

# 標準銀河系モデルの構築 — SDSS 標準測光データによる検討 —

山縣 朋彦\*

## Global Structure of our Galaxy — Starcount analysis based on SDSS standard star catalog —

Tomohiko YAMAGATA

**要旨** Sloan Digital Sky Survey (SDSS) の観測によってまとめられた、天の赤道の南銀河半球 ( $|\delta| < 1.266^\circ$ ,  $20^h34^m < \alpha < 4^h00^m$ ) の、約 140 平方度にわたるおよそ 100 万個の標準星データを利用して、スターカウント解析を行った。解析に際しては、SDSS の *ugriz* カラーバンドを標準の Johnson UBV バンドに変換し、銀経銀緯にもとづいて 14 天域に分け、各天域で  $B-V$  のスターカウントヒストグラムとした。観測を再現するモデルは Yamagata & Yoshii (1992; YY) をベースにした。Chen et al. (2001) は、SDSS のデータを使って、独自にスターカウントのモデル解析を行っている。また、Juric et al. (2008) は同じく SDSS の最新データを使って個々の恒星の距離指数を求めることによって、銀河系の広い部分で恒星の 3 次元密度分布を出して、銀河系のモデル解析を行っている。これら 2 つの最近発表された銀河系モデルの結果は、従来の YY のモデルに対して、thick disk や halo の形や密度の値が異っている。特に halo の形について、YY は軸比 0.84 で丸いが、彼らは扁平な 0.55-0.64 という結果になっている。そこで、本論文では、彼らのパラメータと YY のパラメータで、それぞれ 14 天域についてモデルの再現を行い、SDSS 標準測光データと比較することによって、各モデルの妥当性を定性的に検証した。その結果、YY が示した銀河系モデルは、最新の SDSS データでも十分妥当なものであることが分かった。

キーワード：銀河系モデル、スターカウント、thin disk, thick disk, halo

### 1 はじめに

地球上の様々な方向での星の数を調べることによって、銀河系の立体構造を調べる手法、即ちスターカウントの方法（恒星係数法）は、古くは 18 世紀のハーシェル（W. Herschel）にまでさかのぼる。その後、様々な研究者が、銀河系の構造を内部から調べる方法として挑戦しつづけていた。この方法はいわば、森の中心近くにいて周りに見える木々 1 本ずつを数えて、森全体の形を推定しているようなものと考えればよい。手元に対象物を置いて実験ができない天文学の典型的な手法の一つと言えるかもしれない。統計的手法であるの

で、観測精度はもとより、局所的な揺らぎや統計誤差を小さくするためにもある程度の広さと数が必要で、観測データを得るのには、かなりの労力を要する。従って、近代的な観測解析手法が確立するまでは、スターカウントによる定量的な銀河系構造の解明は、事実上不可能であった。

それに対する一代転機は、1980 年代にやってくる。データに関しては、20 世紀後半から観測が始まったパロマーシュミットや UK シュミット、木曾シュミットによる広視野のシュミットカメラによって、1 枚の写真乾板で 1 度に数十平方度の視野が一樣な条件で撮影でき、記録されるようになったことがある。さらに、この写真乾板に写っているイメージをデジタル化するための高速乾板測定装置（マイクロデンシトメータ）の実用化と、測定された膨大なデータを一様且つ、定量的に一

\*やまがた ともひこ 文教大学教育学部学校教育課程

括処理するためのコンピュータの発展があった。写真測光は、その量子効率の低さから、現在のデジタル検出器と比べると、その精度や限界等級は相当低いが、広い領域の膨大なデータを一樣な方法で且つ、定量的に得られたということで、画期的であった。

一方、スターカウントデータを再現するための理論的なモデルは、恒星進化や銀河構造についての多くの要素を足し合わせ、数値的に積分する必要がある。これもデータ解析同様にコンピュータの発展によるところが大きい。Bahcall & Soneira (1980, 1981, 1984) は、当時利用できたスターカウントデータを再現するために銀河系を disk (thin disk) と halo の 2 成分としたモデルを作り、観測されるスターカウントのかなりの部分が説明できることを示した。これに対して、Yoshii (1982) と Gilmore & Reid (1983), Yoshii, Ishida, & Stobie (1987) はこの 2 成分だけでなく更に 3 つめの thick disk 成分が必要であることを示した。当初この thick disk 存在の可否は大きな議論となっていたが、その後の解析や、分光観測などにより追認されることとなり、現在ではその存在を疑う向きは無いと言っても良いであろう。その後、Yamagata & Yoshii (YY; 1992) は木曾シュミットによる純国産のオリジナルなデータも含めて、当時利用可能なスターカウントデータを総合的に使った銀河系モデルを示した。これは、その後 21 世紀になって、CCD によるスターカウントデータが出てくるまでは、スターカウント解析の事実上の決定版となっていた。これ以降は、天体観測用の写真乾板の唯一の供給元であったコダック社の写真乾板撤退と、CCD 素子を初めとする高量子効率の検出器の利用が進んだことにより、写真乾板を使っただけのスターカウントデータは現実的ではなくなってしまった。また、当初の CCD は素子が小さく単体では十分な視野をカバーすることができず、スターカウントのような統計的手法に適したデータはとりにくいということもあり、スターカウント解析はやや下火になっていた。

20 世紀終わり頃からモザイク状に複数の CCD 素子を並べるなどして CCD カメラでも広視野が確保できるようになってきた。これを利用した各種のサーベイ観測も活発に行われるようになってきた。このサーベイ観測の決定版とも言えるのが、Sloan Digital Sky Survey (SDSS; York et al. 2000) のグループによる一連の活動である。彼らは専用望遠鏡を設置し、膨大なデータ処理を行うためのシステムを作って、国際協力による潤沢な資金の元に徹底的な観測データの取得を始めた。Drift Scan という特殊な方法で、広視野を多色で自動的に撮影し、その画像から自動的に天体を検出してカタログ化している。当初 SDSS は銀河やクエーサーを検出することによって、宇宙の構造を調べることに力点があったが、現在ではさらに銀河系や太陽系の天体にまで対象が広がっている。稼働してから 5 年ほどで地球上の 8000 平方度以上を 5 つのカラーバンドで撮影しデータを得ている。SDSS では、検出されたデータを元に、更に分光観測も行っている。この一連のデータは画期的なもので、統計的手法によるデータ解析に十分耐えるものとなっている。SDSS データを使ったスターカウント解析は Chen et al. (2001) が行っている。また、やや手法は異なるが Juric et al. (2008) は同じ SDSS のデータを使って、個々の恒星の距離指数を求めることによって銀河系の立体構造を出すことで、銀河系を調べている。両者ともに膨大なデータを駆使して、最終的には最小 2 乗により銀河系のパラメータを決めている。結論はやや曖昧な部分もあるが、YY との目立った違いは thick disk の量が両者ともに YY より大きいことと、halo の扁平率が YY より小さく、銀河系は丸いと言うよりも扁平であるという結論になっている事である。扁平率は YY では 0.84 であるが、彼らは 0.55-0.64 である。

