな質量の銀河の方が、星形成が最近になって起こっている。

単純なCDMのモデルとは違う。

(Kauffman, G. et al, MNRAS, 341, 54, 2003)

Substructure in Galactic Halo(1)

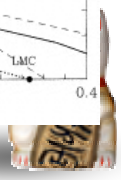




$$V_c \equiv \sqrt{\frac{GM_{vir}}{R_{vir}}}$$

20km/s

50km/s



Substructure in Galactic Halo (2)

- **Hayashi et al (2003), Stoehr et al (2002) :**

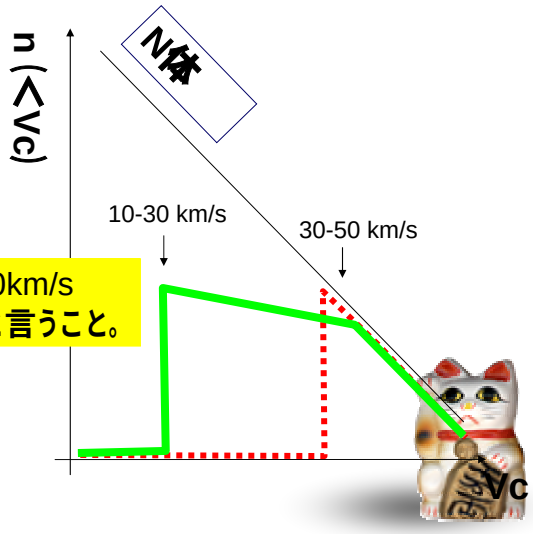
$$\sigma : 10\mathrm{km/s} \Longleftrightarrow V_c : 30-50\mathrm{km/s}$$

Draco, Fornax,,,

- **Kazantzidis et al. (2004)**

$$\sigma : 10\mathrm{km/s} \Longleftrightarrow V_c : 20-30\mathrm{km/s}$$

Substructure: まとめると



明らかなことはVc=10-30km/s
以下の構造がみえないと言うこと。

まとめると

- 2e+11Msunに特徴的な質量があり、それよりも小さい銀河は活発な星形成が起きており、それよりも大きな銀河では古い星。
- Vc＜10-30 km/sよりも小さな銀河がない。

⇒ 特徴的なスケールの存在は重力以外の物理が重要な役割を担っていることを示している。

⇒ **再電離？**

Impact of reionization (1)

- DMポテンシャルが深ければ（Vc＞20km/s）、電離ガスをハロー中に閉じ込められる。
- しかし電離加熱が遮蔽されなければ、ガスは1万度以上に加熱される。

⇓

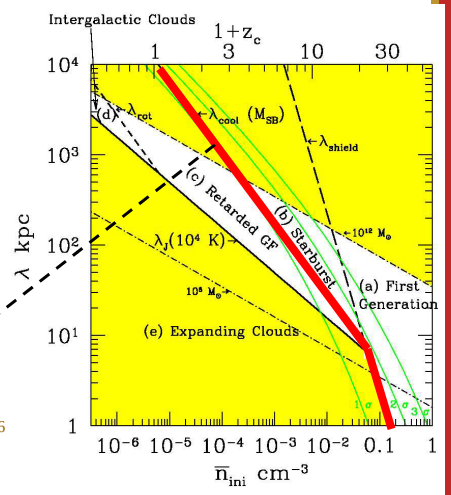
星形成が阻害される

シートモデルによる結果

Susa＆Umemura (2000)

「大きくて昔できた銀河は、シールドされる」

「小さくて最近できた銀河は、シールドされない」



Initial Starburst Criterion

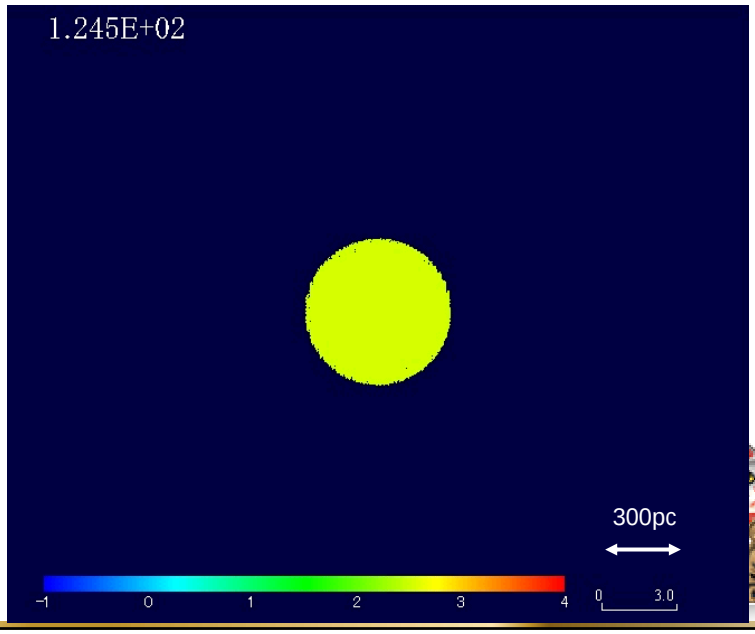
$$M_{\rm SB} = 2.2\times10^{11} M_\odot \left[(1+z_c)/5\right]^{-4.2} \left(\frac{I_{21}}{0.1}\right)^{0.6}$$

Impact of reionization (2)

- 電離が起きると加熱もおきる→ガスは1万度
- DMポテンシャルが浅ければ（Vc＜20km/s）、電離ガスをハロー中に閉じ込められない。

星形成の原料となるガスは雲散霧消する

Typical Result (M=10^7Msun,Zc=10)



WMAP reionization model

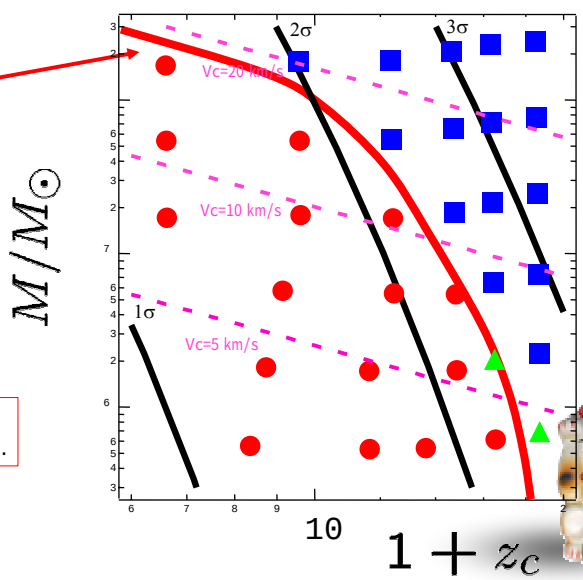
$$\frac{M}{L} > 100$$

" Evaporated "

M d $10^8 M_\odot$ or

v_{rot} d 20km/s

>95% halos are photo-evaporated.



仮説

- Down sizing →シールディング
- 小質量銀河の下限値→光蒸発

変化するUV field @ 0<z<5

QSO proximity effect

$$I_{\nu_L} = 10^{-21\pm0.5}\,\mathrm{ergs\ s^{-1}cm^{-2}str^{-1}\ Hz^{-1}} \quad (2 \le z \le 4)$$

Bajtlik, Duncan & Ostriker 1988；Giallongo et al. 1996

$$I_{\nu_L} = 10^{-23} - 10^{-22}\,\mathrm{ergs\ s^{-1}cm^{-2}str^{-1}\ Hz^{-1}} \quad (0.03 \le z \le 1)$$

Scott et al.2002, Kulkarni & Fall 1996

Shape truncation of HI at the edge of spirals

$$I_{\nu_L} = 10^{-24}\text{-}10^{-23}\,\mathrm{ergs\ s^{-1}cm^{-2}str^{-1}\ Hz^{-1}} \quad (z = 0)$$

Maloney 1993, Colberi & Salpeter 1993, Dove & Shull 1994

H α emission from HI cloud

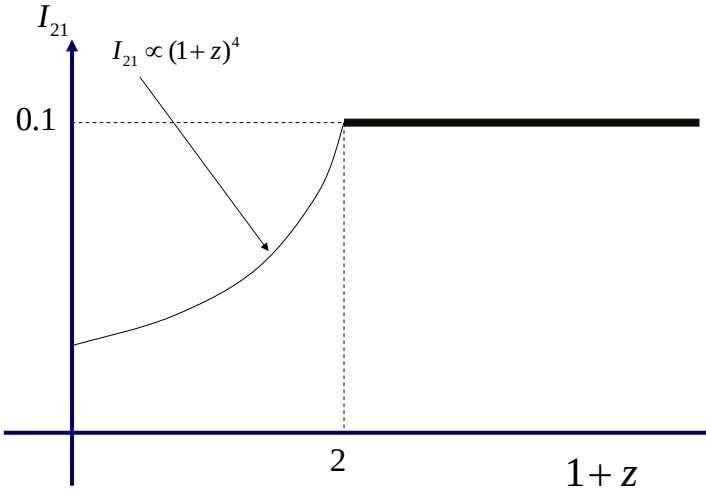
$$I_{\nu_L} < 3.8\times10^{-23}\,\mathrm{ergs\ s^{-1}cm^{-2}str^{-1}\ Hz^{-1}} \quad (z = 0)$$

e.g. Weymann et al 2001

今回の研究
(Yoneya, Susa, Ohsuga 2006]

- Vc < 20 km/s程度でガスが蒸発してしまったダークハローはそのままずっと"ダーク"なのか（UVBのへたり）？
- "光蒸発が近傍銀河のVcの下限値を与える"という仮説の検証

Model of UVB



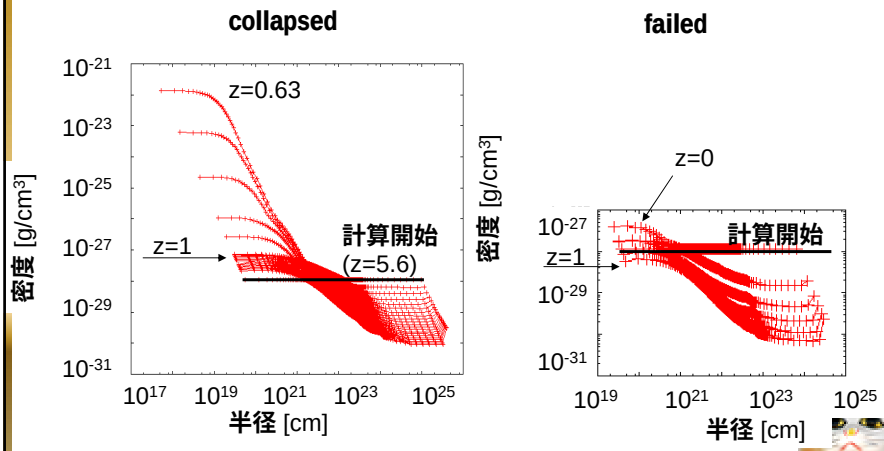
Initial configuration

- 宇宙密度で宇宙膨張する一様なガス分布
  - むかし蒸発した
  - 宇宙膨張している
- Boundary condition
  - 計算領域よりもかなり遠くに取られた宇宙膨張する境界

Physics included

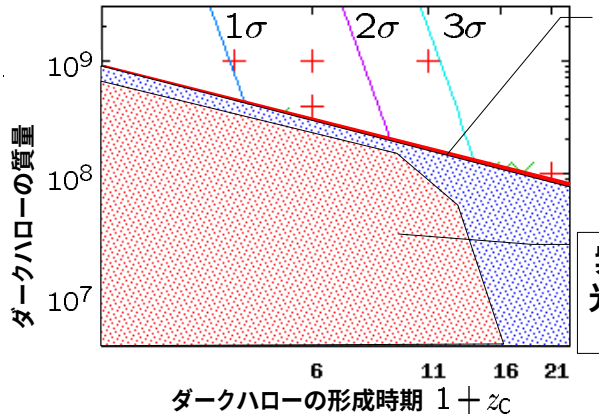
- 球対称流体
- NFW fixed potential (M, z_c]
- Radiative Cooing by H, Metals (0.01 Zsun), H_2
- Transfer of ioinizing photons
- Photoheating

Typical results



Summary of runs

M, zc を変えて計算を行なった。



Circular velocity:

