

星間物質観の現状とその実証的検証に向けて

釜谷秀幸(京大理)

Ewen & Purcell (1951)

内容

- 1: 星間物質の諸相
- 2: 星間物質の大域的構造
- 3: 大マゼラン雲で探る星間物質の進化

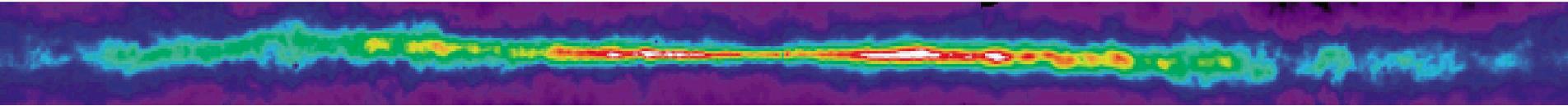
謝辞: 本講演の準備にあたり、犬塚修一郎さん、河村晶子さん、長島雅裕さんにご助力をいただいております。どうもありがとうございます。

最初のHI21cm検出用望遠鏡
星間物質(ISM)の大域的構造の実証
的研究の端緒がきられた。

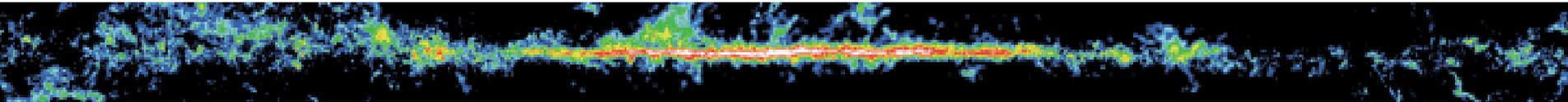
1: 星間物質の諸相

天の川銀河のイメージ

HI 21 cm イメージ (Dwingeloo 25-m : ISM の 100 ~ 10000 度の成分)



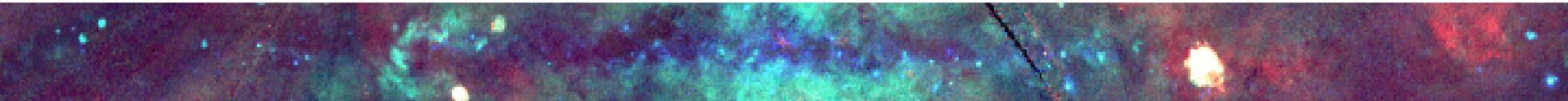
CO (J=1-0) イメージ (総32 surveys : 主に分子雲)



NIR (DIRBE : 主にK型巨星)



X-Ray イメージ (ROSAT : 主にホットガス)



本日の講演では、こういった「星間物質の多相構造」が維持される物理的要因を議論する。

$$0 \leq V_{\text{LSR}} \leq +2 \text{ km/s}$$

Hartmann & Burton 1997



天の川銀河のHIイメージ。HIガスの無い領域には、HIIガスや100万度程度のホットガスが存在する。イメージ上で分子雲が占める体積割合はごく小さい。

星間物質の諸相のまとめ

力学的性質や冷却時間の異なる諸相が入り乱れている。

→ 多相構造に依拠した星間物質の進化を考えるべき。

→ 多相構造に依拠した星形成機構を考えるべき。

→ 多相構造を把握したうえで、銀河進化を議論すべき。

相	温度	密度	体積占有率
コロナガス相 (HCM)	~100万度	~0.003個/cc	~0.1??
暖かいガス相 (WIM+WNM)	~数千度	~0.3個/cc	~0.9以上
冷たいガス相 (CNM)	~100度	~30.0個/cc	~0.1以下

(McKee & Ostriker のHCMがISMの大部分を占めるという描像は我々の銀河では一般的とは言えない)

星間物質の諸相: **ISMの総質量の約80パーセントは暖かいガス相と冷たいガス相である**



銀河の形態の起源
銀河の空間パターンの起源

代表的Flocculent銀河 NGC5055



<http://astrim.free.fr/>

代表的SBb銀河 NGC1300



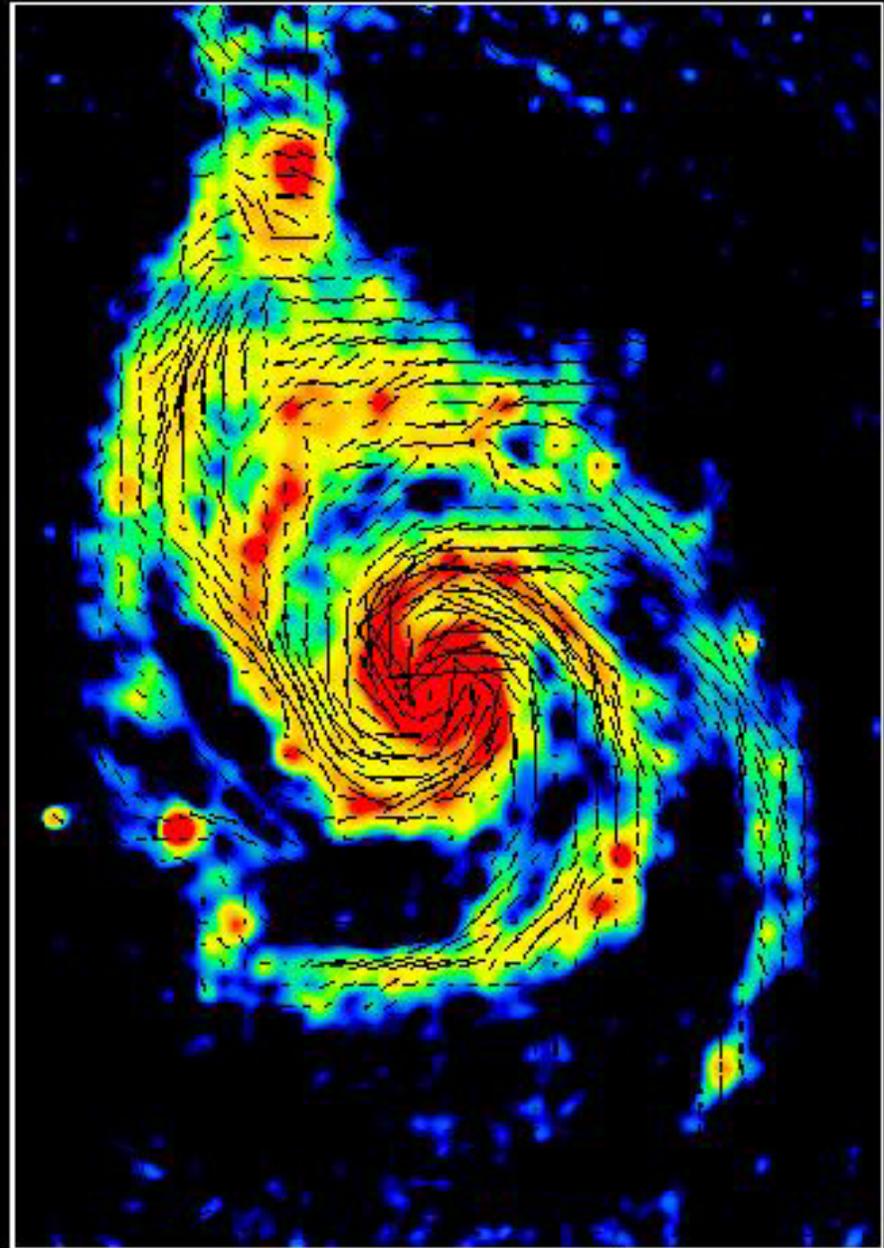
<http://www.astroimages.com/>

星間物質の進化 → 銀河スケールでの星形成 → 宇宙の星形成史
銀河スケールの物質分布の理解が必須

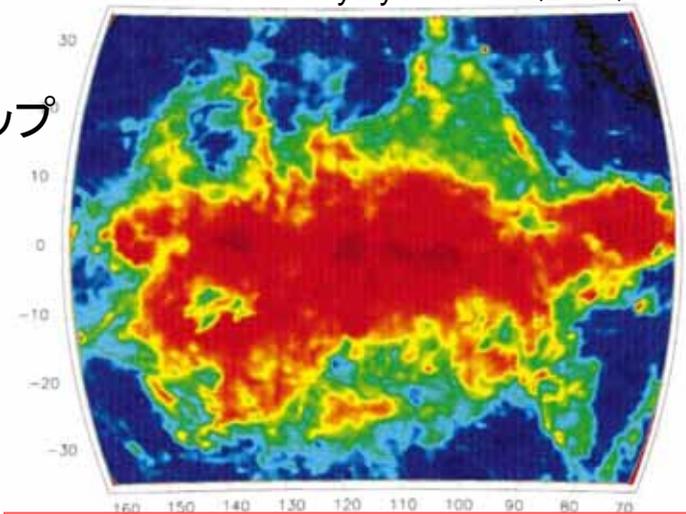
星間磁場も重要となる
(Sofue 1986 for review)

最新のM51磁場
(Fletcher, Beck et al. 2005)

*Total synchrotron
intensity traces
the total magnetic
field*



H α マップ



2. 星間物質の大域的構造

銀河スケールの物質分布(概念図)