SDSS のデータはかなりの部分が公開されているが、実際に解析に使うためには更に詳細な較正が必要であり、元のデータにアクセスして独立して解析するには困難が伴う。Ivezic et al. (2007)

は SDSS の Release 5 をもとに, *ugriz* の 5 色で赤道付近 ( $|\delta| < 1.266^\circ$ ,  $20^h34^m < \alpha < 4^h00^m$ ) (南銀河半球) の約 140 平方度で標準星のデータを出している. 測光精度は  $\sim 1\%$  である. 銀河やクエーサーなど星以外の天体は取り除かれている. また, 変光星も除いてあり, 各領域の検出率も示してあるので, このデータを利用して, スターカウント解析が十分可能であると判断した. なお, この標準測光データは SDSS のホームページから取得できる. 我々は, このデータを銀経・銀緯によって, 領域ごとに分割し,  $B-V$  のカラー分布に変換したスターカウントヒストグラムを作った. さらに, YY, Chen et al. (2001), Juric et al. (2008) がそれぞれ示している銀河系パラメータで, 各領域のスターカウントを再現し, 各モデルの妥当性について, 定性的に調べたので, その結果を報告する. 尚, halo に見られる Overdensity を含めた定量的な解析については別論文 (Yamagata & Yoshii 2009) を参照されたい.

## 2 スターカウントデータ

Ivezic et al. (2007) のデータは  $|\delta| < 1.266^\circ$ ,  $20^h34^m < \alpha < 4^h00^m$  の範囲の天の赤道を中心とした領域の恒星の赤道座標と *ugriz* 5 バンドの等級の一覧表となっている. 明るい星や銀河等の影響で, 一部欠けているところもあるが, ほぼこの領域の恒星について,  $g$  等級で 14 等から 22 等の恒星を網羅している. 図 1 は銀河座標でのこの標準星の分布の様子である. 銀経の 55 度付近に大きい欠落部分があるが, 今回の解析ではこの部分は避けているので影響はない. ただし, 標準測光用のデータであるので, 点光源のうちで変光しているものは最終的なデータに組み入れていない. 変光しているものとしては RRLyra などの変光星と恒星以外のクエーサーが考えられる. 全点光源の数 ( $n_{all}$ ) と標準星として選んだものの数 ( $n_{std}$ ) との比 ( $\frac{n_{std}}{n_{all}}$ ) を充足率と定義すると, この充足率は Ivezic et al. (2007) の Figure 5 に赤経ごと

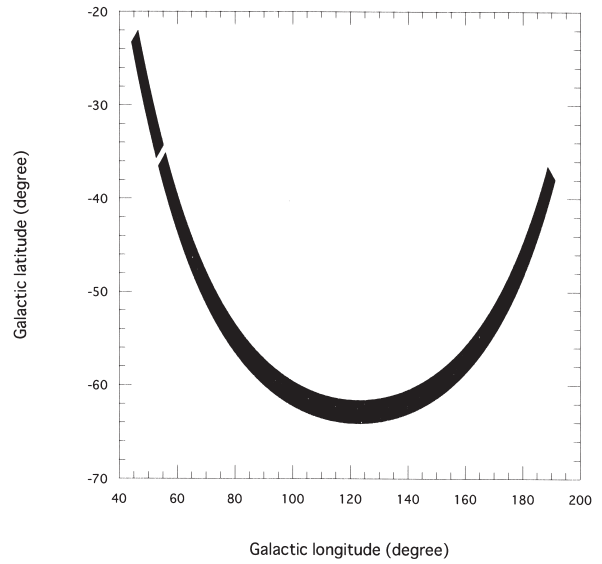


図 1 銀河座標での標準星の分布  
横軸は銀経、縦軸は銀緯である。

に与えてあるので, モデル計算の際はこれを考慮した.

データは赤道を中心に赤緯方向に幅  $2.532^\circ$  で広がっていて, 銀緯ではほぼ  $b = -20^\circ$  から  $b = -65^\circ$  まで, 銀経ではほぼ  $l = 40^\circ$  から  $l = 190^\circ$  まで分布している. このデータをモデルと比較するためにそれぞれ 10 平方度の 14 天域に分割した. 表 1 に, 分割した天域の中心の赤経, 銀経, 銀緯, 及び充

表 1 分割天域一覧

Field	RA(2000)	l(deg)	b(deg)	$\frac{n_{std}}{n_{all}}$
A	20:45	46.75	-25.00	0.56
B	21:08	50.13	-30.00	0.72
C	21:32	53.95	-35.00	0.82
D	21:56	58.42	-40.00	0.86
E	22:22	63.77	-45.00	0.84
F	22:49	70.58	-50.00	0.84
G	23:19	79.97	-55.00	0.84
H	23:58	95.52	-60.00	0.80
I	0:52	128.00	-62.85	0.80
J	1:45	150.35	-60.00	0.83
K	2:23	165.87	-55.00	0.83
L	2:54	175.27	-50.00	0.84
M	3:21	182.10	-45.00	0.81
N	3:46	187.43	-40.00	0.83

足率を示した。

SDSSはugrizのカラーバンドを使用している。これをJohnsonのUBVのカラーバンドに変換するのに、Lupton(2005)の式から求めた以下の式を使った。

$$\begin{aligned} V &= g - 0.5784(g - r) - 0.0038, \\ B - V &= 0.8914(g - r) + 0.2309. \end{aligned} \quad (1)$$

星間吸収の補正は、Shlegel et al.(1998)の100 μmのダストmapから得られたものを使った。各恒星についてrバンドの吸収係数( $a_r$ )はIvezic et al.(2007)に示されている。他バンドへの変換は、Vバンドの吸収係数 $a_v$ とreddening  $E(B - V)$ の比、 $R_v = 3.1$ を仮定した変換値がShlegel et al.(1998)のTable6にあるので、それを利用した。

以上から、各天域について、スターカウントデータを、 $V = 14$ 等から $V = 22$ 等まで、 $B - V$ カラーについて0.1等幅にしたものが、図3の灰色のヒストグラムである。