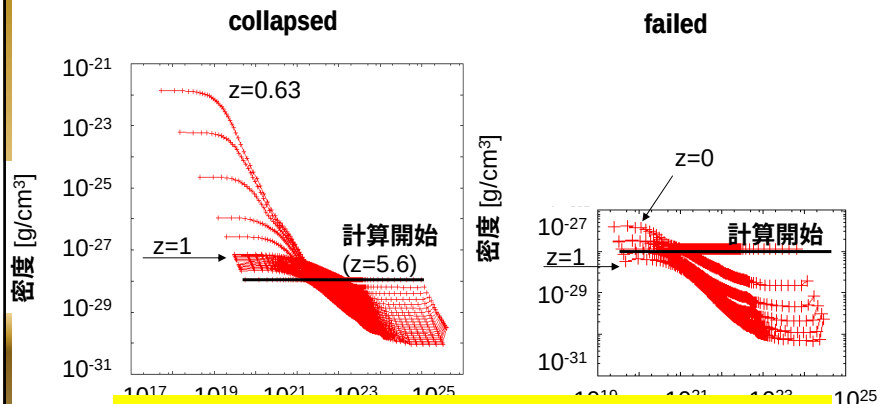
$v_{circ} \simeq 20 km/s$

これより浅いダークマターポテンシャルでは、天体ができなかった。

紫外線によってガスが光蒸発してしまう領域。
(始めに考えていた領域)

始めに光蒸発していたガスは、紫外線の強度が落ちても収縮して天体へ成長することができなかった。

Typical results



Vcが小さいと、UVが弱まり始めたときの密度が低すぎて冷却が働かない

Summary & TO DO

- 再電離は1）**加熱による星形成の阻害**と2）**光蒸発**の二段階で銀河形成にNegativeな効果を持つ。
- 後者についてz<1でUVBが弱まることによる効果を調べた。
- その結果、一度蒸発したハローには、背景放射の光子が弱まったとしても、再びガスが降着し、銀河に進化することはないことがわかった。
- したがって光蒸発がdwarf galaxyのVcの下限を決めているとして矛盾はない。
- High velocity cloud ?

- もう少し大きいハローに関する計算→Down sizing?
  - 本質的に多次元の計算→FIRSTのターゲット

銀河団における矮小銀河問題

加瀬啓之、牧野淳一郎
（東京大学・天文学専攻）
船渡陽子
（東京大学・広域システム科学系）

概要

銀河形成論の主要テーマの一つである
「矮小銀河問題」と呼ばれる問題に対し、
その何が問題を明らかにするため、

- シミュレーションの信頼性を評価し、
- これまでの議論への影響を調べた。

その結果、

- 銀河団スケールでも同様の問題が存在し得る。

という結果を得た。

目次

- はじめに…矮小銀河問題
- 数値計算
- 結果
- まとめ

宇宙の構造形成

宇宙の構造形成の標準理論

Cold Dark Matter シナリオ (White & Rees 1978)

- ダークマターハローのポテンシャルの底で銀河や銀河団が形成される。
- ダークマターハローは衝突合体で成長する。

宇宙論的 N 体計算によって、大規模構造は観測を良く再現する結果が得られている。

(Davis et al. 1985)

$\Downarrow$

個々のハローの内部構造に関する議論へ

サブハローの形成:銀河と銀河団

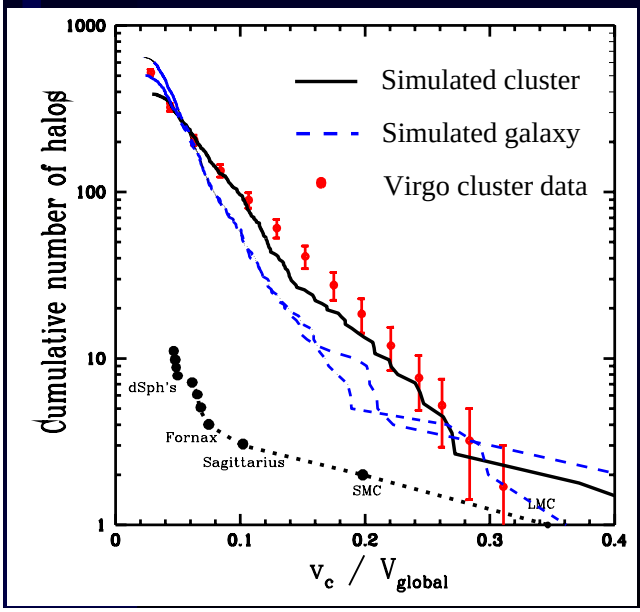
一つのハローの粒子数を増やす
→ 多数の細かい密度ピーク＝サブハロー

(Moore et al. 1999)

銀河団ハロー（左）と銀河ハロー（右）は相似的な構造
サブハローは矮小銀河や銀河に対応？

矮小銀河問題

構造形成シミュレーションから得られるサブハローの個数は
銀河スケールで観測数の 10 倍以上 (Moore et al. 1999)



横軸：回転速度
($V(r) = \sqrt{GM(<r)/r}$ の
最大値)
縦軸：累積個数

実線：銀河団
点線：銀河
のサブハロー
●：銀河団の銀河
●：銀河系の衛星銀河

提案されている解決案

DM の小さいスケールの性質がわずかに異なる
$\rightarrow$ 小さい構造ができない、又は壊れやすいモデル

- Self Interacting DM etc...

銀河として見えないサブハローがある
$\rightarrow$ どのサブハローが見えているか

- 現在時刻で最も大きいいくつか
  星は極中心部だけ存在
  (Stoher et al.2001)
- 全質量領域の特定の一部
  星形成が起こるに十分な質量 $\Rightarrow$ 潮汐で小さく
  (Kravtsov et al.2004)

その他…

研究の目的及び手法

- 構成粒子数:数十体
  $\Longrightarrow$2 体緩和等で個数や V_c 自体が変わる。
  $\Longleftrightarrow$ 個数分布自体が信頼できない。

$$\Downarrow$$

- 個数分布の信頼性を評価し、真の分布を得る。
  $\Longrightarrow$ より粒子数の大きい計算を行い、
  低分解能の結果との比較から
  実際の分布を推定する。

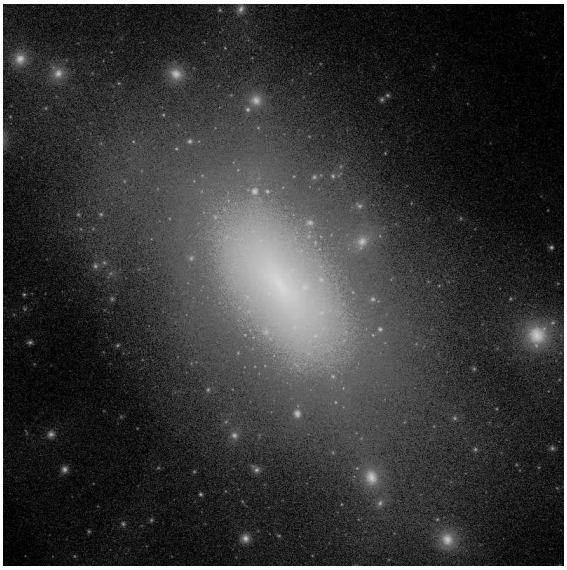
数値計算

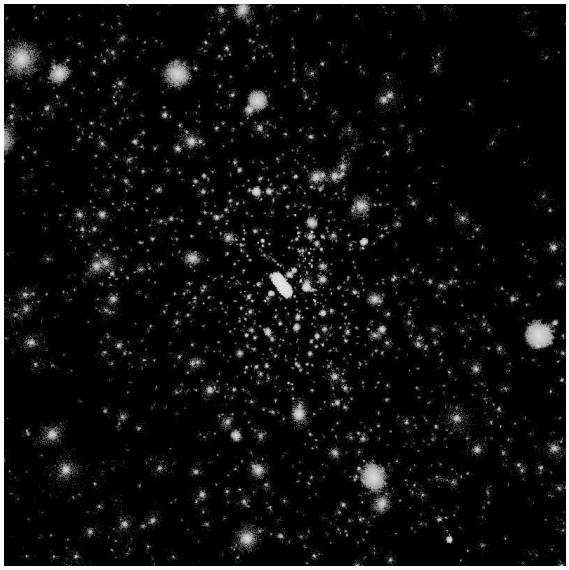
- 宇宙モデル…SCDM (Moore et al.1999 と同じ)
- re-simulation 法 (Navarro et al.1996)
  - 粗い計算 → 特定の領域を高分解能化
  - 初期条件は GRAFIC2(Bertschinger 2001) で生成
  - 銀河× 1、銀河団× 2、それぞれ 3 段階の分解能
- GRAPE6-A 搭載 PC(4 並列)、Barnes-Hut 型ツリー法
- 検出…階層化 Friends of Friends 法 (Klypin et al.1999)
  - 粒子数 10 体以上を検出する
  - 重力的に束縛した系のみ (Pfitzer et al.1997)

銀河ハローとサブハロー

半径 330kpc, 質量 $2.1 \times 10^{12} M_{\odot}$, サブハロー 1346 個

左：密度分布, 右：検出したサブハロー

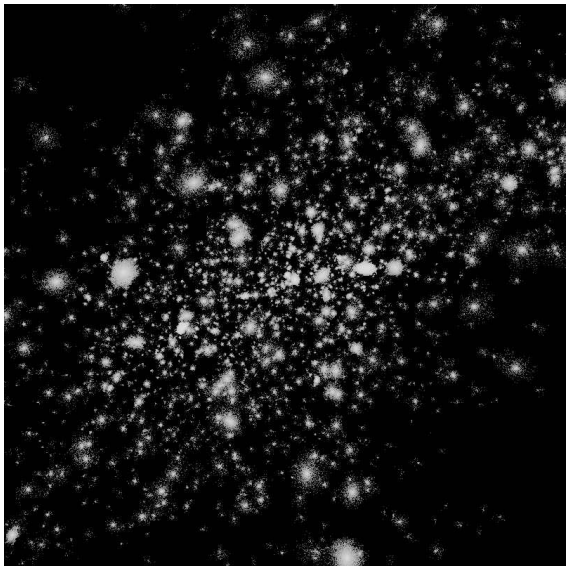




銀河団ハロー1とサブハロー

半径 3.0Mpc, 質量 $1.6 \times 10^{15} M_{\odot}$, サブハロー 2019 個

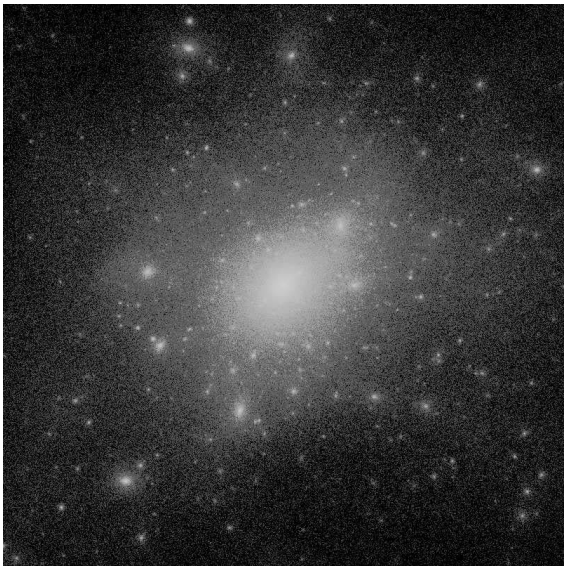
左：密度分布, 右：検出したサブハロー

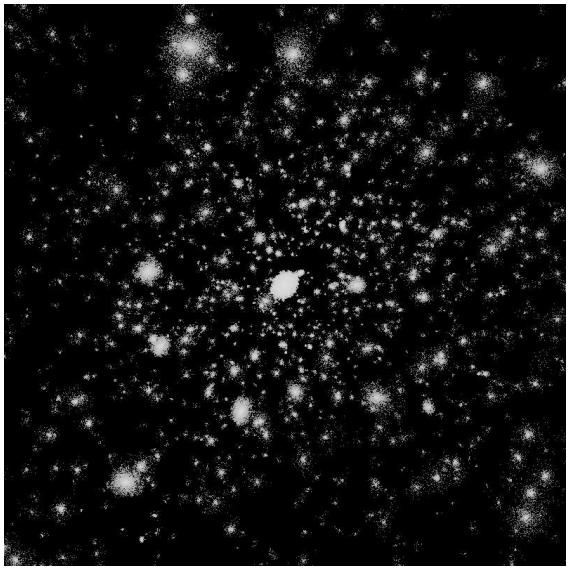


銀河団ハロー2とサブハロー

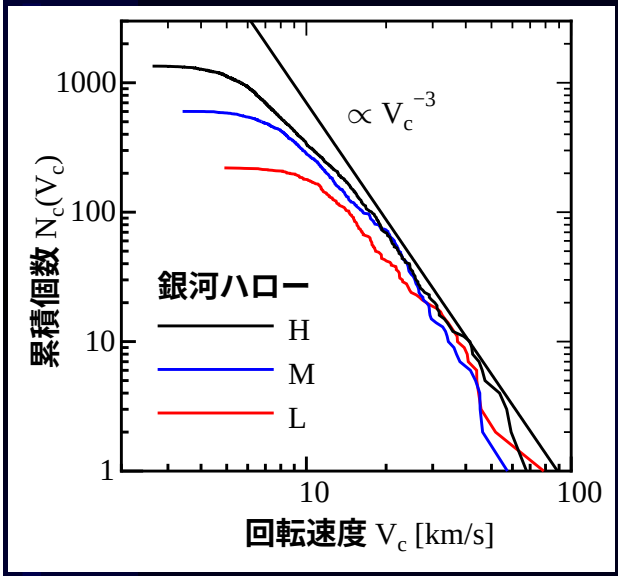
半径 2.4Mpc, 質量 $8.2 \times 10^{14} M_{\odot}$, サブハロー 1010 個