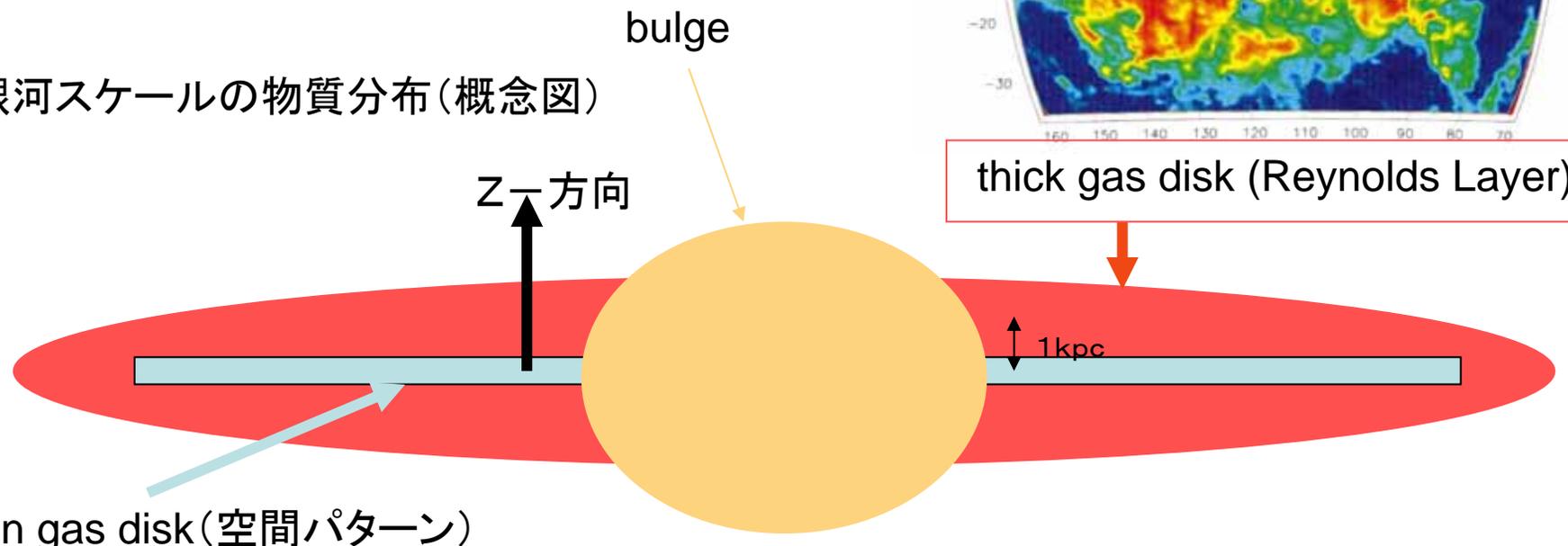
bulge

Z-方向

thick gas disk (Reynolds Layer)

1 kpc

thin gas disk(空間パターン)



Midcourse Space Experiment (MSX) satelliteのmid-IRマップ

現代的星間物質観:

Thin gas diskは単純にThick gas disk中に沈んでいる成分である。

→ Thick gas disk は体積的にも質量的にも大きくISMの物質循環の理解に重要である。

Reynoldsによる議論 (Reynolds 1989, 1993)

Summary of the Reynolds layer

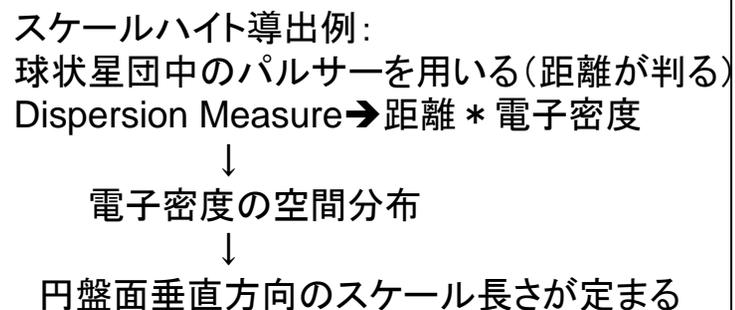


TABLE 1
 MEASURED PARAMETERS OF THE IONIZED MEDIUM

Parameter	Value	Number of sight lines	$\langle b \rangle$
Ionization rate, $\langle r_G \rangle$	$4.8 \pm 0.4 \times 10^6 \text{ s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$	45	37°
Temperature, T	$7.5 \pm 3.2 \times 10^3 \text{ K}$	20	9°
Non-thermal speeds	$12\text{--}30 \text{ km s}^{-1}$	20	9°
H II surface density	$1.4 \pm 0.2 \times 10^{20} \text{ cm}^{-2}$	5	48°
Scale height, H	$910^{\text{a}}(-320, +400) \text{ pc}$	5	48°
Volume fraction, f	> 0.2	4	49°
Local density, n_e	$0.08^{\text{b}} \pm 0.02 \text{ cm}^{-3}$	4	49°
$n(\text{H}^+)/n(\text{H}^0)$	> 2	2	0°

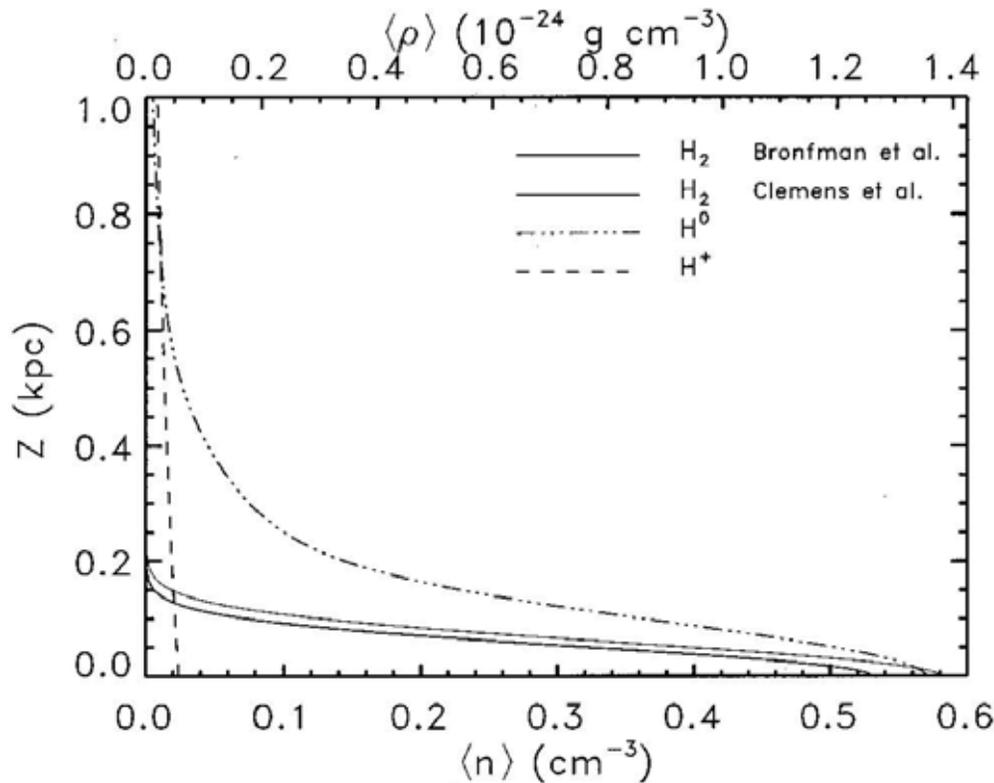
^aThe value if $\langle n_e \rangle_0 = 0.025 (-0.05, +0.08) \text{ cm}^{-3}$ (see text).

^bThe average density within ionized regions at $|z| \leq 910 \text{ pc}$.

銀河面垂直方向(Z-軸方向)の構造はどの様に維持されているのであろうか？

静水圧平衡モデルを採用してみる(Boulares and Cox 1990)。

Z-方向の諸星間ガス量

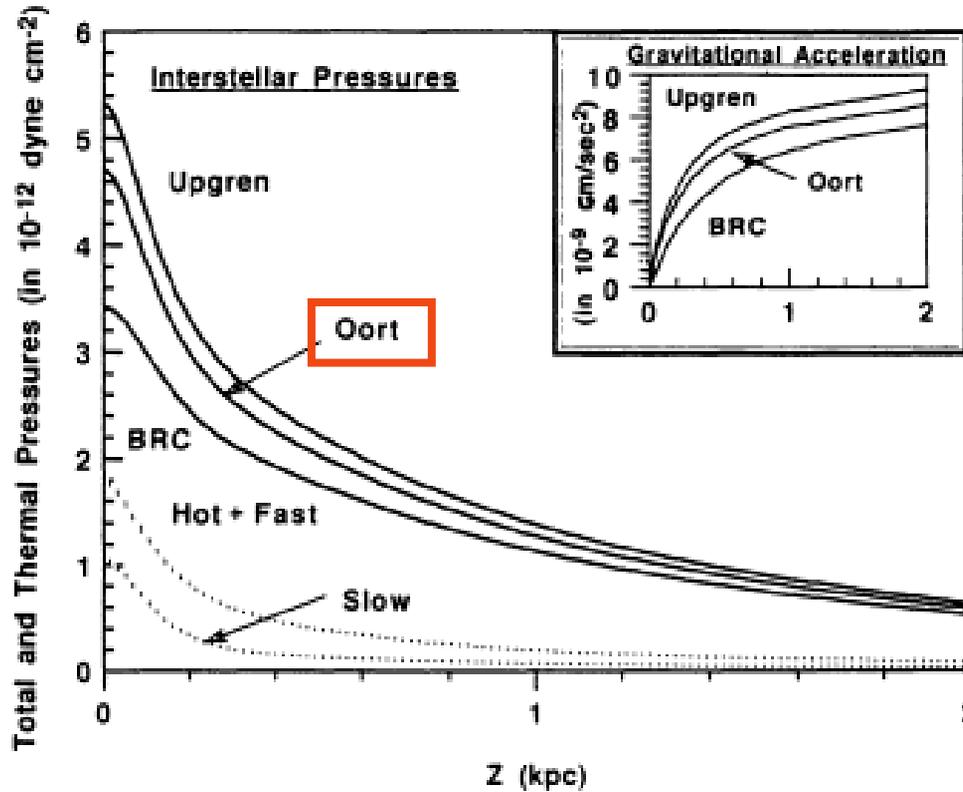


← 銀河面垂直方向における星間物質分布の様子。横軸は、各星間物質成分の空間平均の密度。縦軸は、銀河面からの高度。

Ferriere (2001)