### 3 銀河系モデル

本論文では、YYの銀河系モデルをベースにして、Chen et al.(2001), Juric et al.(2008)のそれぞれのモデルパラメータも再現し、YYと比較していずれがより良くデータを再現できるのかを定性的に検証した。

#### 3.1 Yamagata and Yoshii (1992) のモデル

ある恒星の、見かけの等級を $V$ 、絶対等級を $M_v$ 、距離を $z(\text{pc})$ とすると、

$$V - M_v = 5 \log z / 10 + a_v \quad (2)$$

となる。ただし、 $a_v$ は星間吸収である。また、絶対等級 $M_v$ は恒星の種類(例えば、主系列星、巨星、金属量等)によって、色指数 $B - V$ と一定の関係(HR図)があるので、色指数と見かけの

等級が決まると式(1)から距離が決まる。従って、見かけの等級が $V - 1/2$ 等から $V + 1/2$ 等で、色指数が $C - \Delta/2 < B - V < C + \Delta/2$ の範囲の恒星の数は観測方向を決めると、次の式で表される。

$$A(V, C) = \omega \sum_{i,j} \int_{z(V,C)} \varphi_{j,z}(M_v) D_i(z) z^2 dz \quad (3)$$

ここで、添え字 $i$ は銀河系を構成する各成分を表し、YYでは、3成分即ち、thin disk, thick disk, haloを想定している。また、 $j$ は恒星の種類を表し、主系列星と巨星を想定している。 $\varphi_{j,z}(M_v)$ は観測方向の距離 $z(\text{pc})$ における光度関数、即ちその場所での絶対等級 $M_v$ の恒星の密度を表している。 $D_i(z)$ はその場所での各成分の密度関数を表している。尚、モデル計算の際には銀河系を軸対象と仮定している。

thin disk, thick diskの密度関数は、銀河中心を原点とした円筒座標系( $R, Z$ )を使って、次の式で表されるものとしている。

$$\begin{aligned} D_{thin}(R, Z) &= n_0 \exp[-(R - R_\odot)/H_{R,thin} \\ &\quad - |Z|/H_{Z,thin}(M_v)], \end{aligned} \quad (4)$$

$$\begin{aligned} D_{thick}(R, Z) &= A_{thick} n_0 \exp[-(R - R_\odot)/H_{R,thick} \\ &\quad - |Z|/H_{Z,thick}], \end{aligned} \quad (5)$$

いずれも、半径方向、垂直方向ともに指数関数で表される。 $n_0$ は太陽近傍での恒星の密度で $n_0 = 0.0093 \text{ stars pc}^{-3}$ 、 $R_\odot$ は銀河中心から太陽までの距離で8kpcを仮定している。 $H_Z, H_R$ はそれぞれ、scale height, scale lengthで、垂直方向、半径方向のdiskの広がりパラメータである。thin diskのscale heightは恒星の絶対等級の関数となっていて、主系列星については、絶対等級の明るい早期型では90pcを仮定した。晩期型については、データ解析から350pcの値を得ている。巨星は250pcを仮定している。 $A_{thick}$ はthin disk成分とthick disk



成分の恒星数密度の比を表している。

halo について, YY は de Vaucouleurs (1978) の 1/4 乗則で再現している (式 6) が, 最近の Chen et al. (2001) や Juric et al. (2008) はべき乗則 (式 7) を使っている。

$$D_{halo}(R, Z) = A_{halo}n_0(s/R_{\odot})^{-7/8} \times \exp[-7.669r_e^{-1/4}(s^{1/4} - R_{\odot}^{1/4})], \quad (6)$$

$$D_{halo}(R, Z) = A_{halo}n_0(s/R_{\odot})^{-p}, \quad (7)$$

ここで,  $s^2 = R^2 + Z^2/q^2$  であり,  $q$  は halo の扁平度になっている。系外銀河の表面測光では, 1/4 乗則で良いフィッティングが得られている。我々の銀河が他の銀河と著しく違わないと考える方が自然であるので, 1/4 乗則で合わせることに不自然さはないものと考えている。ただし, べき乗則の方がフィッティングの際のパラメータが 1 つ多くなるので, 一般的にはフィッティングは良くない

表 2 YY (1992) モデルの主なパラメータ

<b>太陽系の位置:</b>	
銀河中心までの距離	8 kpc
銀河面からの距離	40 pc 北
<b>Thin Disk 成分:</b>	
太陽近傍での星密度	0.093 stars pc <sup>-3</sup>
晩期型主系列星の Scale height	350 pc
巨星 (subgiant) の Scale length	250 pc
Scale length	3.8 kpc
光度関数	McCluskey (1966)
<b>Thick Disk 成分:</b>	
太陽近傍での thin disk との密度比	0.019
Scale height	900 pc
Scale length	3.8 kpc
光度関数	球状星団のもの
<b>Halo 成分:</b>	
太陽近傍での thin disk との密度比	0.0011 (=1/900)
密度関数	deprojected $r^{1/4}$ law
有効半径	2.7 kpc
軸 比	0.84
光度関数	球状星団のもの

る傾向にある。また, 1/4 乗則はべき乗則で  $p = 3.5$  とほぼ同じ分布になる。  $A_{halo}$  は thin disk 成分と halo 成分の恒星数の比を表している。

YY は, 木曾シュミット観測で得られた SA54 ( $l = 200^\circ, b = 59^\circ$ ) を含めて, 当時, 得られていた写真測光のデータを総合的に使って, 銀河系の構造を調べ, 表 2 のような結果を得ている。

### 3.2 スターカウント解析の実際

モデルと観測から得られたスターカウントデータを比較することにより, 銀河系各成分のパラメータを調べることができる。天域や星の等級, 色指数等によって, 銀河系の各パラメータの変動に敏感なところがある。各成分の構造パラメータは比較的直感的に理解できる。即ち, scale height は垂直方向の広がりであるので, 銀極方向のデータを調べればよい。また, scale length は水平方向なので, 銀緯ができるだけ低い方向で銀河中心と反銀河中心の両方を比較すれば決めやすい。ただし, 銀緯が低いところでは, 星間吸収が大きく且つ, その変動も大きいので, 吸収量 ( $a_v$ ) を別途正確に決める必要がある。さらに, 銀緯  $0^\circ$  付近では, 恒星の密度も飛躍的に大きくなるので, 恒星が重なって見える確率が高くなり, 観測データ自体も解析が困難になる。Halo の扁平度は, 銀緯の異なる 2 方向を調べればよい。ただし, halo の密度関数をべき乗にした場合は, べきの値も絡んでくるので, それほど明確ではなくなる。この点の議論は Yamagata & Yoshii (2008) を参照されたい。