左：密度分布, 右：検出したサブハロー





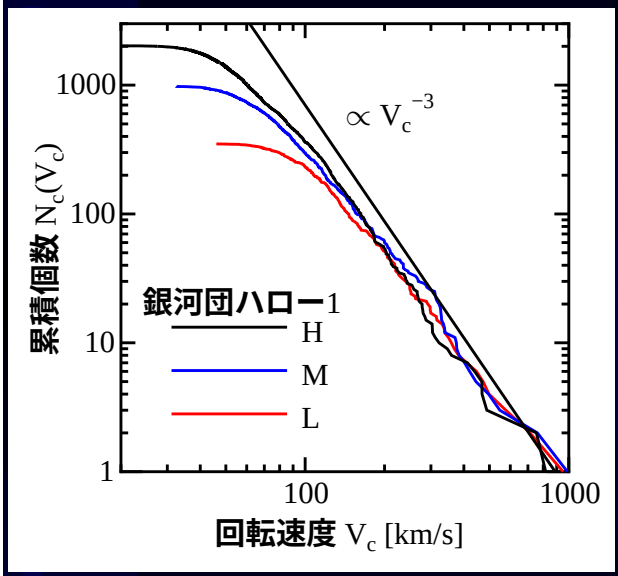
銀河ハロー:V_cに対する累積個数



質量分解能	
H	$5.1 \times 10^5 M_\odot$
M	$1.2 \times 10^6 M_\odot$
L	$4.1 \times 10^6 M_\odot$

- 分解能の上昇
  $\Rightarrow N_c \propto V_c^{-3}$ に漸近

銀河団ハロー:V_cに対する累積個数

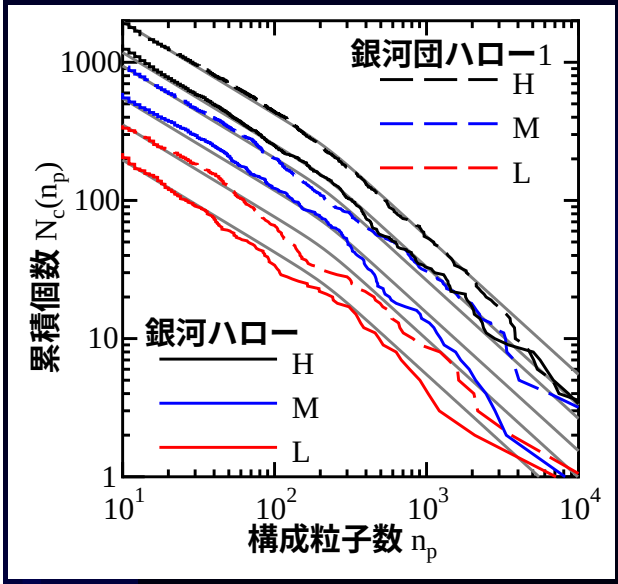


質量分解能	
H	$5.1 \times 10^8 M_\odot$
M	$1.2 \times 10^8 M_\odot$
L	$4.1 \times 10^9 M_\odot$

- 銀河ハローと同様の傾向

構成粒子数 n_p に対する累積個数

銀河ハローと銀河団ハローの結果をまとめてプロット



適当な関数でフィット

$$N_c(n_p) \propto \frac{1}{\left(\frac{n_p}{n_0}\right)^{\frac{2}{3}}\left(1+\left(\frac{n_p}{n_0}\right)^5\right)^{\frac{1}{15}}}$$

- 粒子数に対する依存性が同じ
  $n_0 = 220$
- 物理スケールは全て異なる

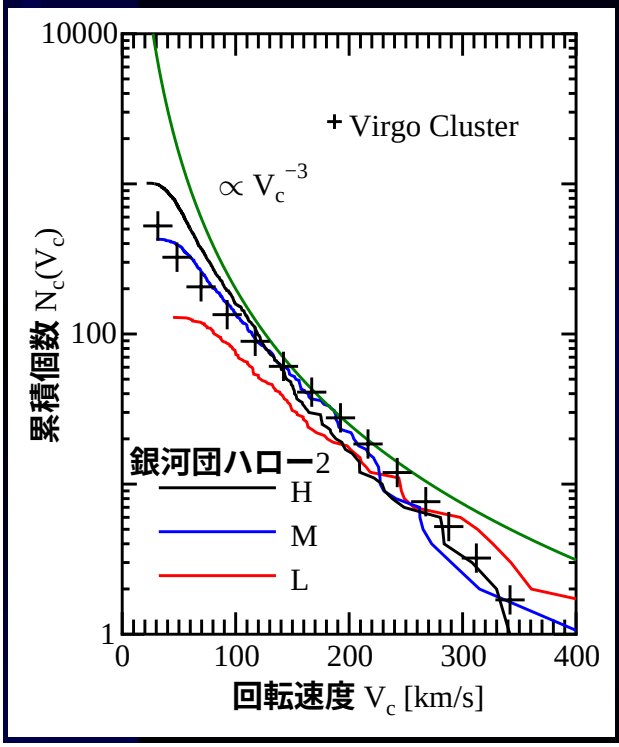
個数分布と分解能

- V_c^{-3} に漸近 $\Leftrightarrow$ 小質量側でずれ
- 粒子数に対する傾向が異なるスケールと解像度で全て一致
  $\Longrightarrow$ 個数が減る理由は数値的

$\Downarrow$

これまでの議論は正しいか

観測との比較



Moore et al. 1999 での
おとめ座銀河団と比較

- 中解像度と良く合う
- 銀河団での「一致」は偶然

まとめ

サブハローの個数分布への分解能の影響を見た。

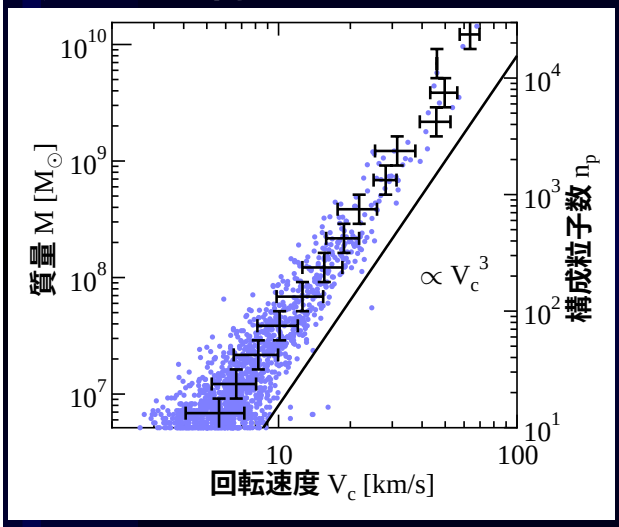
- 粒子数 100 体未満のサブハローは数値的な効果で減少
- M99 での銀河団での一致は偶然
- 銀河団でも $10^{11} M_\odot$ 辺りから観測より多い
- サブハローの質量は潮汐によって 90%以上減少することがある (Kravtsov et al. 2004 他)
  $\Longrightarrow$ 銀河のできない銀河ハローの存在？

$\Downarrow$

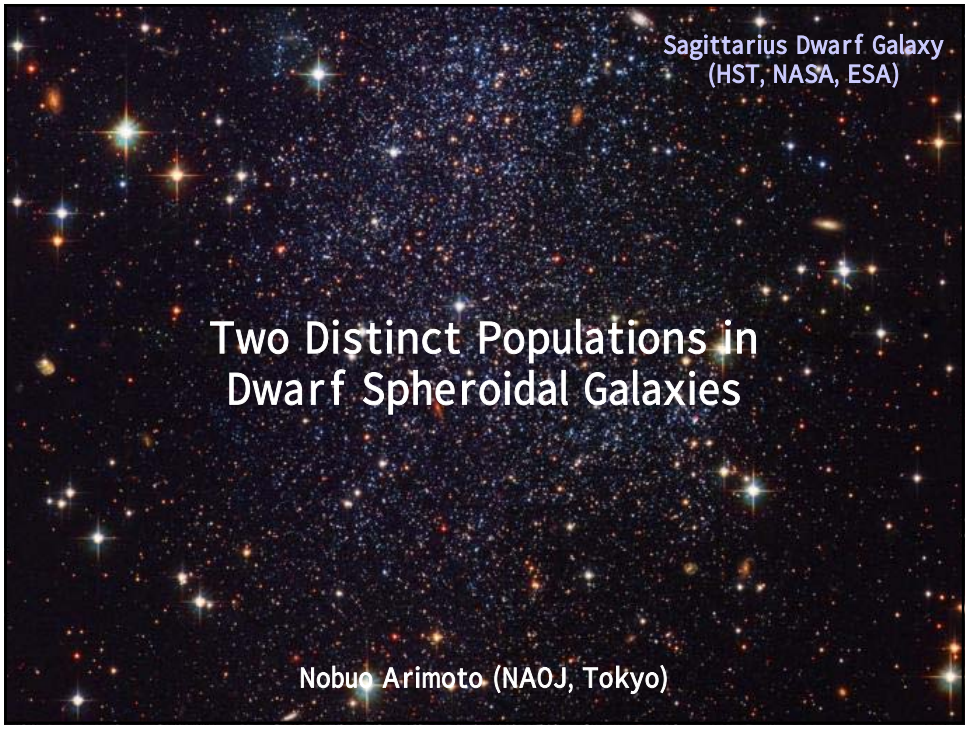
「矮小銀河問題」は
より深刻な問題

回転速度V_cに対する質量M

銀河ハロー内のサブハロー



- およそ $M \propto V_c^3$
- 分散が大きい
- 分散は物理的

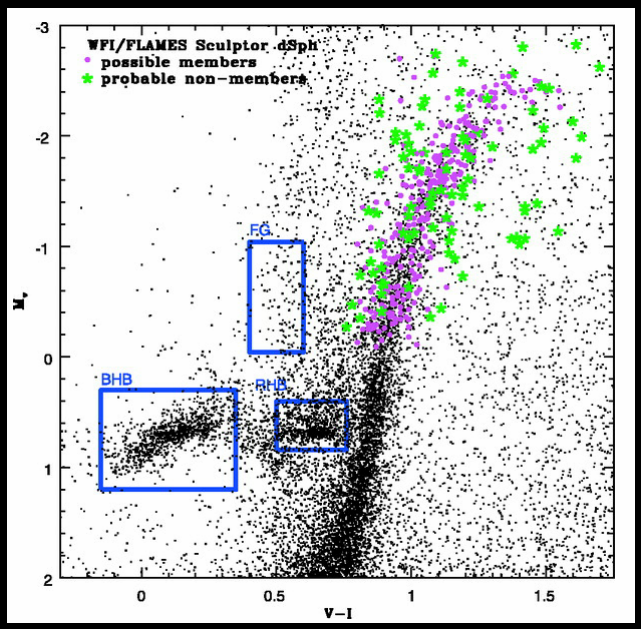


Two Distinct Ancient Populations in the Sculpter Dwarf Spheroidal Galaxy

Tolstoy et al. (2004) ApJL 617, 119

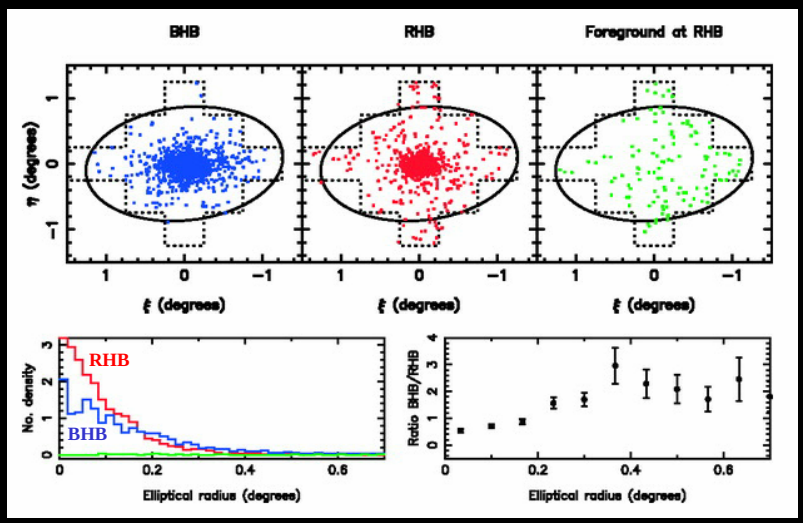
- The First Result from DART
(Dwarf Abundances and Radial velocity Team)