BOULARES AND COX

様々な重力場モデルに対する圧力分布



銀河面鉛直方向(kpc)

実線: Z-方向の重力場モデル(ISMの分布からDMの分布が判る可能性を示唆)
点線: ホットガス成分及び非熱的運動による圧力

銀河面垂直方向の構造モデル

圧力勾配力 \sim 重力モデル

圧力 \sim ガス圧 + 宇宙線圧力 + 磁気圧力

- ・ガス圧 \leftarrow Reynolds Layer (イオン化水素成分)
- ・宇宙線圧力 \leftarrow ISM分布とCRの捕獲時間($\sim 10^7$ 年@0.24/cc)
- ・磁気圧力 \leftarrow 系外銀河の高銀緯シンクロトロン輻射分布モデル

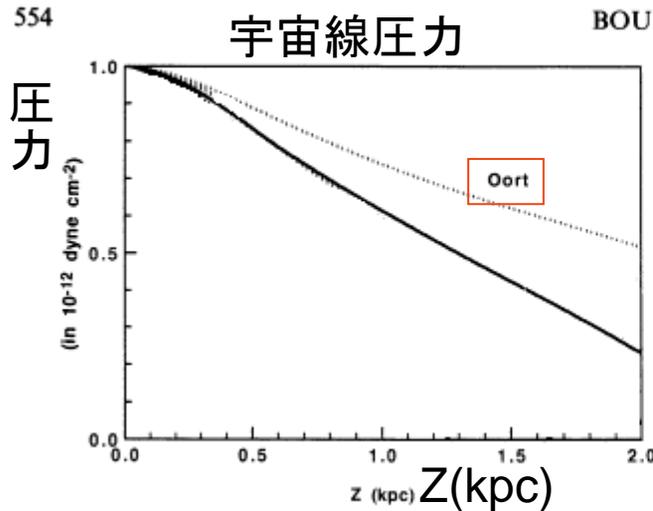


FIG. 3a

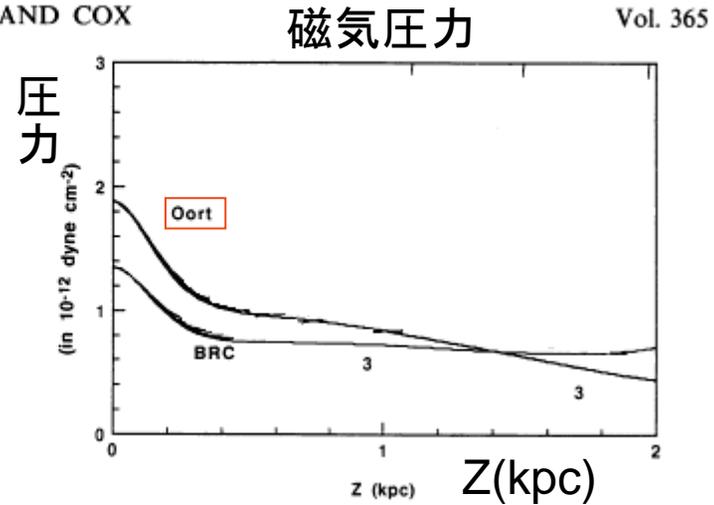


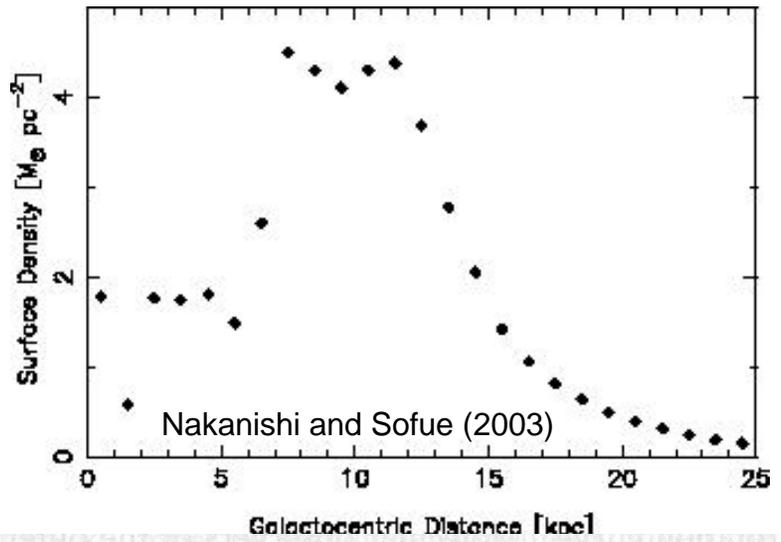
FIG. 3b

Reynolds Layer (銀河の鉛直構造) を支えている物理は何であろうか？

- ・答え: 宇宙線と磁場に起源を持つ圧力勾配力である。
- 高銀緯(~ 1 kpc)でも宇宙線の数密度は銀河面のそれに比べファクター小さいのみ。
- 高銀緯(~ 1 kpc)でも磁場の強度はさほど小さくならない。
- 「こういった大きな宇宙線密度や強い磁場の存在をより定量的に検証する必要がある」