次に銀河系を構成する各成分ごとについても, その寄与が出やすいところがいくつか存在する。1 例として, 図 2 は Field-I について, YY にもとづいて V 等級で 14 等から 22 等まで, 1 等級ごと  $B - V$  の幅 0.1 等でスターカウントのモデル計算をしたものである。各成分について, 主系列星 (dwarf) と巨星 (giant) 別にスターカウントを再現している。赤線は thin disk の giant, 青線は thin disk の dwarf, 紫線は thick disk の giant, 水色

Field-I  $l=128.0, b=-62.85$

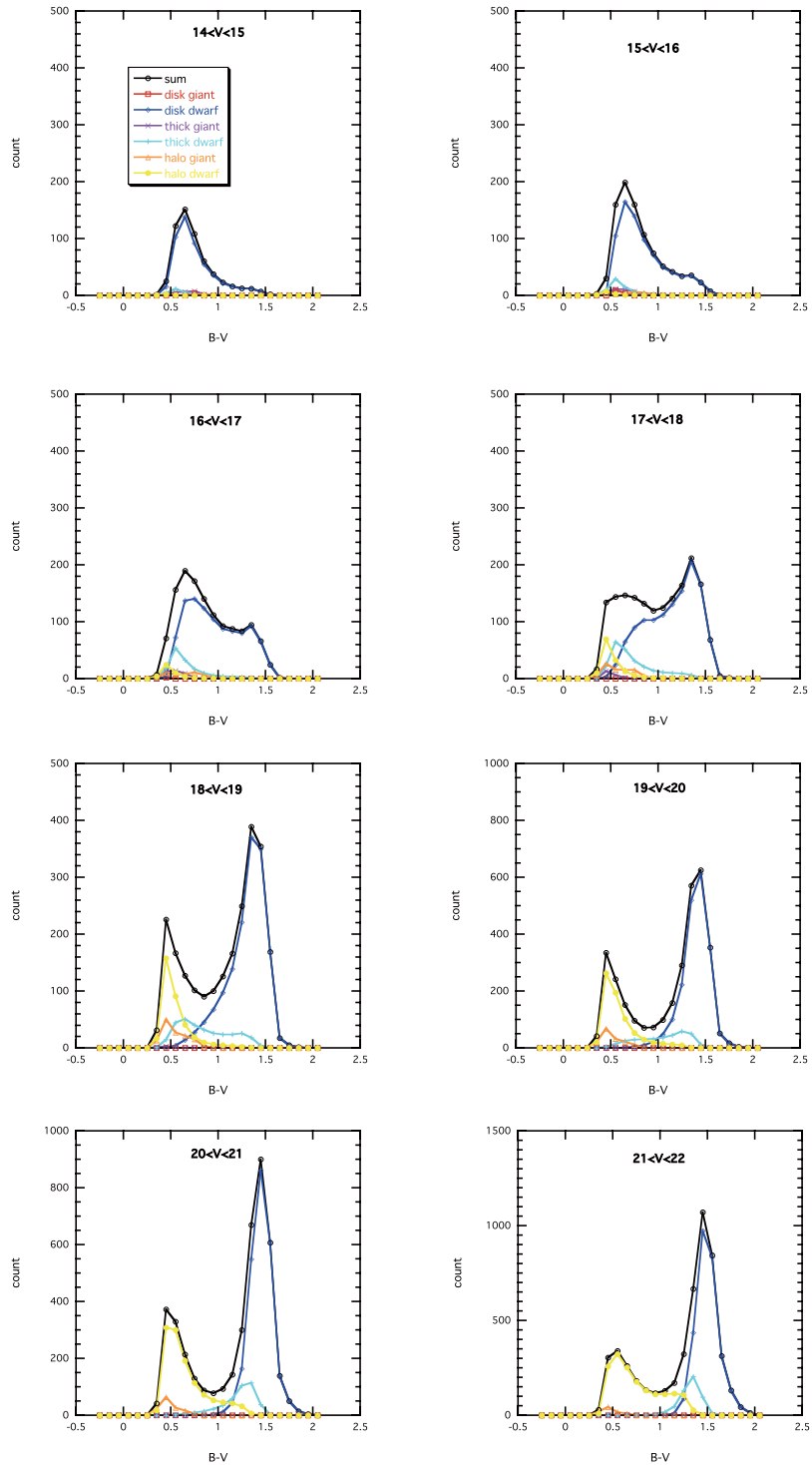


図2 Yamagata & Yoshii (1992) モデルによる Field-I ( $l = 128.0^\circ, b = -62.85^\circ$ ) のスターカウントの計算値。V等級で14等から22等まで、1等級ごと  $B-V$  の幅0.1等でスターカウントのモデル計算をしたものである。各成分について、主系列星 (dwarf) と巨星 (giant) 別にスターカウントを再現している。赤線は thin disk の giant の数、青線は thin disk の dwarf の数、紫線は thick disk の giant の数、水色線は、thick disk の dwarf の数、橙線は halo の giant の数、黄線は halo の dwarf の数をそれぞれ示している。黒線はこれらを足し合わせたもので、モデルから予想される観測値である。詳細は本文参照のこと。

線は, thick disk の dwarf, 橙線は halo の giant, 黄線は halo の dwarf のスターカウントをそれぞれ示している. 黒線はこれらを足し合わせたもので, モデルから予想される観測値である. 観測領域によって各成分のスターカウントの比率は異なるが, 大局的には,  $V < 16$  の明るいところでは, thin disk 成分が卓越している.  $16 < V$  ではスターカウントデータの  $B-V \sim 0.5$  と  $B-V \sim 1.4$  に2つのピークが現れることが多い. 前者は図2に示した等級範囲では, 主に, thick disk と halo の恒星でできており, 後者は大半が thin disk の恒星からなる. Field-I については, thick disk の  $B-V \sim 0.5$  のピークでの寄与は  $17 < V < 19$  で最大となり, この付近で thick disk のパラメータが決めやすいことになる. それよりも暗いところでは, thick disk の寄与は thin disk と同じ  $B-V \sim 1.4$  のピークに移っていくので, halo のパラメータは  $19 < V$  の  $B-V \sim 0.5$  のピークで決まりやすいことになる. 天域が変わると各構成成分の比率やスターカウントの大きさ(縦軸の値)が変わるので, 多くの領域でのスターカウントの様子を調べることにより, 銀河系の各構成成分のパラメータが決められる. また, 同時に銀河赤道を挟んで, 対称な場所で両方のスターカウントデータがある場合は, 太陽系の銀河面からの距離を決めることも可能である.