E.Tolstoy, M.J.Irwin, A.Helmi, G.Battaglia,
P.Jablonka, V.Hill, K.A.Venn, M.D.Shetrone,
B.Letarte, A.A.Cole, F.Primas, P.Francois,
N.Arimoto, K.Sadakane, A.Kaufer, T.Szeifert, T.Abel

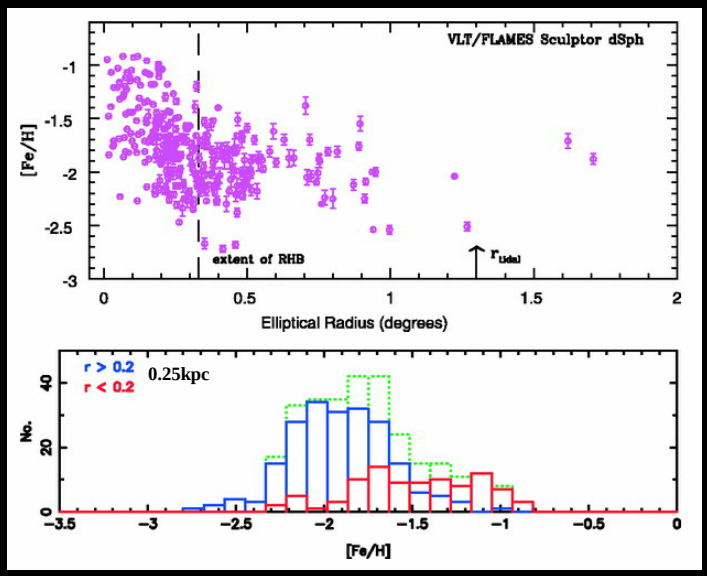


CM diagram for the WFI coverage of Scl.

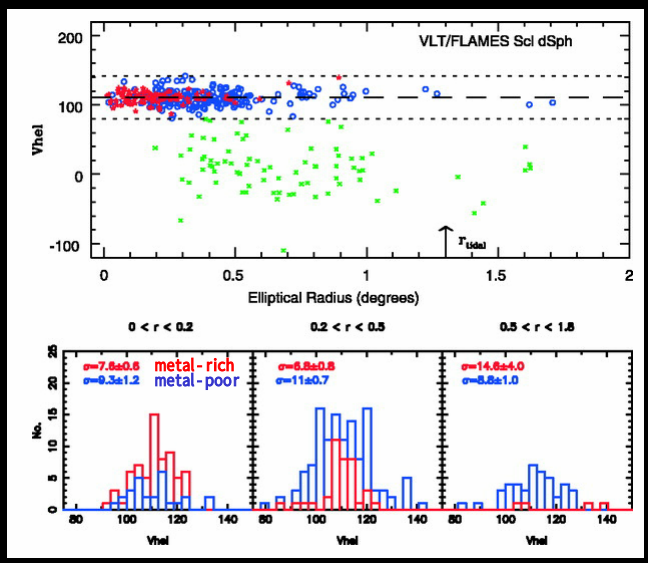
Spatial Distribution of BHB and RHB Stars in the Sculptor dSph



Radial Metallicity Gradient of RGBs



Kinematical Properties of Scl dSph Stars



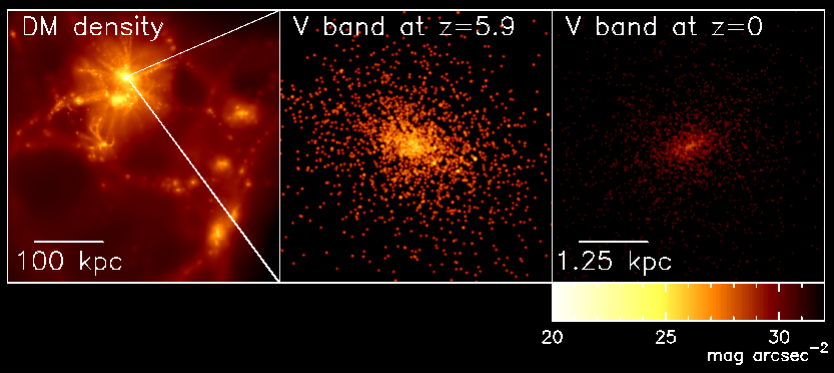
Two Distinct Ancient Populations in the Sculptor Dwarf Spheroidal Galaxy

- The Sculptor dSph contains two distinct stellar components, one metal-rich, -0.9 > [Fe/H] > -1.7, and one metal-poor, -1.7 > [Fe/H] > -2.8.
- The metal-rich population is more centrally concentrated than the metal-poor one, and on average appears to have a lower velocity dispersion $\sigma = 7 \pm 1$ km/s, whereas metal-poor stars have $\sigma = 11 \pm 1$ km/s.

What Mechanism Can Create Two Ancient stellar Compositions in a Small dSph Galaxy?

- The formation of these dSph galaxies began with an initial burst of star formation, resulting in a stellar population with a mean [Fe/H]<-2. Subsequent supernovae explosions would have been sufficient to cause gas and metal loss such that star formation was inhibited until the remaining gas could sink deeper into the center and begin star formation again (Mori et al. 2002).
- Another possible cause is external influences, such as minor mergers, or accretion of additional gas at later epoch.
- Events surrounding the epoch of re-ionization strongly influenced the evolution of these small galaxies and resulted in stripping of photo-evaporation of the outer layers of gas in the dSph galaxy, meaning that the subsequent more metal-enhanced star formation occurred only in the central regions (Susa & Umemura 2004).

Origin of Two Distinct Populations in Dwarf Spheroidal Galaxies

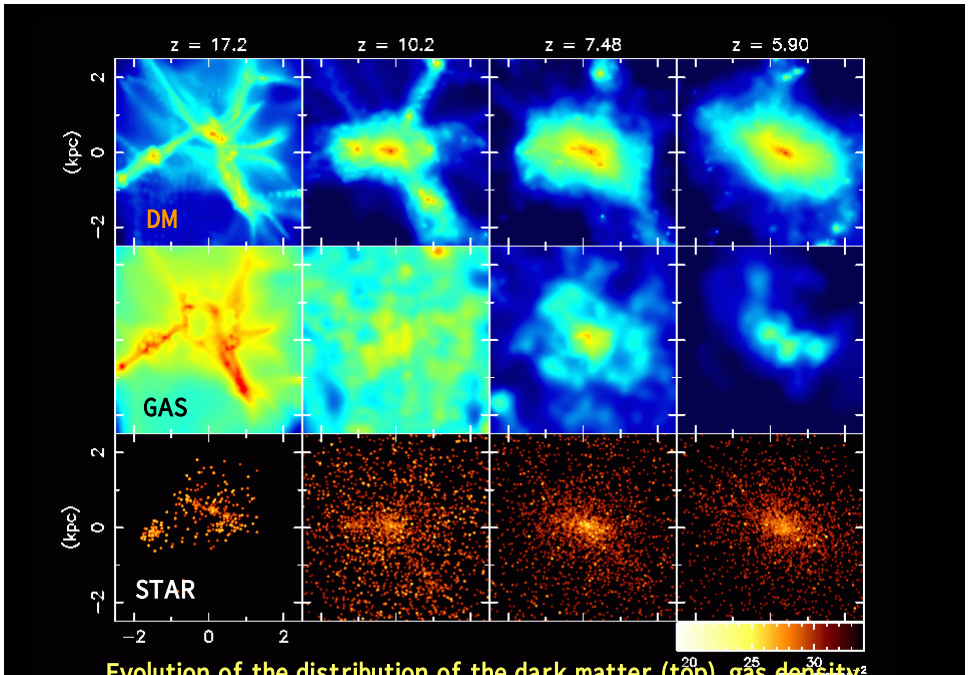


Hierarchical Growth (DM=287,491, gas=233,280)
Kawata, Arimoto, Cen & Gibson (2006)

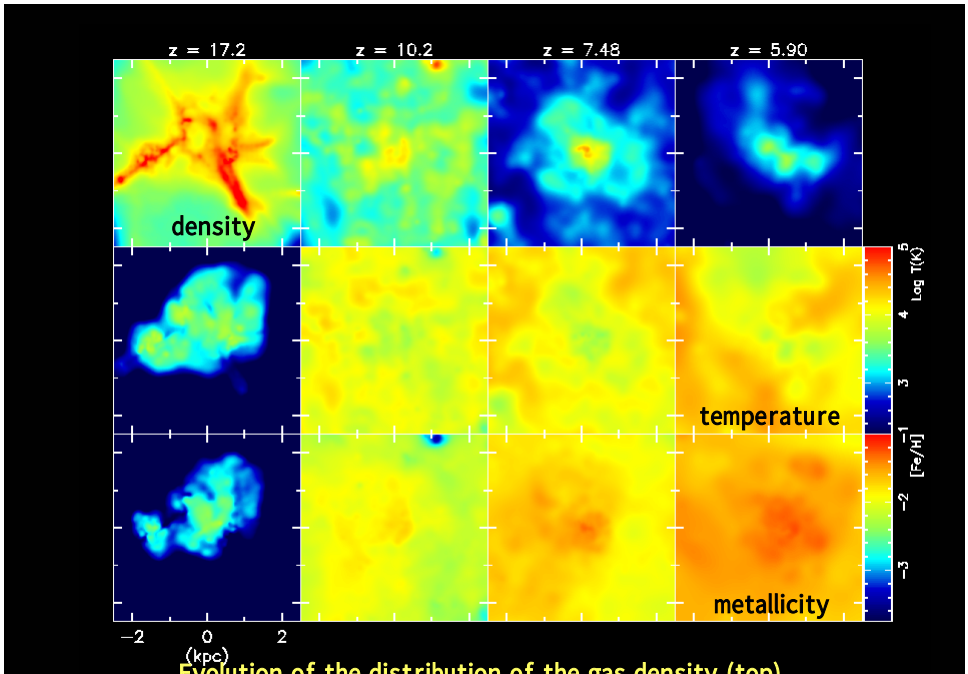
Galactic Chemodynamics Code (GCD+)

Kawata & Gibson (2003) MNRAS 340, 908

- Three dimensional tree N-body/smoothed particle hydrodynamics (SPH) code which incorporates
- Self-gravity,
- Hydrodynamics,
- Radiative cooling,
- Star formation,
- Supernovae feedback,
- Metal enrichment by SNeII and SNe Ia,
- Mass-loss from intermediate mass stars,
- Chemical enrichment history of gas and stars.