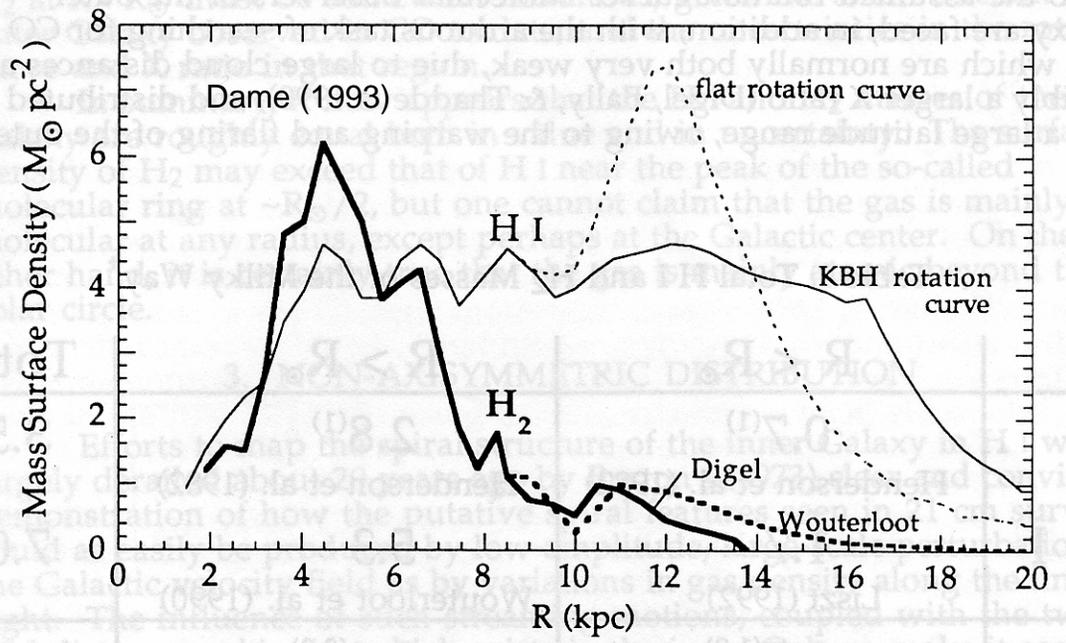
銀河円盤半径方向の物質分布

天の川銀河のHI面密度分布

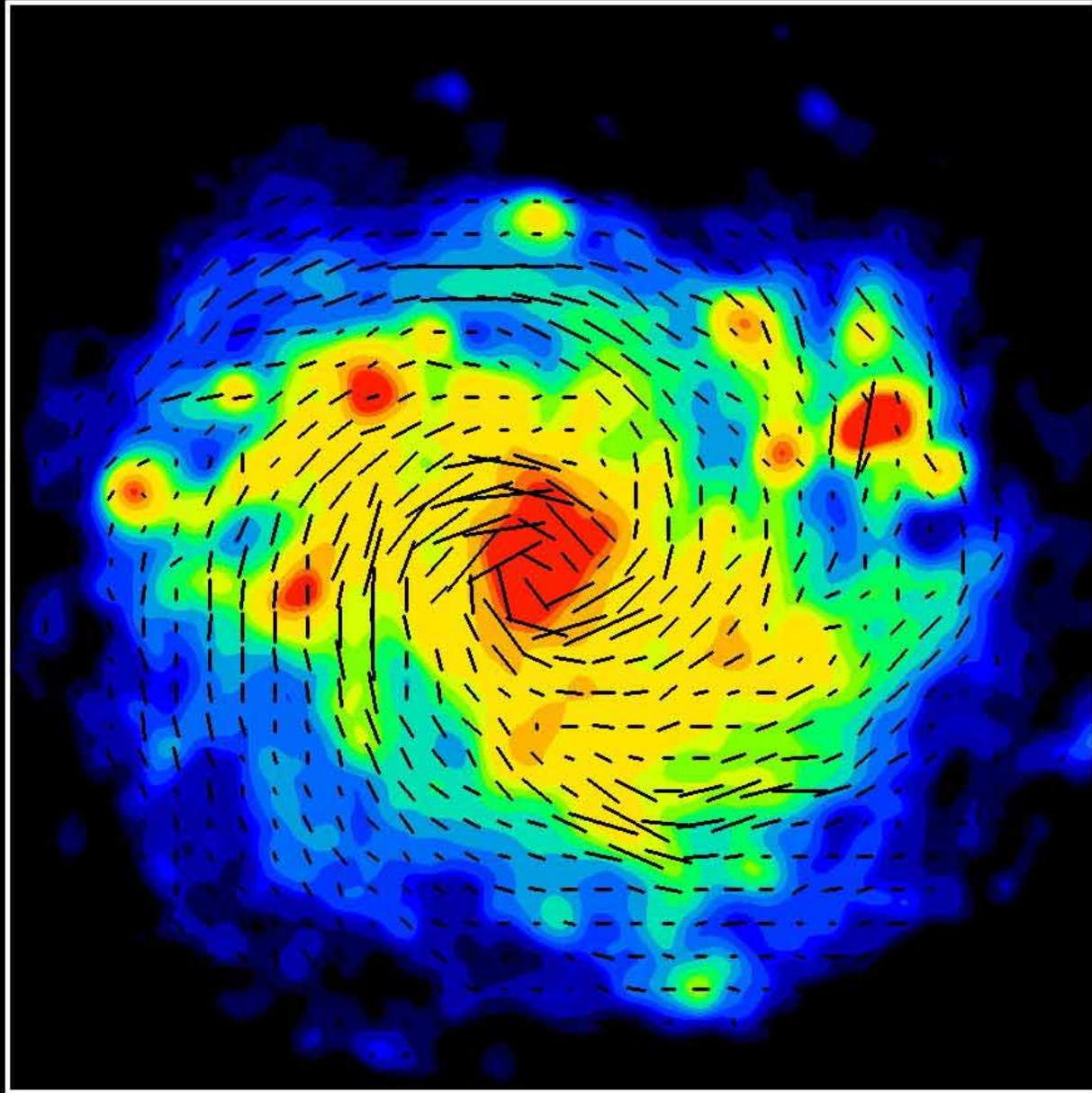


M81

- 上: 可視
- 中: 中間赤外
- 下: 21cm

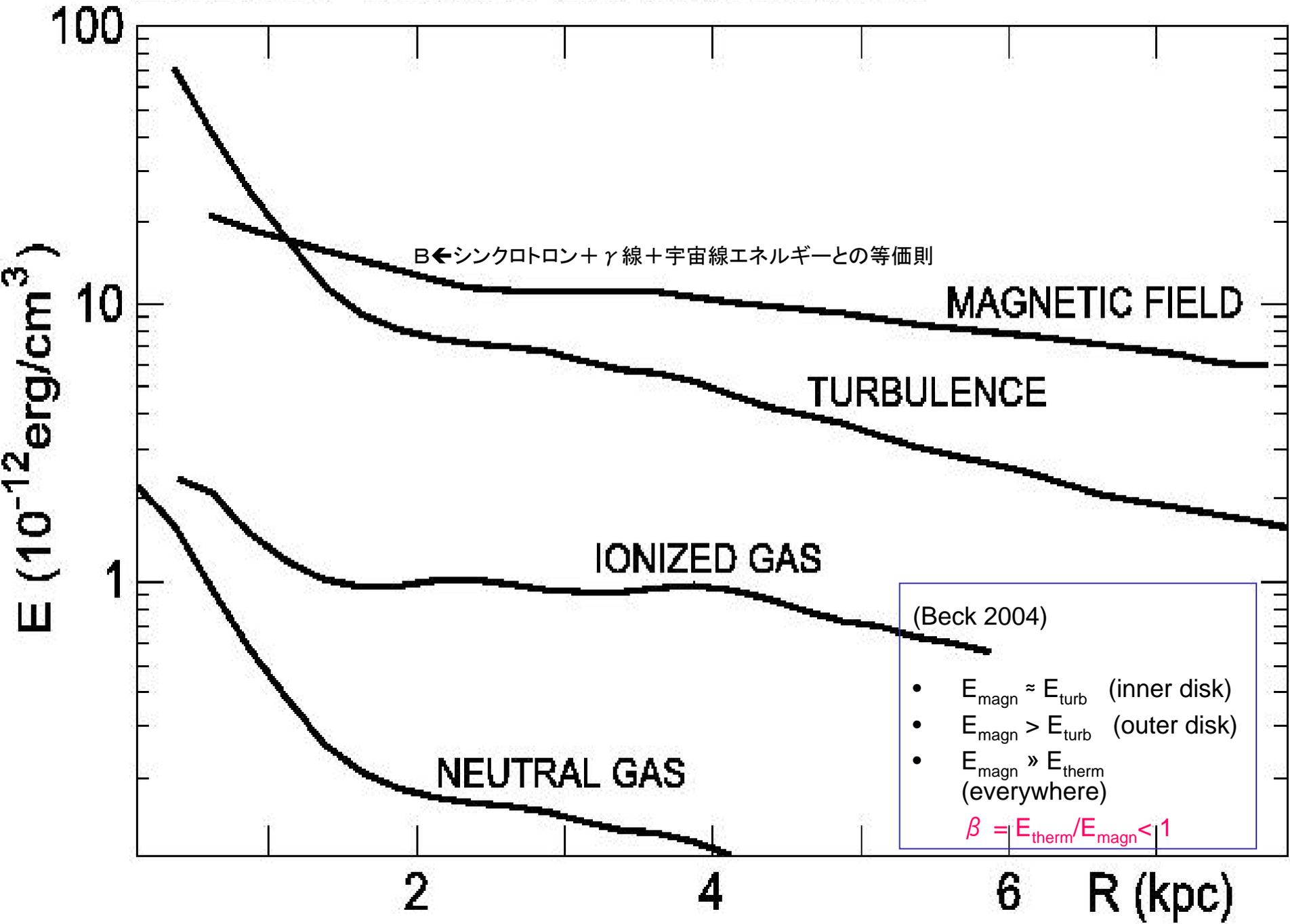


Magnetfelder in NGC6946 (VLA+Effelsberg 6cm)



Copyright: MPIfR Bonn (R.Beck)

ENERGY DENSITIES IN NGC6946



ここまでの主な結論:

- 1: 円盤銀河の**体積の殆どはWIM+WNM**であり、これらはISMの物質循環に重要である。(Laynolds Layer : 厚さ~1000pc)
- 2: Thin gas disk(厚さ~100pc)はLaynolds Layerからの**外圧**を被っている。特に、COでトレースされる分子雲の体積的寄与は極小さい(せいぜいパーセント程度)。COの観測イメージは粗視化されているので注意が必要。
- 3: **磁場と宇宙線**の効果はISM分布に重要である。
- 4: 銀河面付近におけるISMの構造には**乱流が重要**である。

観測的に何を行うべきか:

目標→銀河の3次元ISM分布の起源を明らかにする

◎銀河面鉛直方向→横向き系外銀河

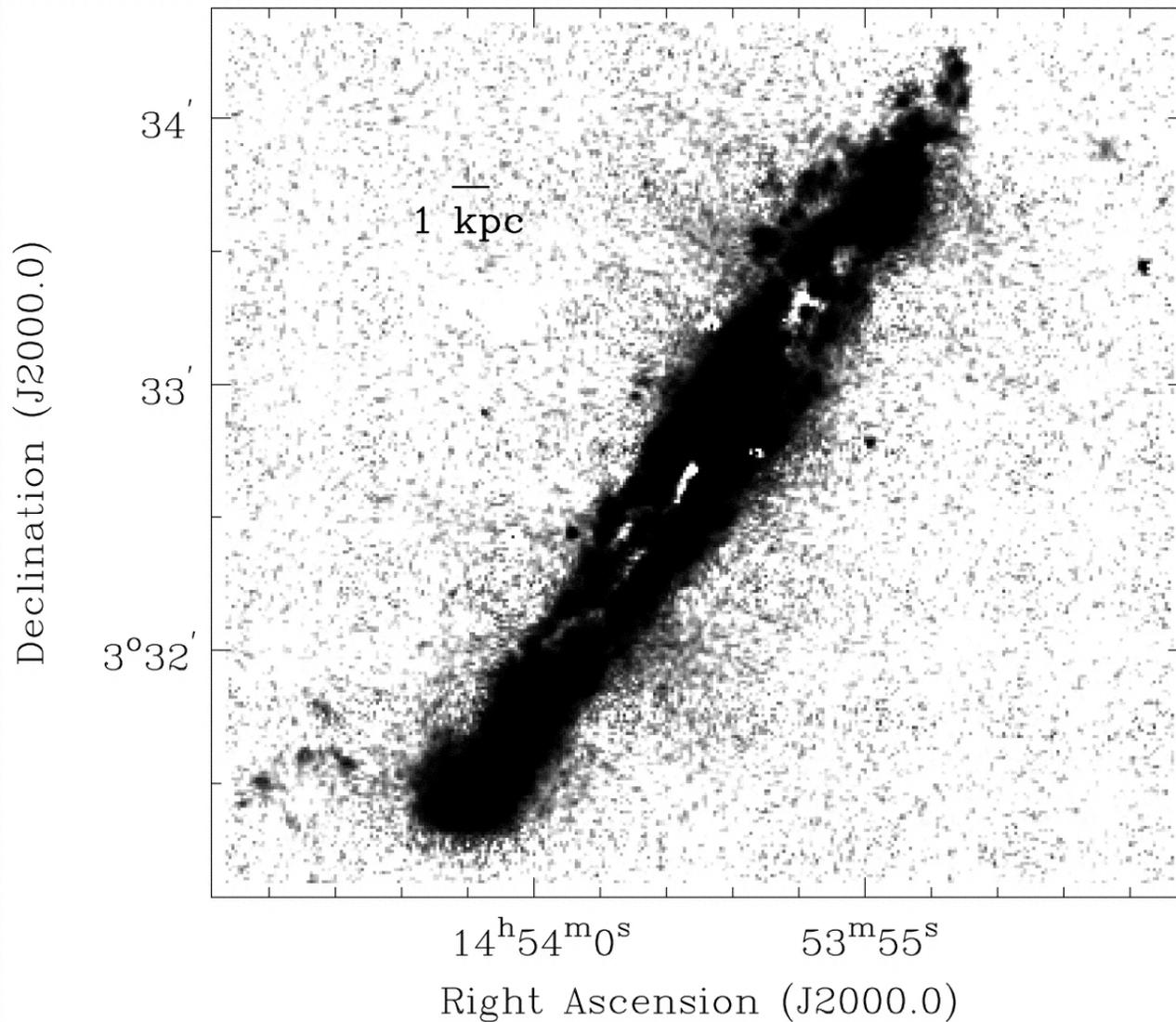
- ・CVIマップの構築→コロナガス成分とHIIガス成分の分離
- ・拡散軟X線マップの構築→コロナガス量の把握
- ・シンクロトンマップの構築→磁場構造の把握
- ・サブミリ波マップの構築→Thin gas diskからRaynolds Layer への物質流出