表3 Chen et al. (2001) モデルの主なパラメータ

太陽系の位置:	
銀河面からの距離	27 pc 北
Thin Disk 成分:	
晩期型主系列星の Scale height	330 pc
Thick Disk 成分:	
太陽近傍での thin disk との密度比	0.13-0.065
Scale height	580-750 pc
Halo 成分:	
太陽近傍での thin disk との密度比	0.00125
密度関数	Power law ( $p=2.5$ )
軸比	0.55

### 3.3 Chen et al. (2001) のモデル

Chen et al. (2001) は SDSS の天の赤道に沿った  $|\delta| < 1.3^\circ$  の北銀河半球 ( $11^h00^m < \alpha < 15^h00^m$ ) と南銀河半球 ( $23^h36^m < \alpha < 3^h00^m$ ) のおよそ 279 平方度の領域のスターカウントデータ ( $g-r$ ) をもとに, 銀河系モデル解析を行っている. 一部は我々の今回のデータと同じ領域を含んでいる. 彼らの主要な結果は, 南北の膨大なスターカウントデータを利用することによって, 銀河系の垂直方向の構造を調べたことである. 即ち, 太陽系の銀河面からの距離, thin disk, thick disk それぞれの scale height, thick disk の thin disk に対する密度比, halo の軸比を最小 2 乗によって求めている. ただし, 本論文に示したような各天域に分けての詳細な結果は出していない. 彼らの得た銀河系のパラメータは表3に示したとおりである. YY との大きな違いは, thick disk の密度が 10 倍くらい大きいことと, halo の軸比が 0.55 と小さく, YY が軸比 0.84 で, どちらかという丸い halo であるのに対して, 扁平な halo になっていることである. さらに, halo の密度関数として,  $-2.5$  乗 ( $p=2.5$ ) のべき乗則が良いとしている. もっとも, 一方で彼らは,  $1/4$  乗則を全面的に否定しているわけではない. さらに, Chen et al. (2001) の Fig12, Fig13 を詳細に見てみると, べき乗則で  $p=2.5$ , 軸比  $q=0.55$  に最尤値の最小のピークが確かに来ているが, 最尤値のコントアは  $p=3.5$ ,  $q=0.8$  の方向に伸びており, 一概に丸い halo で  $1/4$  乗則を否定するものでもないと解釈する余地がある.

Chen et al. (2001) は, 解析によって求めた thick disk の密度比と scale height の結果には幅を持たせている. そこで, 我々は彼らのモデルを再現するために, 密度比は 0.12, scale height は  $700pc$  とし, halo の密度関数は式 (5) で  $p=2.5$  とした. その他は表3のパラメータを使った. 表3に示している以外のパラメータは YY と同じものを使っている.

### 3.4 Juric et al. (2008) のモデル

Juric et al. (2008) は最新の  $|b| > 25^\circ$  の 6500 平方度の膨大な量の SDSS データを利用し、分光視差の方法で銀河系の密度分布を出している。彼らは、個々の恒星を主系列星と仮定して、色指数  $r-i$  から絶対等級を推定し、見かけの等級との比較から個々の恒星について、距離を推定している。推定された恒星の距離の分布と天球上の位置から恒星の 3次元分布を出して、銀河系のいろいろな方向の断面、いわば断層写真のようなものを作って銀河系の構造を調べている。Ibata, Gilmore, & Irwin (1994) が銀河中心の近くに矮小銀河 (Sagittarius dwarf galaxy) を発見して以来、それからの stream と考えられる halo 成分の不規則分布 (overdensity) が次々に見つかっている (例えば, Yanny et al. (2000), Newberg et al. (2002), Majewski et al. (2003), その他の参考文献は Helmi (2008) の review を参照)。Juric et al. (2008) も新たに、おとめ座方向に大規模な不規則成分を検出している。彼らは、明らかな不規則成分以外にも統計的に不規則成分を取り除いて、銀河系の成分に対するフィッティングを行っている。その主なパラメータは表 4 にまとめてある。Chen et al. (2001) と同様に YY に比べて大きい thick disk の密度を出している。また、halo の軸比は、扁平 ( $q=0.64$ ) であるとし、密度関数は  $p=2.8$  のべき乗則であるとしている。さらに、halo の密度に関しては、YY や Chen (2001) よりも 5 倍くらい大きい値となっている。

彼らは光度関数を仮定しないで、thin disk の太陽近傍での恒星密度も  $r-i$  の色指数ごとにフィッティングして決めている ( $0.0011-0.0064 \text{ stars pc}^{-3}$ )。モデルを再現するにあたって、この点は考慮せずに、YY の光度関数を使った。従って、Juric et al. (2008) の決めたパラメータで再現したスターカウントモデルについては、手法の違いによる結果への影響を別途検討する必要がある。

## 4 データとモデルの比較

表 1 に示した 14 天域それぞれについて、図 3A ~ N に観測データと各モデルで再現したスターカウントを示した。灰色のヒストグラムが観測データである。赤は YY のモデル、青は Chen et al. (2001) のパラメータによるモデル、水色が Juric et al. (2008) のパラメータから再現したモデルによるスターカウントである。

各天域の面積は 10 平方度であるが、モデル計算するには表 1 の充足率を掛けて調整した。

表 4 Juric et al. (2008) モデルの主なパラメータ

太陽系の位置:	
銀河面からの距離	24-25 pc 北
Thin Disk 成分:	
Scale height	300 pc
Scale length	2.6 kpc
Thick Disk 成分:	
太陽近傍での thin disk との密度比	0.12
Scale height	900 pc
Scale length	3.6 kpc
Halo 成分:	
太陽近傍での thin disk との密度比	0.005
密度関数	Power law ( $p=2.8$ )
軸 比	0.64

標準測光データから除いているものの中にはクエーサーも含まれており、その場合は、そのまま充足率を使うと調整過多になっているはずであるが、 $V < 22$  の範囲では無視しうるものと考えている。また、データの明るい部分では、観測の際に CCD が飽和を起こしているため、データの欠落が大きくなっている可能性があるとのことである (Ivezic et al. (2007))。実際図 3 の各スターカウントを見ると、 $14 < V < 15$  では、データは 3 つのモデルの値すべてよりも低めに出ている。暗い部分での限界等級の影響は  $21 < V < 22$  の  $B-V < 1.0$  で、データが少なくなっていることから、明らか