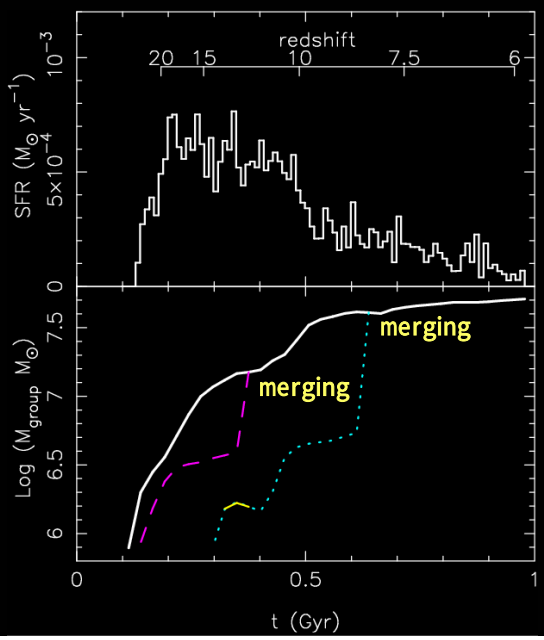


Evolution of the distribution of the dark matter (top), gas density (2nd), and K-band observed frame luminosity (bottom).



Evolution of the distribution of the gas density (top), the gas temperature (2nd), the iron abundance of gas (3rd).

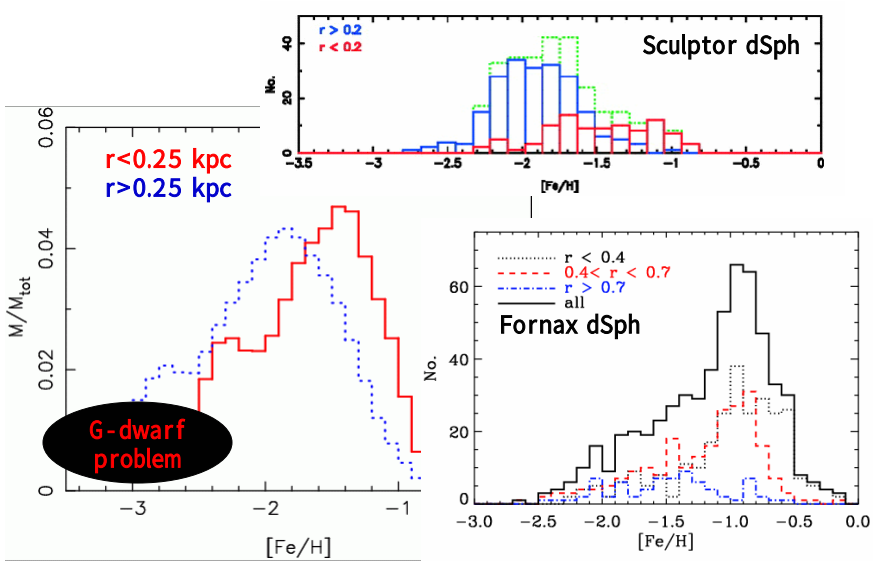
No Star Formation at z<5.9 due to re-ionization and/or galactic wind.



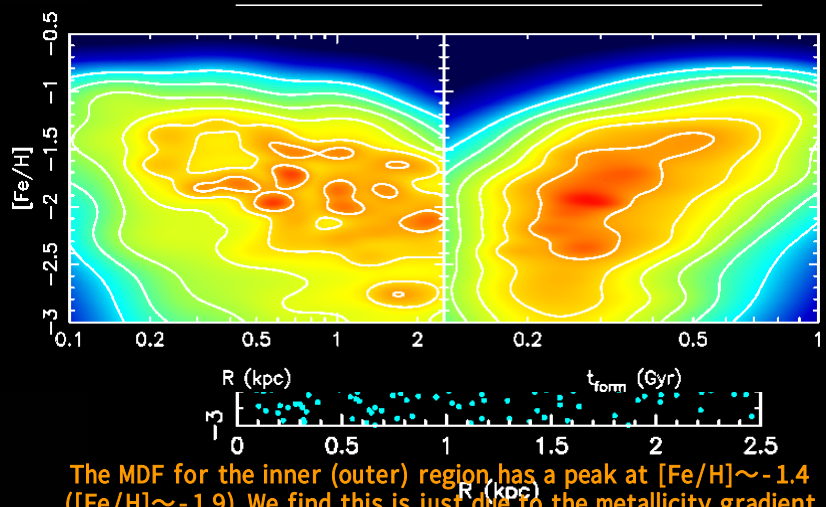
Although some minor mergers are involved, the system is forming through the smooth accretion.

SNe feedback has a strong effect on the gas dynamics, and continuously blows out the gas from the system. Continuous gas accretion, however, leads to further star formation but with low rate.

Metallicity Distribution

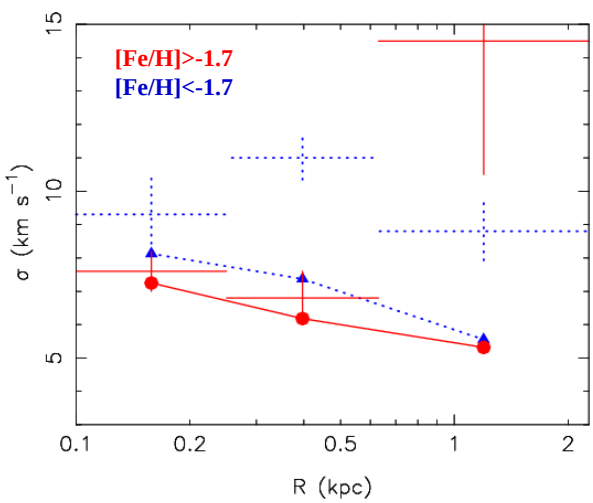


Strong Radial Metallicity Gradient



The MDF for the inner (outer) region has a peak at [Fe/H]∼-1.4 ([Fe/H]∼-1.9). We find this is just due to the metallicity gradient in the simulated system.

Velocity Dispersion Profile



Within the radius of about 0.6 kpc, the metal poor population have larger velocity dispersion than the metal rich one.

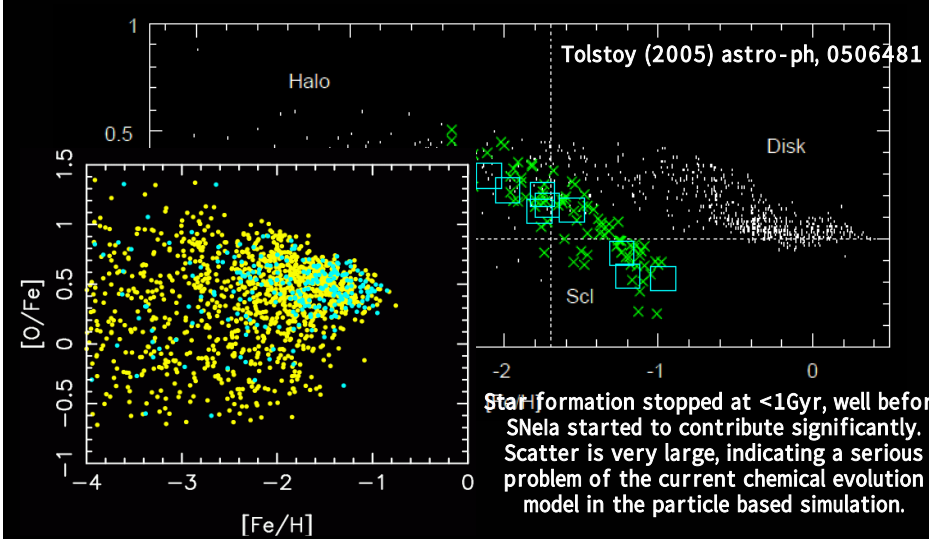
Caveats

Our simulation demonstrates that a system formed at a high redshift can reproduce the two stellar populations whose chemical and dynamical properties are distinctive.

However,

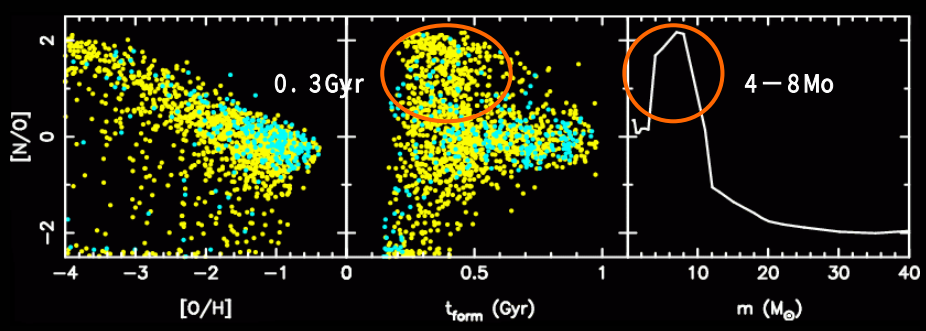
- In the observational data, there are no stars at [Fe/H]<-2.8, while the simulated galaxy has a significant fraction of stars with such low metallicity (G-dwarf problem).
- The velocity dispersion of our simulated galaxy is too small compared with the observed values.
- The V-band magnitude of the simulated galaxy (Mv=-7.23) is also small compared with the Sculptor dSph (Mv=-10.7).

Role of SNeIa & SNeII



Star formation stopped at <1Gyr, well before SNeIa started to contribute significantly. Scatter is very large, indicating a serious problem of the current chemical evolution model in the particle based simulation.

Role of Intermediate Mass Stars



The enriched gas is blown out at a high redshift around z=17, due to a strong feedback by SNeII and relatively shallow potential of subgalactic clumps. As a result, the chemical enrichment by the massive stars becomes less important and the enrichment from intermediate mass stars (4-8Mo) becomes important.

Sculpter dSph Simulation

In the simulation dwarf spheroidals formed via hierarchical clustering, but stars formed from cold gas and stars at the galaxy center tend to form from metal-enriched infall gas, which builds up the metallicity gradient.

Infalling gas has larger rotational velocity and small velocity dispersion.

The Origin and Dynamics of the Local Group of Galaxies

T. Sawa, C. Sato, H. Shirokane
(Aichi University of Education)
and
M. Fujimoto (Nagoya University)

M31, M32, NGC205

Introduction

- Since the discovery of the Magellanic Stream, the dynamics of the Magellanic System is extensively studied. Tidal models of the Galaxy-LMC-SMC system success to reproducing the geometrical and dynamical structure of the MS (Murai and Fujimoto 1980, Gardiner, Sawa and Fujimoto 1994), and orbits of the LMC and SMC are well determined.
- However, some problems are remain.

LMC & SMC

Remaining Problems

- **The origins of the LMC and SMC**

  Did they initially form as satellite galaxies of the Galaxy, or did they fall into the Galaxy from another region.

- **Large orbital angular momenta of the Magellanic Clouds around the Galaxy**

  The tidal model in which the Magellanic Clouds formed in the neighborhood of the Galaxy cannot explain such large orbital angular momenta.

Some questions about must be answered through a more-global model for the LGG.

M33

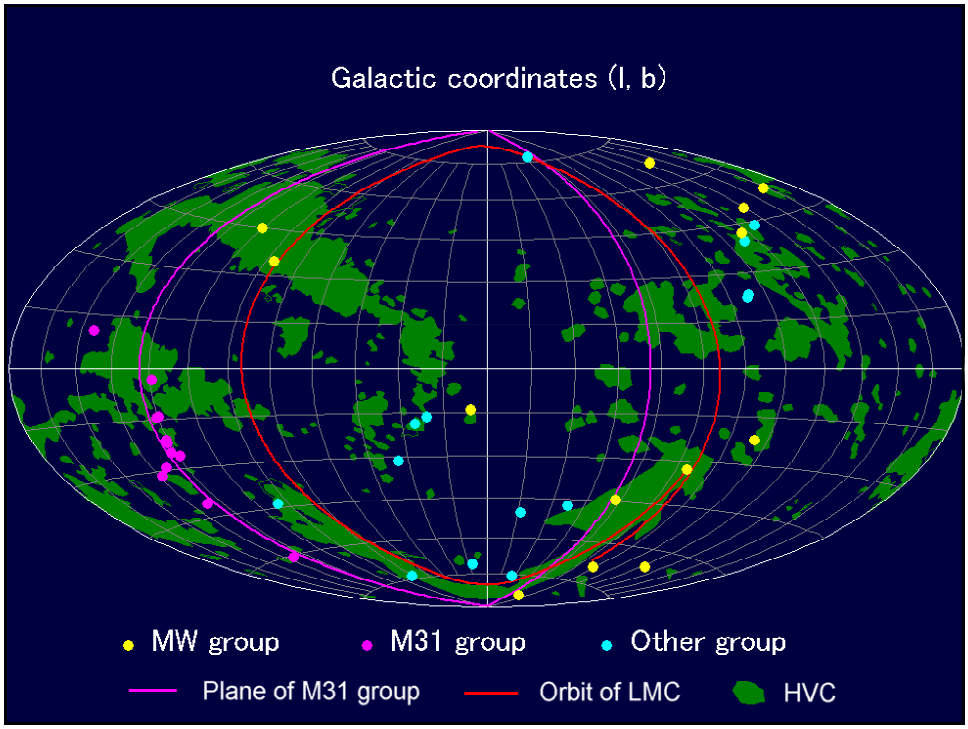
Sky Distribution of LGG

- **Many dwarf galaxies are distributed near the great circle perpendicular to the galactic plane.**
- **Magellanic Stream lies along this great circle.**
- **Members of M31 are distributed near this circle**

suggestion

A big dynamical event occurred in the neighborhood of the Galaxy about 10 Gyr ago