◎ 銀河面半径方向→正面向き系外銀河、特に外縁部のISM量

- ・H₂分子マップの作成→銀河外縁部のISM量の把握
- ・HIを深く探査→未検出のHIは無いかな？
- ・H α を深く探査→未検出のHII点源は無いかな？
- ・背景光源を利用したRMの測定→銀河外縁部の磁場の強度は？

銀河のISM分布の理解→Schmidt Lawに頼らない星形成率の評価アルゴリズムに繋がる

Collins et al. (2000)によるH α イメージ (NGC5775)



さらに角分解能を上げた観測を行い、ISMの諸成分分布を明らかにしたい
→銀河進化の理解に本質的な物理過程が明らかになる

必要となる観測機性能: NGC5775を例とした場合(距離26.7Mpc)

ISMマップの作成

1: 角分解能

個々の分子雲(～10pcとする)程度の構造を空間分解できれば十分

→ ～0.1秒角

→ ALMAでの巨大分子雲探査
部分運用段階で可能?

2: 集光力

H α の詳細マップを想定してみる。

→ $I_{H\alpha} = 10^{-16} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ arcsec}^{-2}$

→ 30m級

3: 振動数分解能

乱流のうち速度分散の小さい(～5km/s)

成分を想定する。

→ H α : $R \sim 10^5$

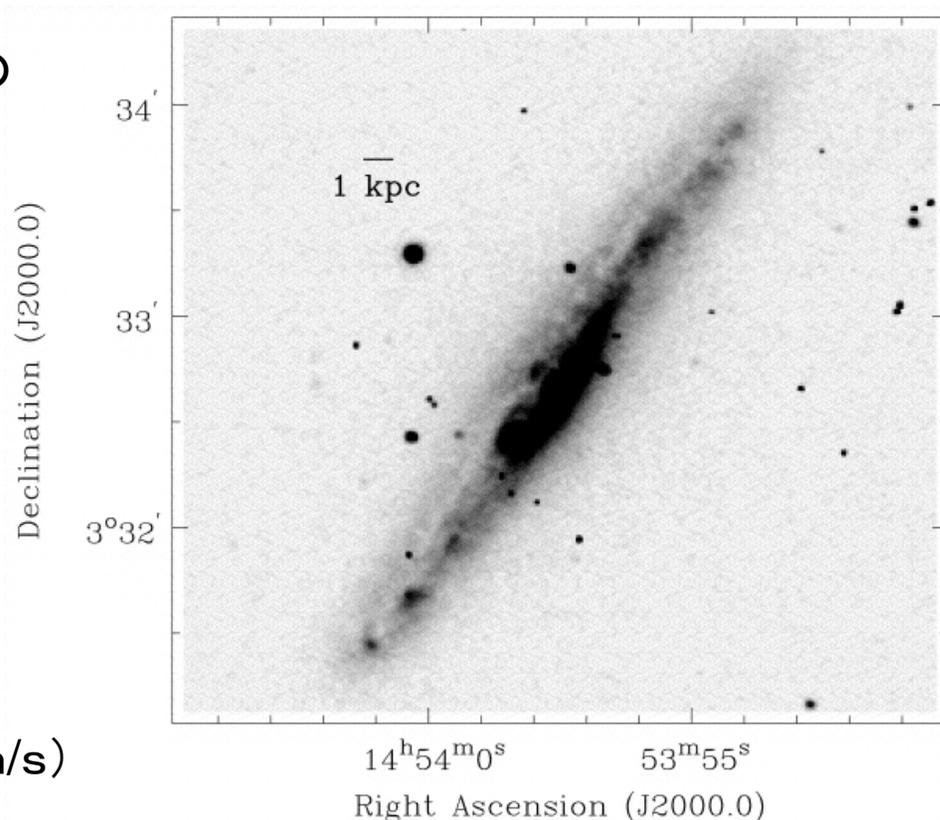
→ ミリ波輝線: $\sim 5 \times 10^6 \text{ Hz}$

4: SKAでシンクロトロンマップの

作成は可能であろうか?

→ 角分解能は十分

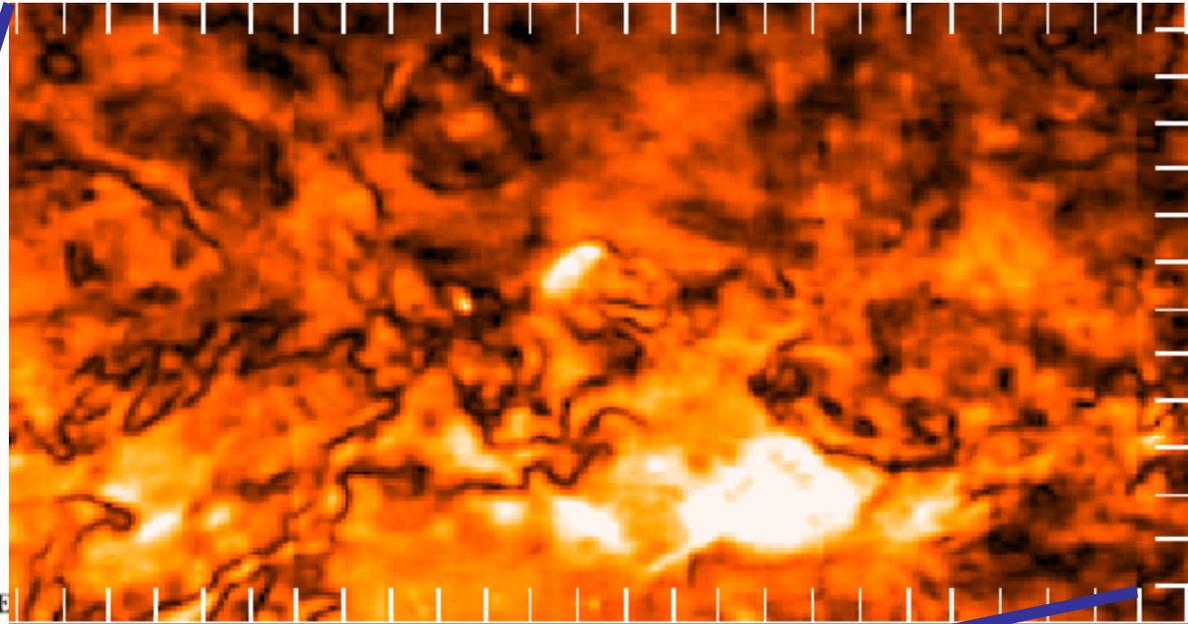
→ 磁場や宇宙線の情報



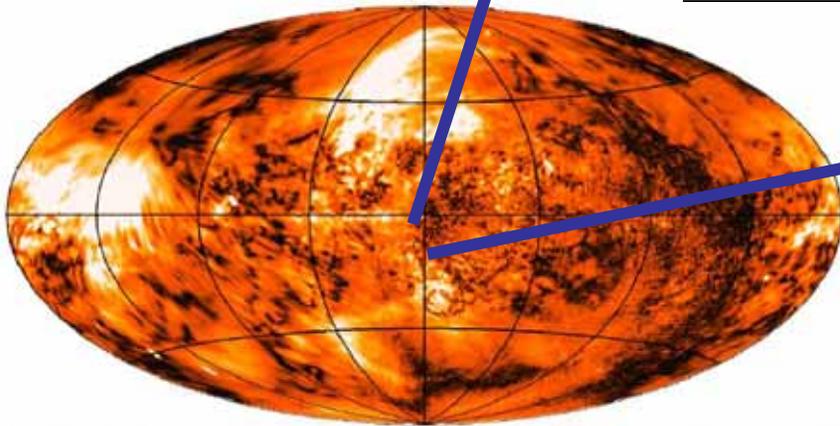
Collins et al. (2000) R-bandイメージ

まとめ: 0.1秒角の角分解能で近傍の円盤銀河の詳細なISMマップを描くことで、ISMの構造を格段に理解することができる。

小さいスケールの磁場の構造はどの様になっているのだろうか？



PI at 1.4 GHz (26m DRAC+30m Villa E



さらなる疑問が湧き出てきている

21cm DRAO+Villa Elisa all-sky polarization survey
(Wolleben et al. 2004)

3: 大マゼラン雲で探る星間物質の進化

- 系外銀河のマッピングデータが必要 → LMCを観測対象に何ができるか？
面方向では乱流が重要そうである。
→ 星間乱流の起源の解明を明らかにできるか？

銀河スケールでのISMダイナミクス

右図: SPITZER赤外線観測衛星(500秒積分)によるM51の擬似カラー写真。渦状腕間に、ダストや星間ガスが乱れ入った構造が見える。これは、銀河スケールでの磁気流体不安定性による、乱流の発現を捕らえたものと期待されている。



Credit: NASA/JPL-Caltech/T. Pyle (SSC-Caltech)
The Spitzer image is a four-color composite of invisible light of wavelengths of 3.6 microns (blue), 4.5 microns (green), 5.8 microns (orange) and 8.0 microns (red).