にその影響が現れていることが分かる。この部分には当然 halo の星を作るピークが存在するはずである。

thin disk, thick disk, halo の3成分から大きく外れる不規則成分が、特に halo に多く見つっている。今回のデータからも、その存在を確認することができる。その定量的な解析は Yamagata & Yoshii (2008) を参照されたい。ここで見つかったものは Sagittarius dwarf galaxy から延びる stream ということである (Yanny et al. (2000), Majewski et al. (2003))。図3のスターカウントでは、Field-H ~ Field-N の  $20 < V < 21$  の2つのピークのうちの  $B - V \sim 0.5$  の青い方のピークに現れている。図3のみから、stream の寄与を確認するのはやや困難であるが、Field-J, Field-K あたりで最大になっている。

以上から、14天域のデータとモデルを大局的に比較する際には、CCDの飽和の影響が出ている明るいとところと stream の影響と限界等級の影響が出ている暗いところを除いて、 $15 < V < 20$  で検討するのが妥当であろう。

まず、Juric et al. (2008) のパラメータによるモデルは、どの天域でも  $B - V < 1.0$  で観測データより、かなり多くのスターカウントを予測している。直接的な原因として最も大きいのは、YY や Chen et al. (2001) に比べて halo の密度が、5倍ほど大きいことにある。ただし、3.4でも述べたように、Juric et al. (2008) は銀河系成分のパラメータを出す前に不規則部分 (overdensity) の切り分けをしてから行っていることと、thin disk の恒星密度を恒星の色指数ごとに、密度分布からフィッティングしているので、光度関数を仮定しているモデル解析と必ずしも整合性がとれていない可能性がある。従って、その妥当性について断言するには、別途詳細に検討する必要がある。

Thin disk の寄与は各 Field の各等級で  $B - V \sim 1.5$  の赤いピークで大きくなるが、この部分では各モデルともに違いは顕著ではない。逆に言うとどのモデルもデータをうまく再現している。

Thick disk の寄与は  $16 < V < 19$  で、 $B - V \sim 0.5$  の青いピークで大きくなる。YY と Chen et al. (2001) を比べると、この部分では常に Chen et al. (2001) が YY よりも数を多く予測している。データと比較すると Field-D, Field-E, Field-F では Chen et al. (2001) の方がよりデータに合っているように見えるが、他の Field ではすべて YY がより良くデータを再現している。Chen et al. (2001) の Fig9 にもあるように、thick disk の密度と、scale height は相関があり、フィッティングの際に片方を小さくするとをもう1方が大きくなってしまう。この違いは最小2乗のフィッティングでは微妙であるので、今回のように領域に分けて詳細に検討することが肝要となる。この結論は更に天域を増やして検討する余地がある。

Halo の寄与は  $V > 18$  で  $B - V \sim 0.5$  の青いピークで大きくなる。暗くなればなるほどこのピークでの thick disk の寄与が小さくなり、逆に halo の寄与が大きくなる。従って、halo を調べるにはより暗い等級での  $B - V \sim 0.5$  のピークのデータが望ましい。  $18 < V < 20$  では thick disk の寄与もあるので、判断は難しいが、YY と Chen et al. (2001) のどちらがデータに近いかは定性的には必ずしも判断できない。しかしながら、stream の影響の出てくる  $20 < V < 21$  における  $B - V \sim 0.5$  の青いピークを見ていくと、Field-A ~ Field-G では、両者ともに同じ値 (データと一致) を示しているが、Field-M, Field-N では見かけ上は Chen et al. (2001) の方が良くデータを再現している。Field-I ~ Field-L では、Chen et al. (2001) の値も観測データよりも小さい値になっている。この部分は Sagittarius stream による overdensity (Yamagata & Yoshii (2008)) であるので、YY の方がより halo を忠実に再現していると考えの方が妥当であると思われる。Chen et al. (2001) はフィッティングの際に stream 成分を小さく評価した分だけ、halo の値に影響を与えた可能性がある。

Chen et al. (2001), Juric et al. (2008) は YY の

モデルに対して, thick disk は密度がより大きく, scale height がより小さいこと, halo については軸比が 0.55 と扁平で, 密度関数はより平坦なものであるという主張である. 銀経で  $l=40^\circ$  から  $l=190^\circ$  まで, 銀緯で  $b=-20^\circ$  から  $b=-65^\circ$  までの, 14 天域について, 各モデルによってスターカウントを再現し SDSS 標準測光データによる観測値と比較した結果, YY の示した標準的な銀河系モデルは, 最新のデータでも依然として妥当であると言って良いことが分かった. 即ち, ここでの検討から, thin disk に対する thick disk の密度はおよそ 2%, scale height は 900pc であり, また halo は多くの銀河で見られるように丸いと考える方が自然であると言って良いことが明らかになった.

本研究にあたっては, 東京大学大学院天文学教育研究センターの吉井讓教授には, 公私にわたって, 多大な協力をいただきました. ここに, 感謝の意を表したいと思います.

以下の文章は SDSS のデータ使用に関する acknowledgment である.