NGC3109



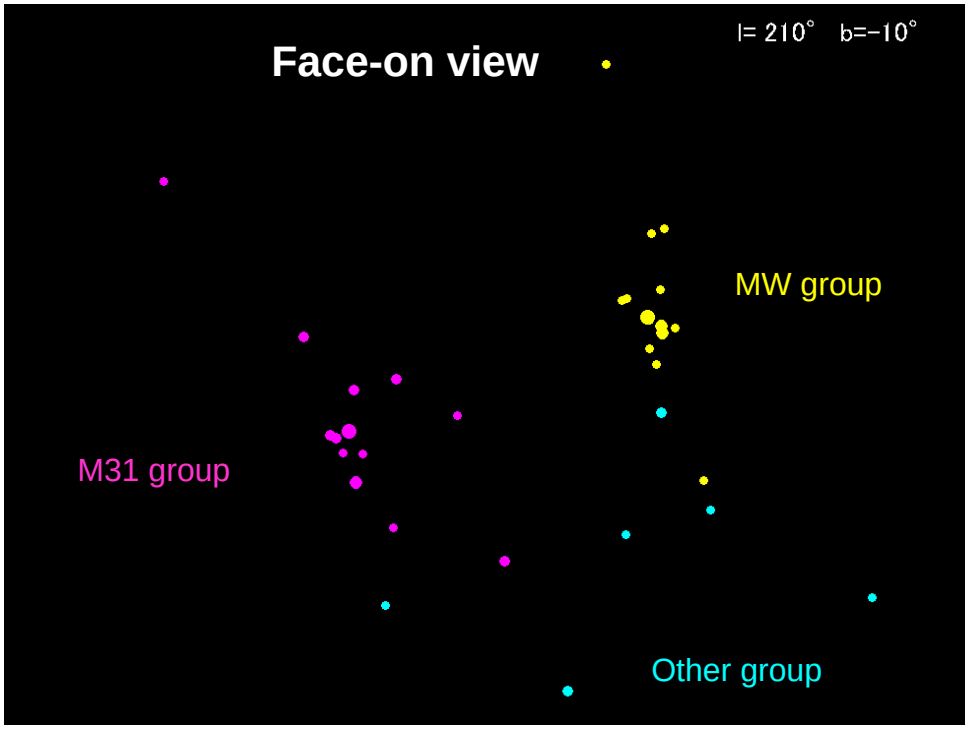
3-dimensional distribution of LGG

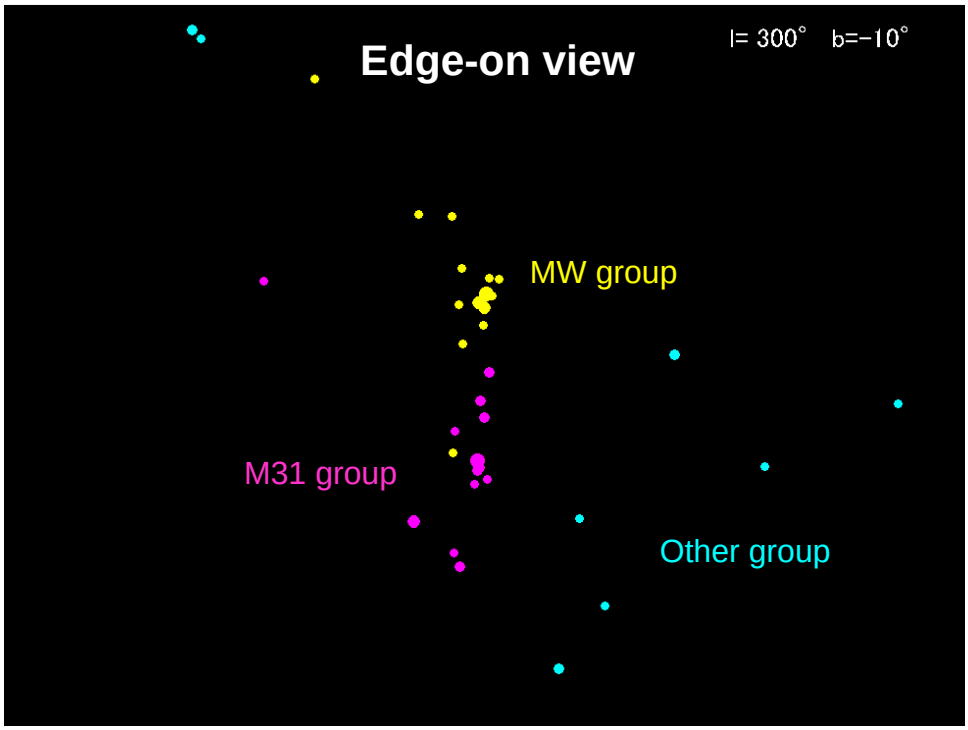
- Many LGG members are distributed in a coplanar way

New idea

An off-center hydrodynamical collision occurred some 10 Gyr ago between the primordial gas-rich M31 and the similar Galaxy, and compressed the halo gas to form the LGG dwarf galaxies.

NGC55


Face-on view
l= 210° b=−10°
MW group
M31 group
Other group


Edge-on view
l= 300° b=−10°
MW group
M31 group
Other group

Galaxy interaction and dwarf galaxies

- A many young dwarf galaxies are observed around the violently merging gas-rich galaxies (Deeg et al. 1998, A & Ap Suppl . 129, 445)

It suggests the possibility that dwarf galaxies of Local Group are formed by the off-collision between the Galaxy and M31

Colliding Galaxies NGC 4038 and NGC 4039 HST • WFPC2
PRC97-34a • ST ScI OPO • October 21, 1997 • B, Whitmore (ST ScI) and NASA

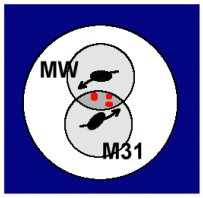
Our Model (SF Model)

Sawa and Fujimoto 2005, PASJ, 57

Many dwarf galaxies of LGG is formed by the off-center collision of proto-M31 and proto-Galaxy in early universe, and scattered in the present position.

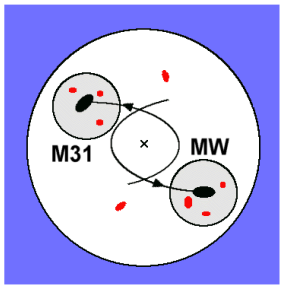
SMC

Scenario of our model



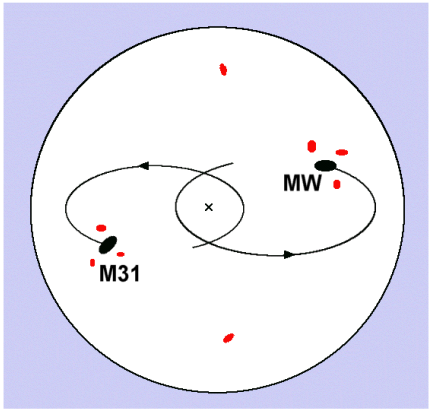
10 Gyr ago

Two massive proto-galaxies made a off-center collision.



5 Gyr ago

The newborn dwarf galaxies are scattered on the orbital plane of the Galaxy and M31.

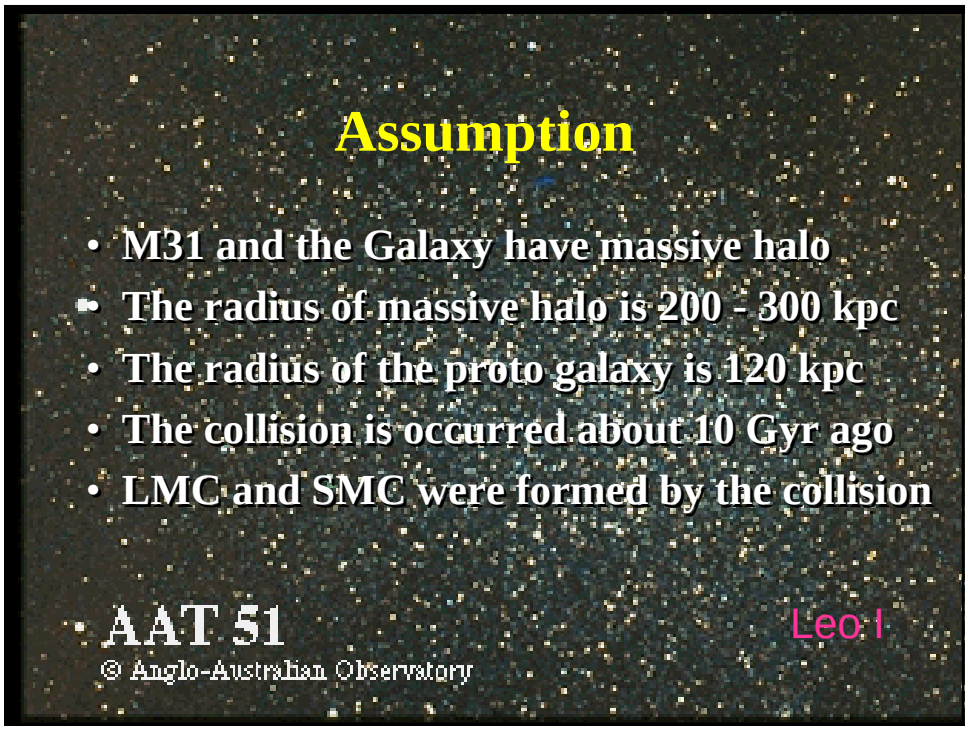


Present time

M31 is again approaching us.

Assumption

- M31 and the Galaxy have massive halo
- The radius of massive halo is 200 - 300 kpc
- The radius of the proto galaxy is 120 kpc
- The collision is occurred about 10 Gyr ago
- LMC and SMC were formed by the collision



J Kald 2005

Basic equation

$$M_A \ddot{r}_A = -\nabla_A \Phi_G - F_{GA}$$

$$M_G \ddot{r}_G = -\nabla_G \Phi_A - F_{AG}$$

$$M_L \ddot{r}_L = -\nabla_L (\Phi_A + \Phi_G + \Phi_S) - F_{AL} - F_{GL}$$

$$M_S \ddot{r}_S = -\nabla_S (\Phi_A + \Phi_G + \Phi_L) - F_{AS} - F_{GS}$$

$$M_D \ddot{r}_D = -\nabla_D (\Phi_A + \Phi_G + \Phi_L + \Phi_S)$$

M : mass of galaxy Φ : gravitation potential

F : Dynamical Friction

NGC185 & 147

The orbit of M31

The orbits of LMC and SMC are well determined by the presence of Magellanic Stream.

LMC and SMC were also formed by the collision of M31 and the Galaxy.

These conditions give the restriction for the orbits of M31.