THE ASTROPHYSICAL JOURNAL

AN INTERNATIONAL REVIEW OF SPECTROSCOPY AND
ASTRONOMICAL PHYSICS

VOLUME 114

SEPTEMBER 1951

NUMBER 2

THE EVOLUTION OF GALAXIES AND STARS

C. F. VON WEIZSÄCKER
Max Planck Institut, Göttingen
Received May 17, 1951

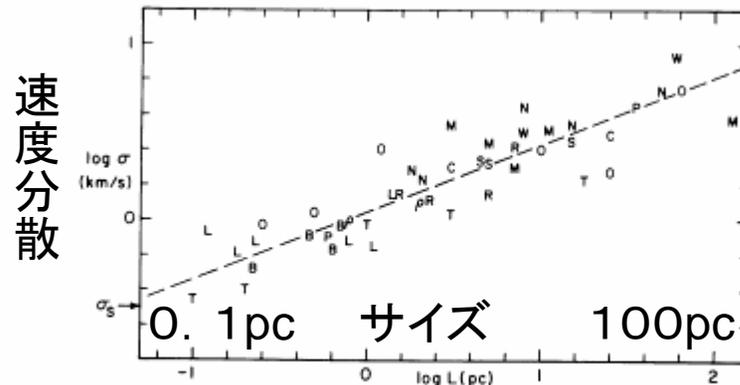
レイノルズ数が1より十分に大きい比熱的運動を示す星間ガス→乱流



銀河の進化や星形成の理解に重要となる

乱流の起源を明らかにすることから始める

Larson (1981)



速度分散 \propto サイズ^{0.39~0.5}

Figure 1. The three-dimensional internal velocity dispersion σ plotted versus the maximum linear dimension L of molecular clouds and condensations, based on data from Table 1; the symbols are identified in Table 1. The dashed line represents equation (1), and σ_s is the thermal velocity dispersion.

LMCにおける乱流と構造形成の相関が示唆されている。
 100pcより大きなスケールでも乱流が重要となる可能性がある。

- ・速度 \propto サイズ^{0.5}
 - ・速度 \sim サイズ / 時間
- ↓
- 時間 \propto サイズ^{0.5}

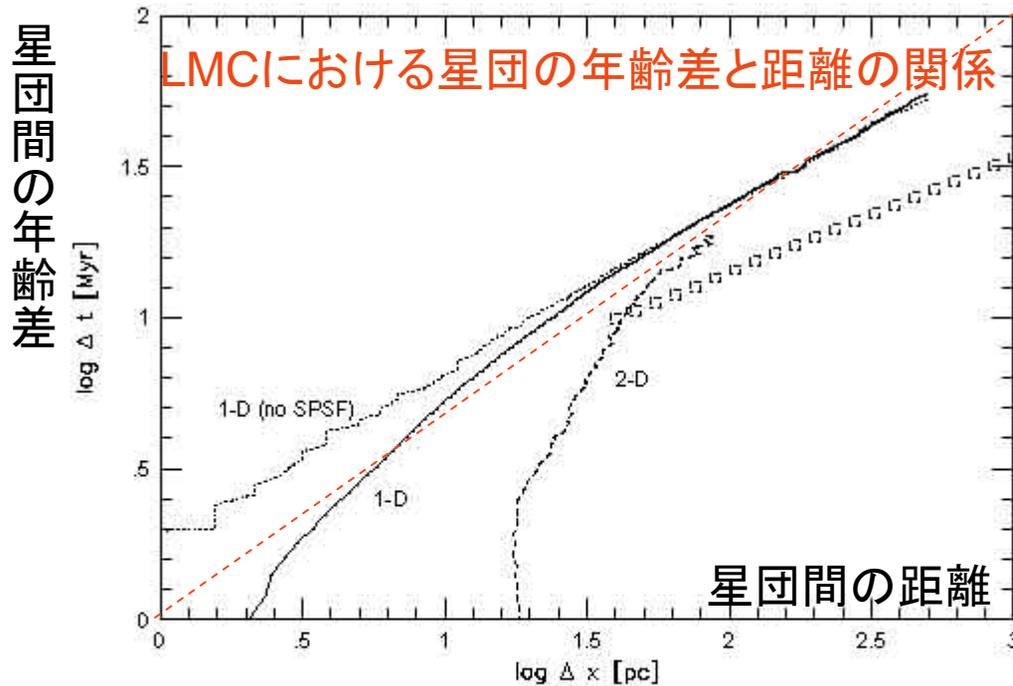


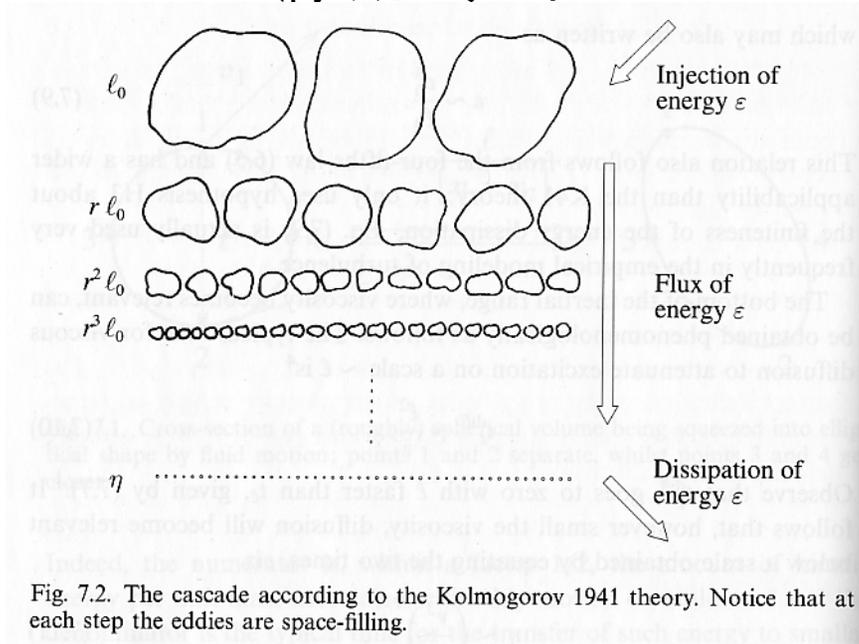
FIG. 4.—Schematic age-separation relation, using the numerical results in Fig 1a (one-dimensional case; *solid line*), Fig 2b (one-dimensional case without SPSF; *dotted line*), and Fig 3 (two-dimensional case; *dashed line*). We find a coincidence between our simulated age-separation relation and that for star clusters in the LMC (*squares*) on large scale. This indicates that the age-separation relation is a consequence of the ISM turbulence.

Evremov & Elmegreen (1998), Nomura & Kamaya (2000)

(非圧縮)乱流の振る舞い

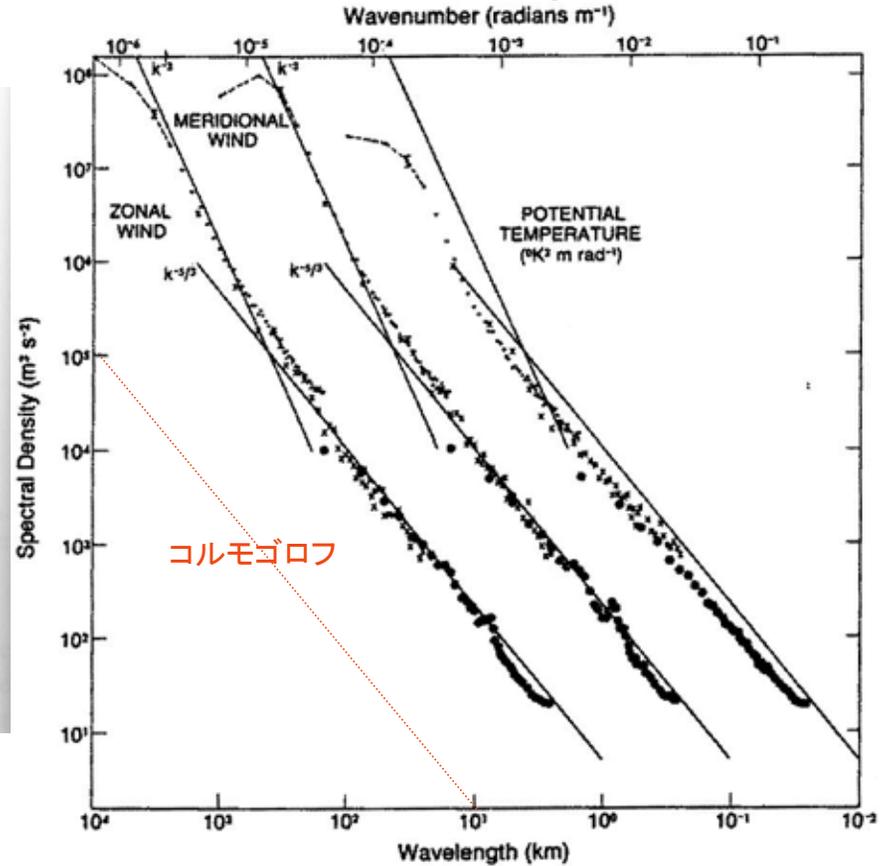
Frisch (1995)

渦のカスケード



スペクトル

Nastrom & Gage (1985)



しかしながら...