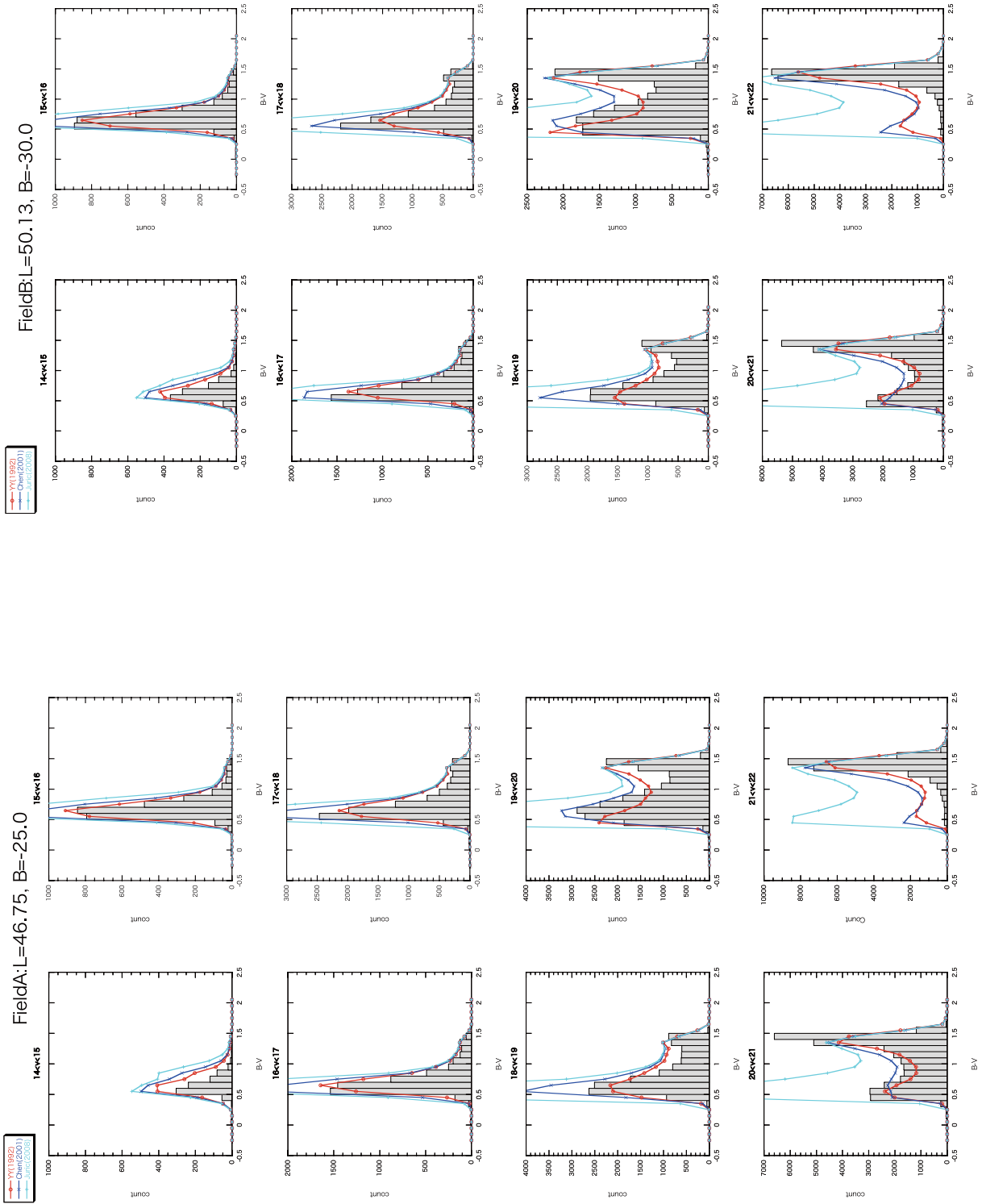
Funding for the SDSS and SDSS-II has been provided by the Alfred P. Sloan Foundation, the Participating Institutions, the National Science Foundation, the U.S. Department of Energy, the National Aeronautics and Space Administration, the Japanese Monbukagakusho, the Max Planck Society, and the Higher Education Funding Council for England. The SDSS Web Site is <http://www.sdss.org/>.

The SDSS is managed by the Astrophysical Research Consortium for the Participating Institutions. The Participating Institutions are the American Museum of Natural History, Astrophysical Institute Potsdam, University of Basel, University of Cambridge, Case Western Reserve University, University of Chicago, Drexel University, Fermilab, the Institute for Advanced Study, the Japan

Participation Group, Johns Hopkins University, the Joint Institute for Nuclear Astrophysics, the Kavli Institute for Particle Astrophysics and Cosmology, the Korean Scientist Group, the Chinese Academy of Sciences (LAMOST), Los Alamos National Laboratory, the Max-Planck-Institute for Astronomy (MPIA), the Max-Planck-Institute for Astrophysics (MPA), New Mexico State University, Ohio State University, University of Pittsburgh, University of Portsmouth, Princeton University, the United States Naval Observatory, and the University of Washington.

#### 【参考文献】

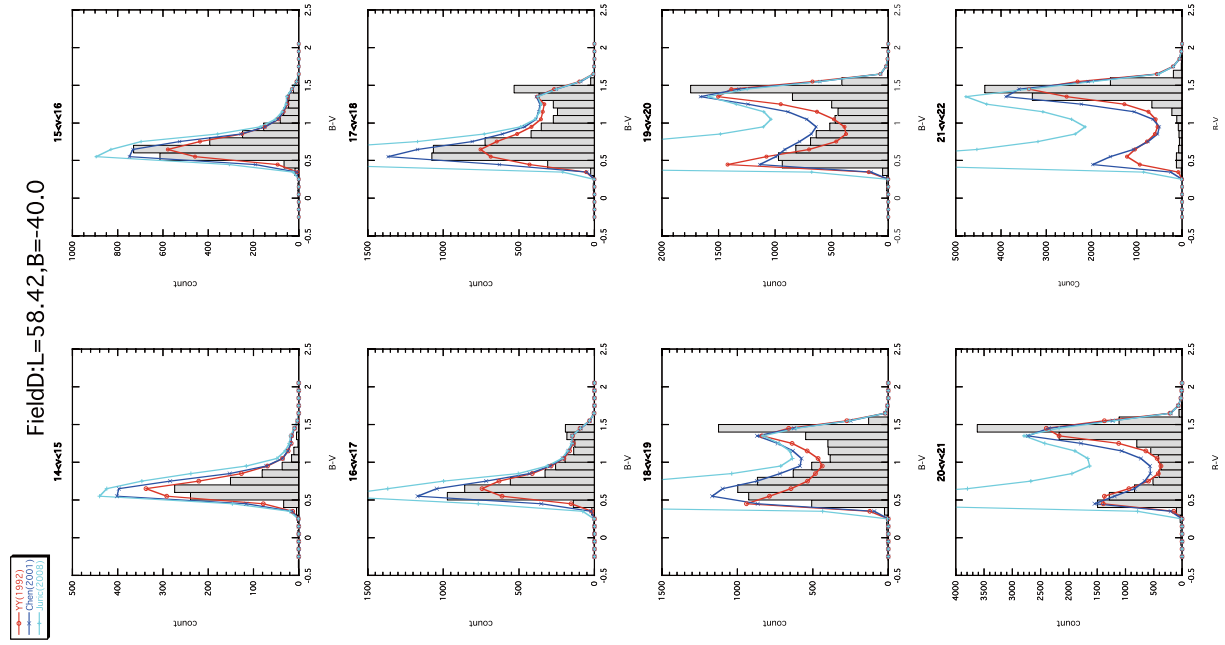
- [1] Bahcall, J. N., & Soneira, R. M., 1980, ApJS, 44, 73
- [2] Bahcall, J. N., & Soneira, R. M., 1981, ApJS, 47, 357
- [3] Bahcall, J. N., & Soneira, R. M., 1984, ApJS, 55, 67
- [4] Chen, B., et al., 2001 ApJ, 553, 184
- [5] Gilmore, G., & Reid, N., 1983, MNRAS, 202, 1025
- [6] Helmi, A., 2008, Astron Astrophy Rev, 15, 145
- [7] Ibata, R. A., Gilmore, G., & Irwin, M. J., 1994, Nature, 370, 194
- [8] Ivezić, Z., et al. 2007, AJ, 134, 973
- [9] Juric, M., et al., 2008 ApJ, 673, 864
- [10] Lupton, R. H., 2005, SDSS ホームページ, <http://www.sdss.org/dr4/algorithms/sdssUBVRITransform.html>
- [11] Majewski, S. R., Skrutskie, M.F., Weinberg, M. D., & Ostheimer, J. C., 2003, ApJ, 599, 1082
- [12] Newberg, H. J., et al. 2002, ApJ, 569, 245
- [13] Shlegel, D. J., Finkbeiner, D. P., & Davis, M., 1998, ApJ, 500, 525
- [14] Yamagata, T., & Yoshii, Y., 1992, AJ, 103, 117
- [15] Yamagata, T., & Yoshii, Y., 2009, to be submitted
- [16] Yanny, et al., 2000, ApJ, 540, 825
- [17] York et al., 2000, AJ, 120, 1579
- [18] Yoshii, Y., 1982, PASJ, 34, 365
- [19] Yoshii, Y., Ishida, K., & Stobie, R. S., 1987, AJ, 92, 323