Magellanic Stream

Determination of the M31 orbit

The orbits of LMC and SMC of that by Gardiner, Sawa & Fujimoto (1994) are used

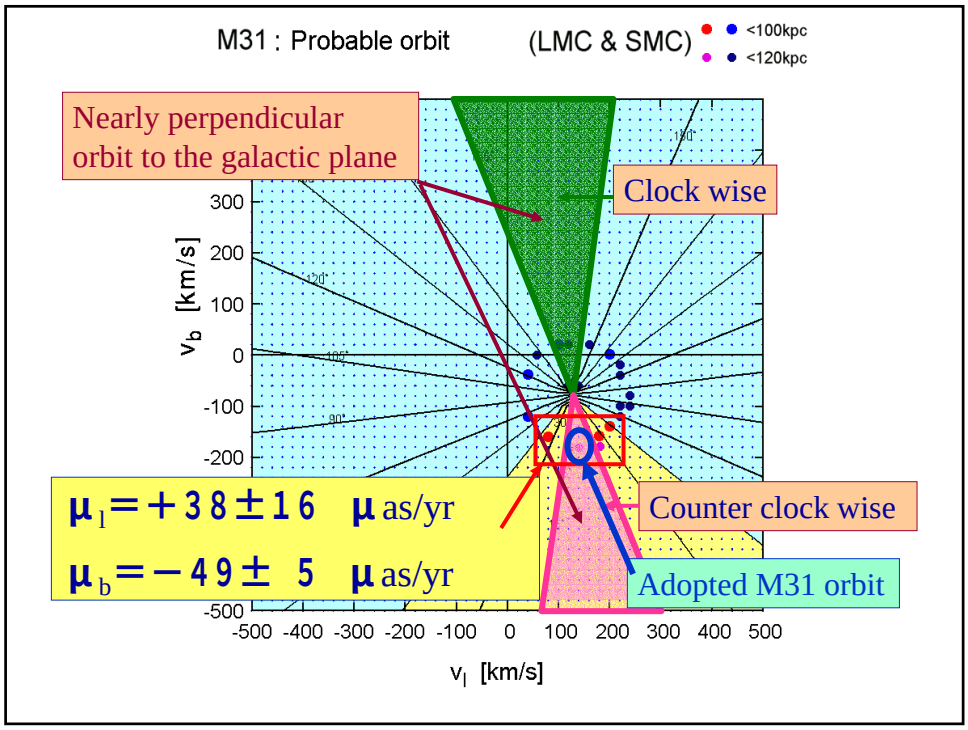
⬇

Four bodies problem of M31-Galaxy-LMC-SMC are solved.

⬇

We search the M31 orbits such as the LMC and SMC are formed by the collision of M31 and the Galaxy.

LMC



Relation between the collision time and radius of massive halo

Number of possible orbits of M31

radius ╲ time	9-10 Gyr	10 -11 Gyr	11-12 Gyr
200 kpc	—	—	1
230 kpc	—	1	—
250 kpc	4	2	—
280 kpc	4	3	—
300 kpc	—	5	—

ΔV_l=20 km/s , ΔV_b=20 km/s

NGC6822

Orbits of the Galaxy group

- Angle between the orbital planes of M31 and dwarf galaxy is less than 30 °
- Dwarf galaxy orbits the Galaxy counter-clockwise seen from the present position of the sun
- Dwarf galaxy located the formation site about 10-12 Gyr ago

Sextans A

Orbit of M31 group

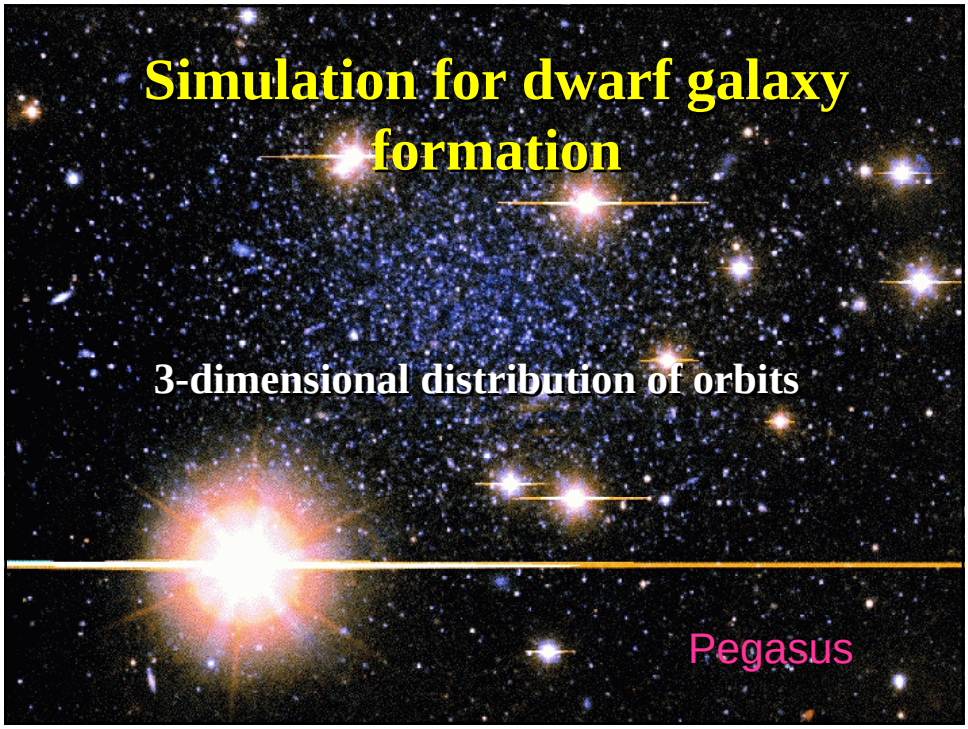
- Angle between the orbital planes of M31 and dwarf galaxy is less than 30°
- Orbital angular momentum of dwarf galaxy has the same direction as that of M31
- Dwarf galaxy located the formation site about 10-12 Gyr ago

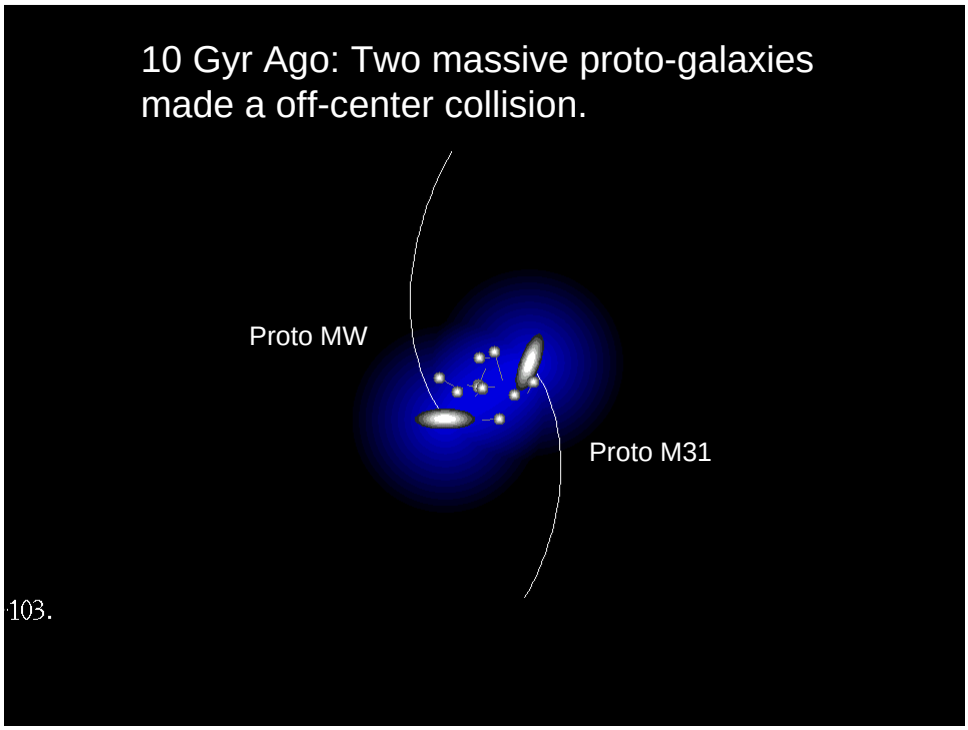
IC10

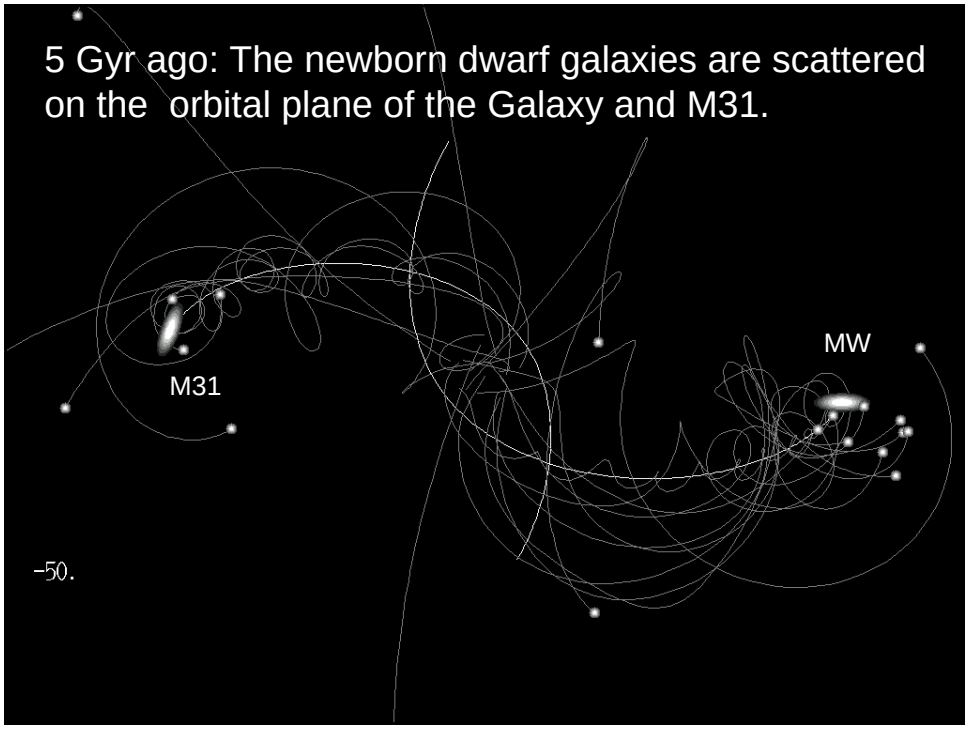
A Sheet of score for model orbits

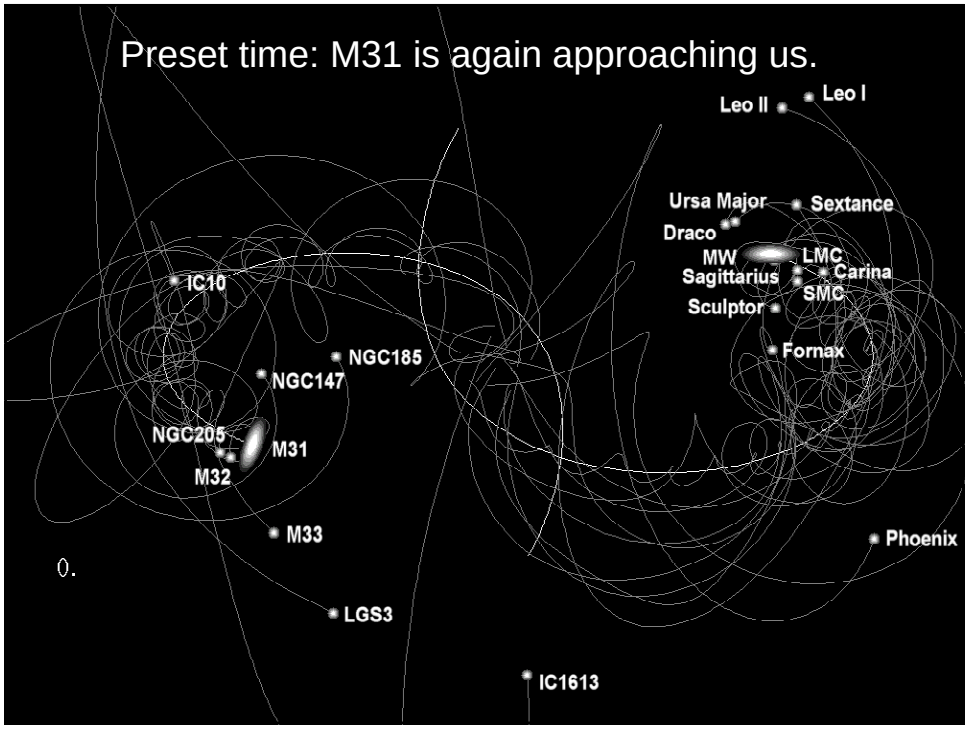
WLM	×	Sculptor	○	Sextans B	×	Sagittarius	○
NGC55	×	LGS3	○	NGC3109	×	SagDIG	×
IC10	○	IC1613	○	Antlia	×	NGC6822	×
NGC147	○	And II	—	Leo I	○	DDO 210	×
And III	—	M33	○	Sextans A	×	IC5152	×
NGC185	○	Phoenix	○	Sextans	○	Tucana	—
NGC205	○	Fornax	○	Leo II	○	UKS2323-326	×
M32	○	EGB0427+63	×	GR8	×	Pegasus	○
M31	○	LMC	○	Ursa Minor	○		
And I	—	Carina	○	Draco	○		
SMC	○	Leo A	×	Milky Way	○		