星間ガスは圧縮性流体である
しかも、磁場や宇宙線が重要である

対流圏における乱流スペクトル観測。
コルモゴロフ的乱流の構造が検出されている。

星間乱流の重要性 (Mac Low 2003)

● エネルギーの観点から

・必要とされるエネルギー流量
(乱流運動エネルギー/横断時間)

$$\dot{e} = -\frac{1}{2} n \frac{v_{\text{rms}}^3}{L_d}$$
$$= -3 \times 10^{-27} \text{ erg cm}^{-3} \text{ s}^{-1} \times \left(\frac{n}{1 \text{ cm}^{-3}} \right) \left(\frac{v_{\text{rms}}}{10 \text{ km s}^{-1}} \right)^3 \left(\frac{L_d}{100 \text{ pc}} \right)^{-1}$$

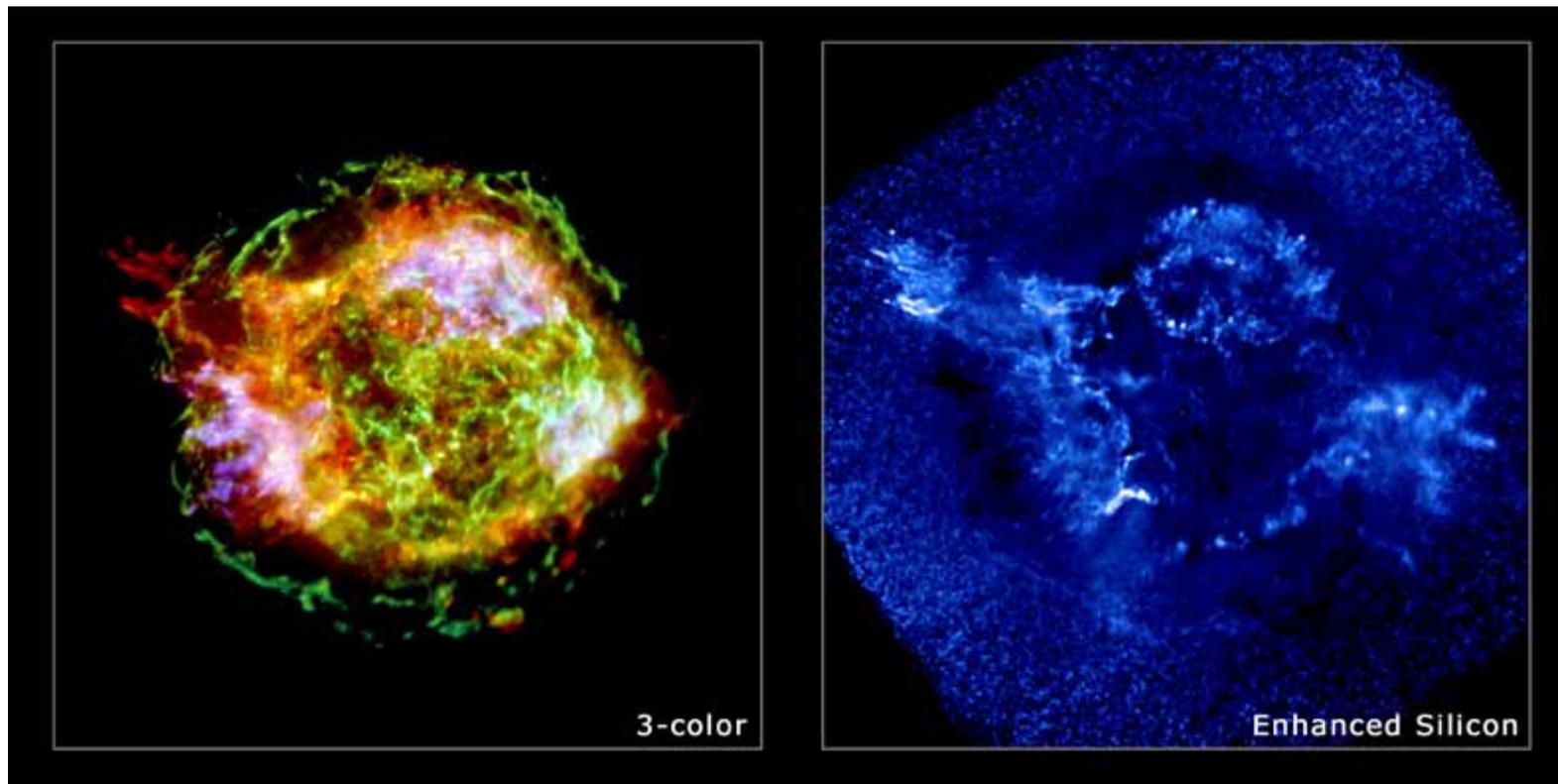
・古典的解決案: 銀河の微分回転
磁気張力によるエネルギー伝播
→ 実は足りない……

$$\dot{e} = 3 \times 10^{-29} \text{ erg cm}^{-3} \text{ s}^{-1} \times \left(\frac{B}{3 \times 10^{-6} \text{ G}} \right)^2 \left(\frac{\Omega}{(220 \text{ Myr})^{-1}} \right)$$

・現代の解決案: 超新星爆発
→ エネルギー論的には十分

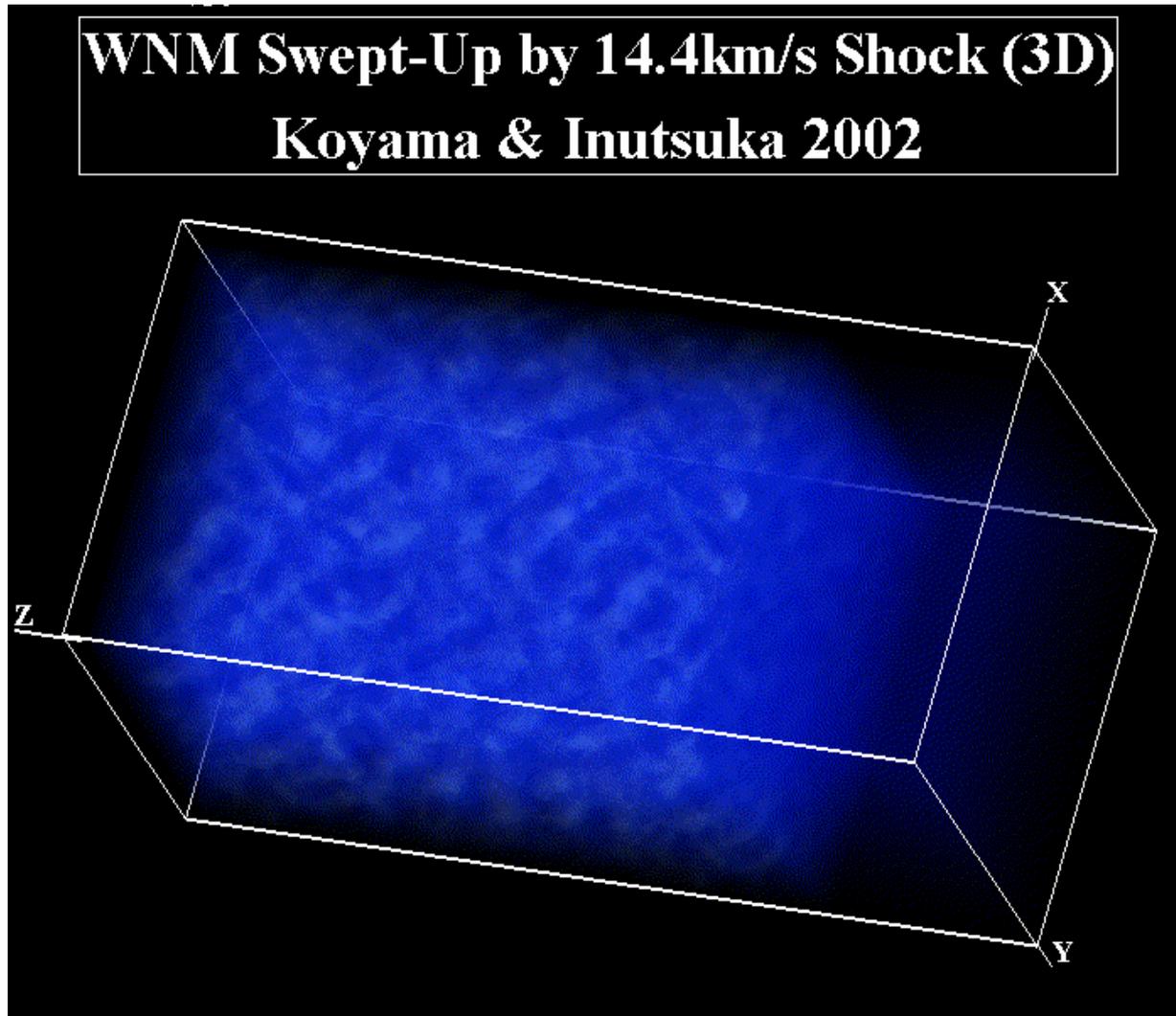
$$\dot{e} = 3 \times 10^{-26} \text{ erg cm}^{-3} \text{ s}^{-1}$$
$$\times \left(\frac{\eta_{\text{SN}}}{0.1} \right) \left(\frac{\sigma_{\text{SN}}}{0.01 \text{ yr}^{-1}} \right) \left(\frac{H_c}{100 \text{ pc}} \right) \left(\frac{R_{\text{sf}}}{15 \text{ kpc}} \right) \left(\frac{E_{\text{SN}}}{10^{51} \text{ erg}} \right)$$

超新星爆発のエネルギーが星間乱流に転換される物理過程は何か？



NASA CHANDRA/CXC/GSFC/U.Hwang et al. (2004)

The image of Cas-A SNR. Left panel: Energy (Red=1.78-2.0 keV; Green=4.2-6.4 keV; Blue=6.52-6.95 keV); Right panel: Intensity.