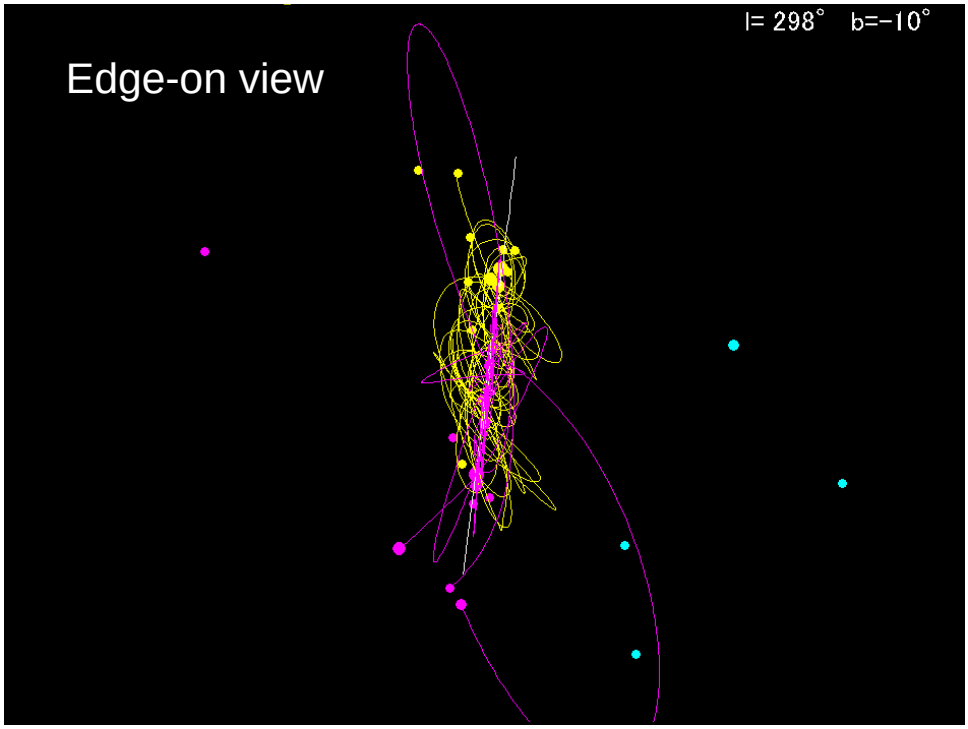
Possible orbits：23/37（62%） Our Galaxy

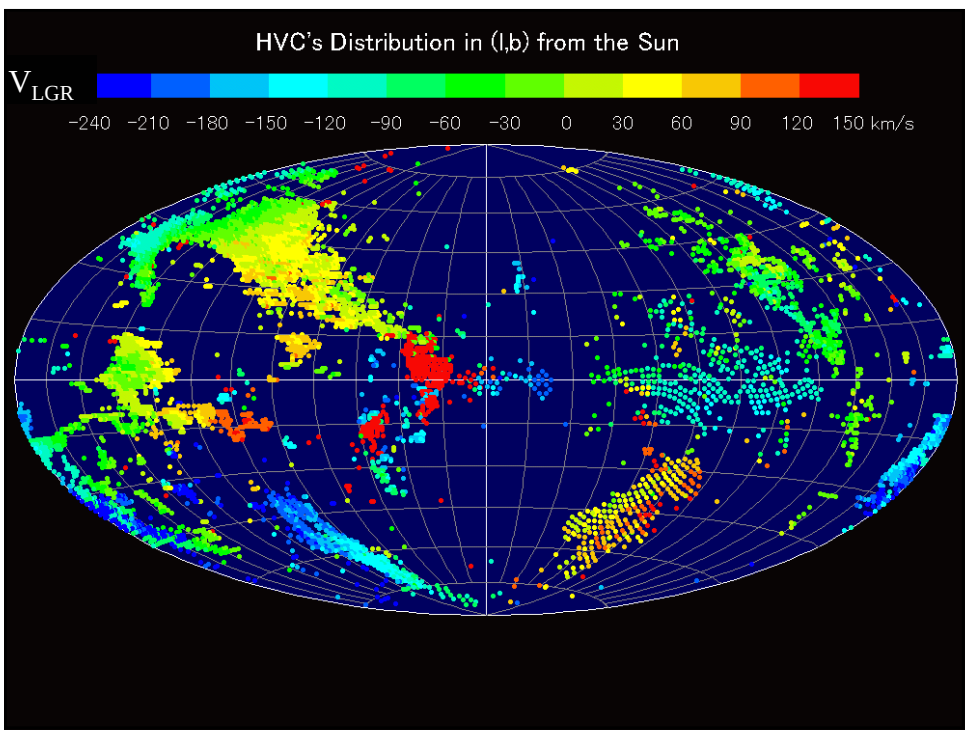

Simulation for dwarf galaxy formation
3-dimensional distribution of orbits
Pegasus


10 Gyr Ago: Two massive proto-galaxies made a off-center collision.
Proto MW
Proto M31


5 Gyr ago: The newborn dwarf galaxies are scattered on the orbital plane of the Galaxy and M31.
M31
MW
-50.


Preset time: M31 is again approaching us.
Leo II
Leo I
Ursa Major
Sextance
Draco
MW
LMC
Carina
Sagittarius
SMC
Sculptor
Fornax
IC10
NGC185
NGC147
NGC205
M31
M32
M33
Phoenix
0.
LGS3
IC1613

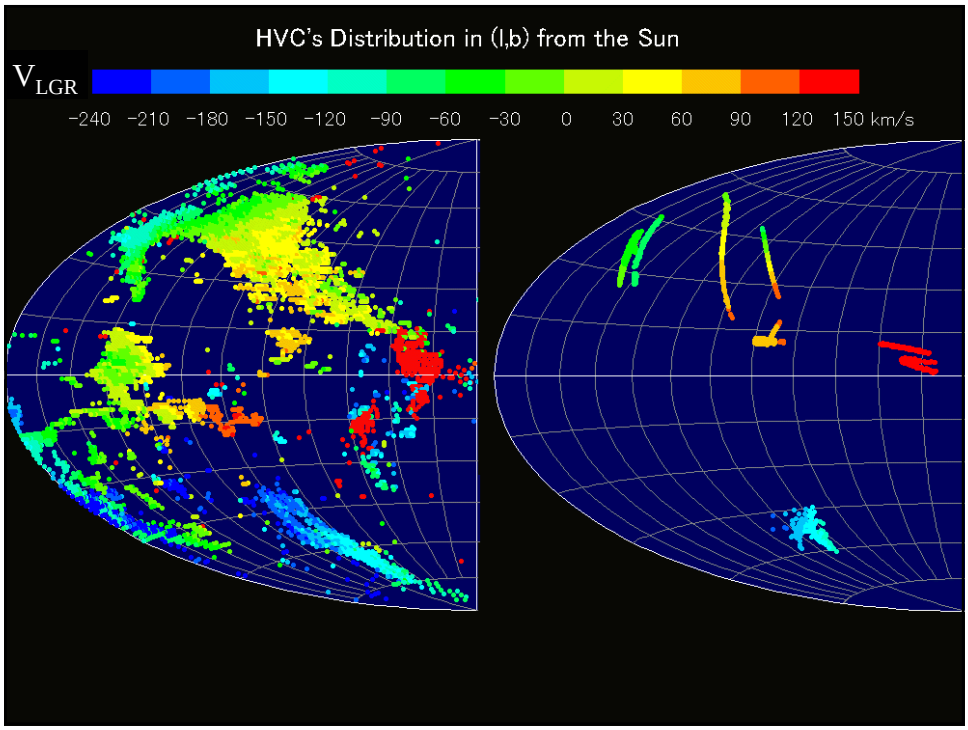

Edge-on view
l= 298° b=−10°


HVC's Distribution in (l,b) from the Sun
V_{LGR}
−240 −210 −180 −150 −120 −90 −60 −30 0 30 60 90 120 150 km/s

A Model of the origin of HVCs

- Some HVCs are formed by collision of M31 and the Galaxy, too.
- We search the HVC orbits which satisfy the present position and radial velocity.

WLM



Summary

- LGG members of the Galaxy group and M31 group distribute in a coplanar way
- It is possible to explain that these dwarf galaxies and some HVC were formed by the off-center collision between the Galaxy and M31 (SF model)
- The Galaxy and M31 need to have dark halo of 200 - 300 kpc radius, respectively
- We predict the proper motion of M31 as follows;

$\mu_l = +38 \pm 16$ μas/yr

$\mu_b = -49 \pm 5$ μas/yr

Phoenix

銀河系研究会２００６

発表：口頭４２件、ポスター１８件　　参加者：～７０名

研究テーマ

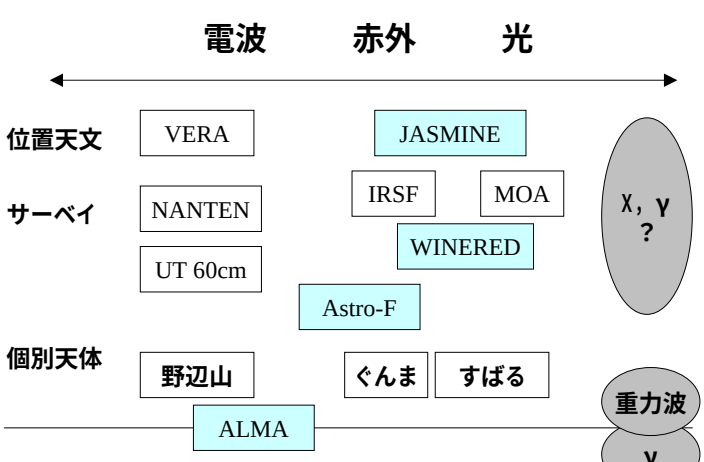
- 銀河系構造、ダイナミクス
- 銀河系形成、進化
- 星、惑星、形成
- ブラックホール
- ダークマター

etc.

空間スケール：1AU ~ 1 Mpc (10^11),　時間スケール：10 min ~ 13 Gyr (10^14)

銀河系：天文学・天体物理学の一大実験室

「銀河系研究」の手法



＋　世界の望遠鏡、データベース

理論

シュミレーション

N体
Grape …
N+流体
天の川創成
Progrape
MHD, RHD …

力学モデリング

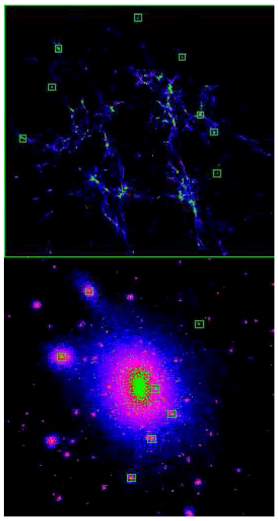
化学進化

銀河系（研究）の進化

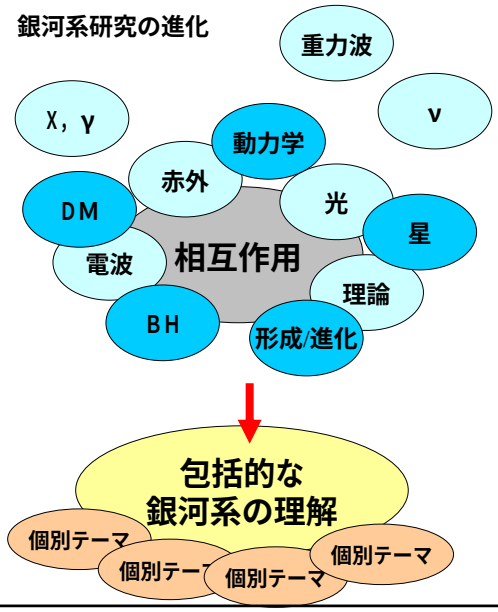
銀河系の進化

Z=12

Z=0



銀河系研究の進化



これから

「銀河系」はますます面白い！

さらなる相互作用と、「銀河系研究」の活性化を目指して

- 銀河系研究会　～3年ごと定期的にできれば
- 学会の企画セッション　2007年をターゲット
  「高精度観測時代の銀河系研究（仮）」