非熱的運動は、超新星残骸の持っていたエネルギーの転換したものと考えることができる。エネルギーのカスケードの様子を把握するためには、古いSNRシェルを構成するISMの速度場をまず知る必要がある。

ターゲット例 (LMCのスーパーバブル場合を考える)

Weaver et al. (1977)

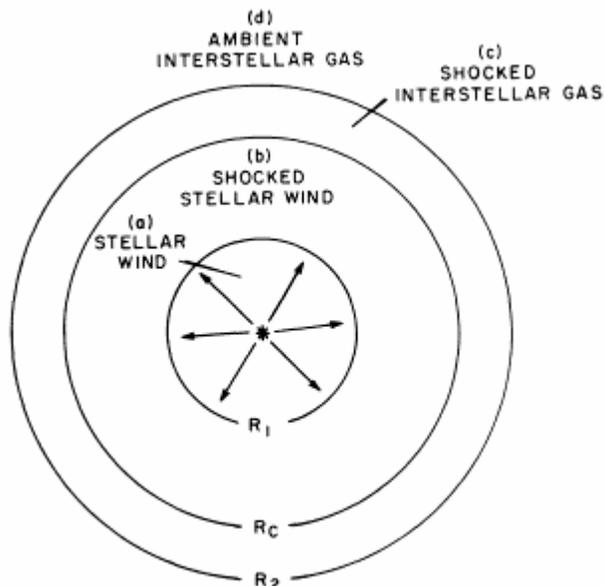
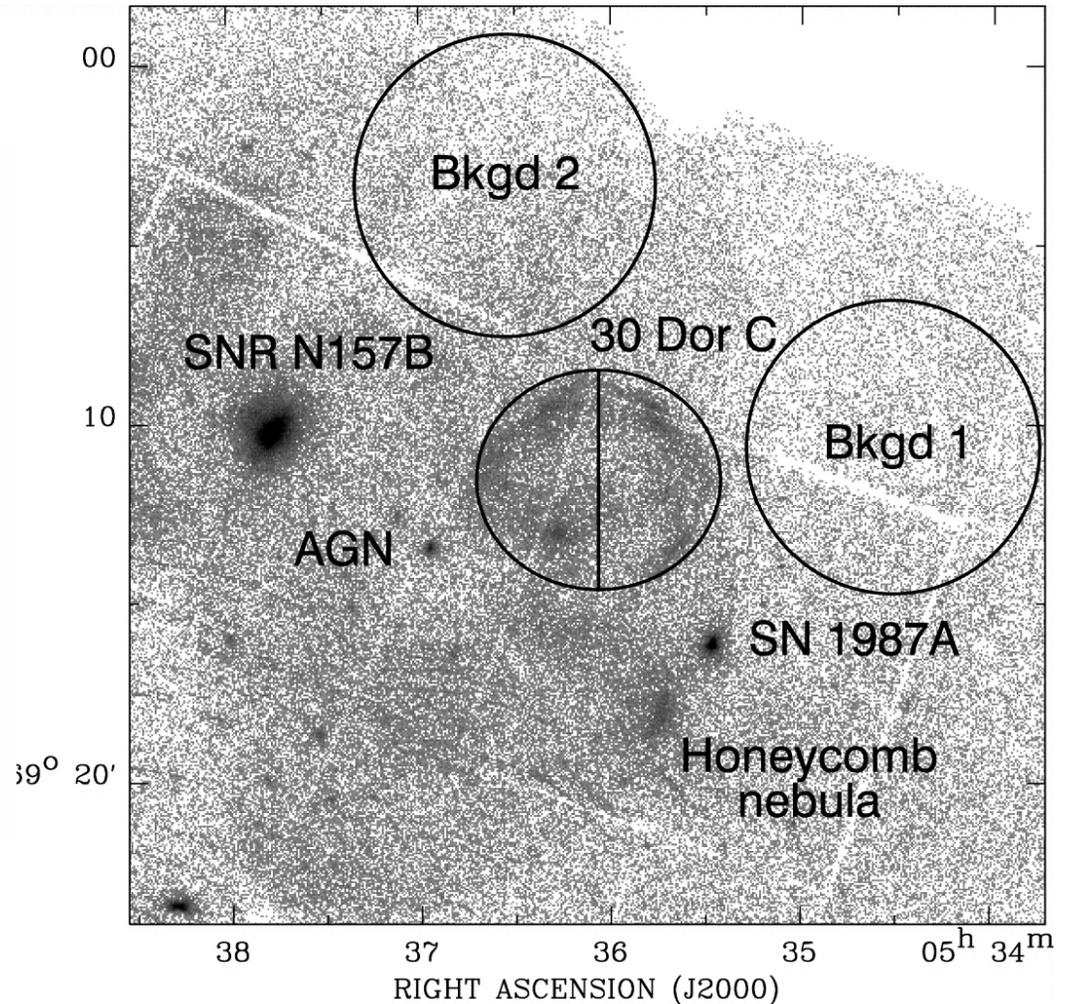


FIG. 1.—Schematic sketch indicating the regions and boundaries of the flow.

スーパーシェルの概念図

Smith and Wang (2004)



XMM-Newton image of the 30 Dor C field in the 0.3-8 keV band with the bright sources of X-ray emission labeled. The image has a pixel size of 3sec \times 3sec (0.72 pc \times 0.72 pc).

観測戦略

・星間乱流の起源を把握するためには、まず、超新星残骸の終段階の力学的進化を知る必要がある。



・古いスーパーシェルシェルの構造が検出できる角分解能が必要とされると想定。



・スーパーシェルを構成するフィラメントの厚さは1pcのオーダーと予想される。1pcスケールの構造を把握することを目標とする。



・LMCの距離を45kpcとする。



・0.01秒角の角分解能があれば詳細なシェル付近におけるISMの非熱的運動状態が得られるか？

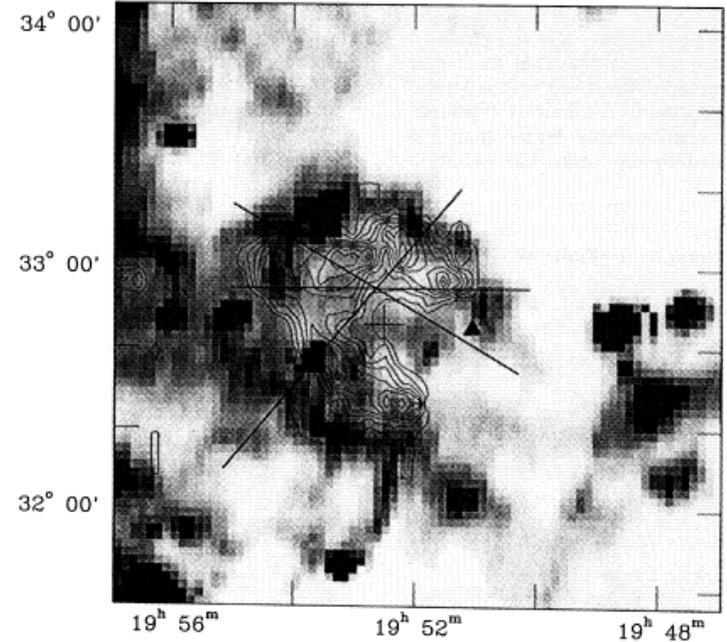


・ALMAによる検証が可能(サブミリ波帯域 $\sim 345\text{GHz}$ で適当な輝線はあるか？)



・SKAによるシンクロトロン放射検出(最終的に磁場の影響が知りたい)

EXPANDING H I SHELL IN CTB 80



HI 21 cm 観測による古いSNRシェルイメージ例
Koo et al. (1990)

まとめ: まずは、古い超新星残骸の力学的及び化学組成の理論モデルの構築が必要である。

LMCにおける構造形成に関するコメント

「星のない巨大分子雲」の提案

(福井 康雄、水野 範和、大西 利和(名大理)、水野 亮(名大STE)、
なんてんチーム 2004年度天文学会秋季年会)

LMCでの構造形成及び、星間物質の進化にヒントが得られる可能性

→巨大分子雲における星形成励起の遅延

(理由) 金属量の小ささ?

磁場の散逸?

乱流の散逸が遅い?

4:まとめ

- ・星間物質の銀河スケールにわたる多相構造の理解に向けて
 - ・Z-方向のISM構造(Laynolds Layer)
 - ・磁場
 - ・宇宙線
 - ・非熱的運動(乱流)
- 古い超新星残骸シェルを記述する理論構築が必要。
- 観測的に迫るキーワード
 - ・サーベイ(ただし、拡散成分の微細構造の検出)
 - ・近傍の系外銀河(例: LMC, NGC5775)
 - ・角分解能 ~ 0.1 秒角かそれ以下
- 期待するプロジェクト
 - ・ALMA→部分運用でLMCの古い超新星残骸シェル
 - ・SKA→高角分解能で磁場の空間情報
 - ・(SPICA→若い分子雲、水素分子輝線探査)
 - ・30m級→高角分解能で電離気体をトレースする輝線検出
 - ・X線観測衛星→高角分解能で軟X線マップ
 - ・宇宙線→Laynolds Layerからのガンマ線は検出できるか？