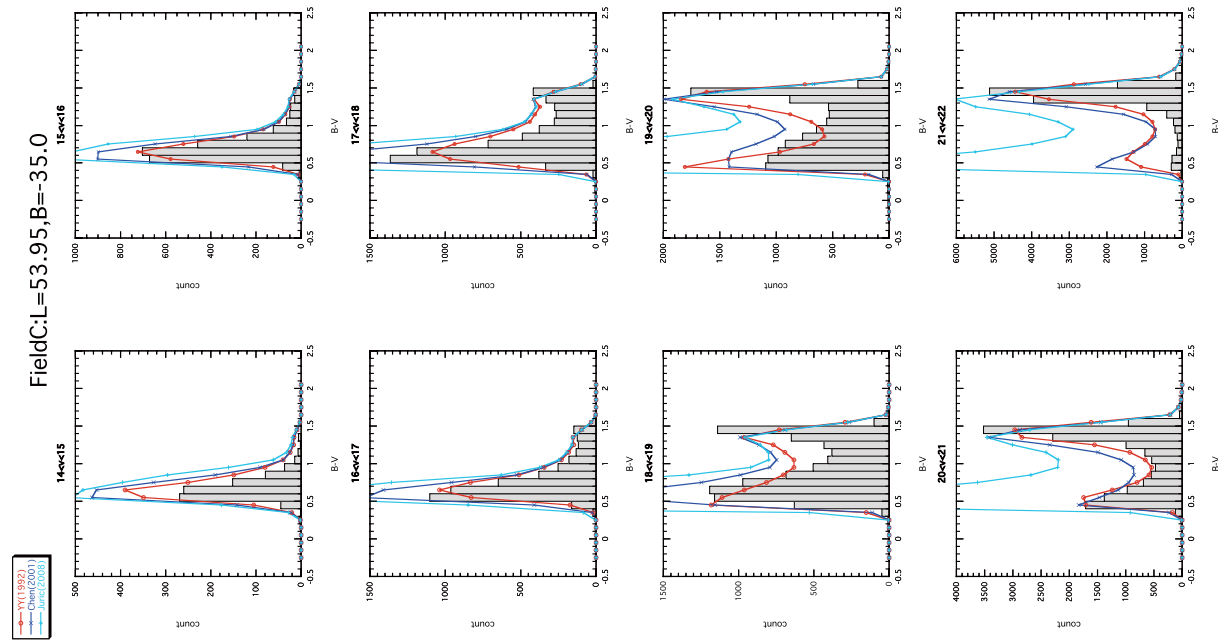
☑ 3B

☑ 3A

図3 表1に示した14天域それぞれについて、観測データと各モデルで再現したスターカウントを示した。各天域で、V等級で14等から22等まで、1等級ごとに、 $B - V$ の幅0.1等でスターカウントを示している。灰色のヒストグラムが観測データである。赤はYamagata & Yoshii (1992)のモデル、青はChen et al. (2001)のパラメータによるモデル、水色がJuric et al. (2008)のパラメータから再現したモデルによるスターカウントである。詳細は本文参照のこと。

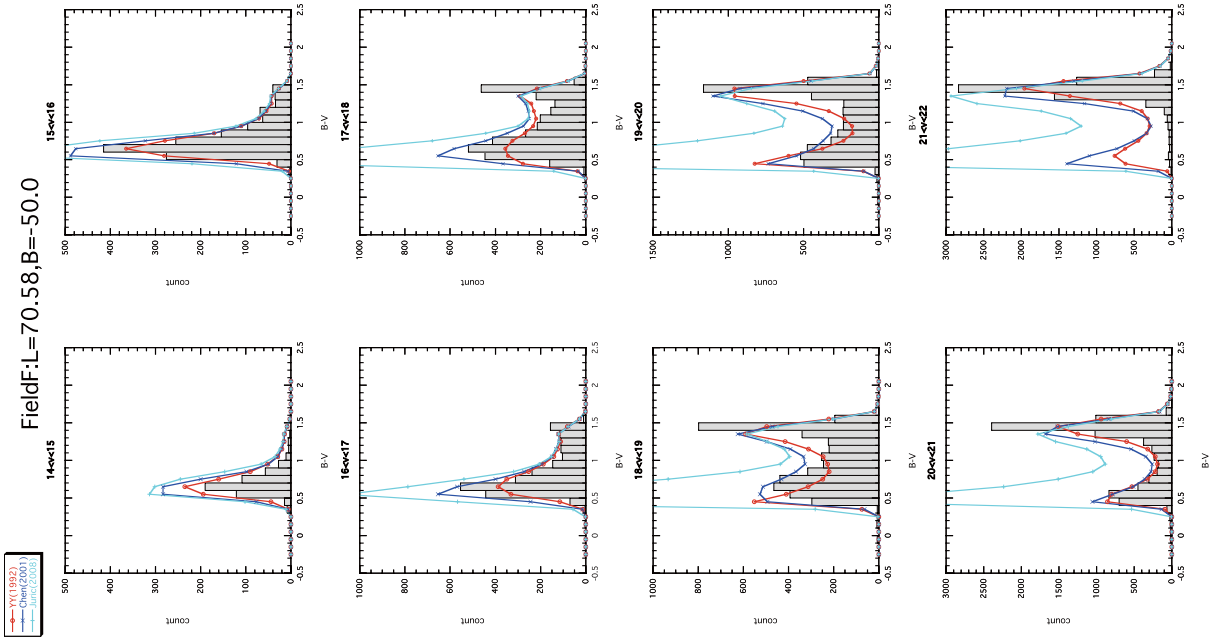


3D

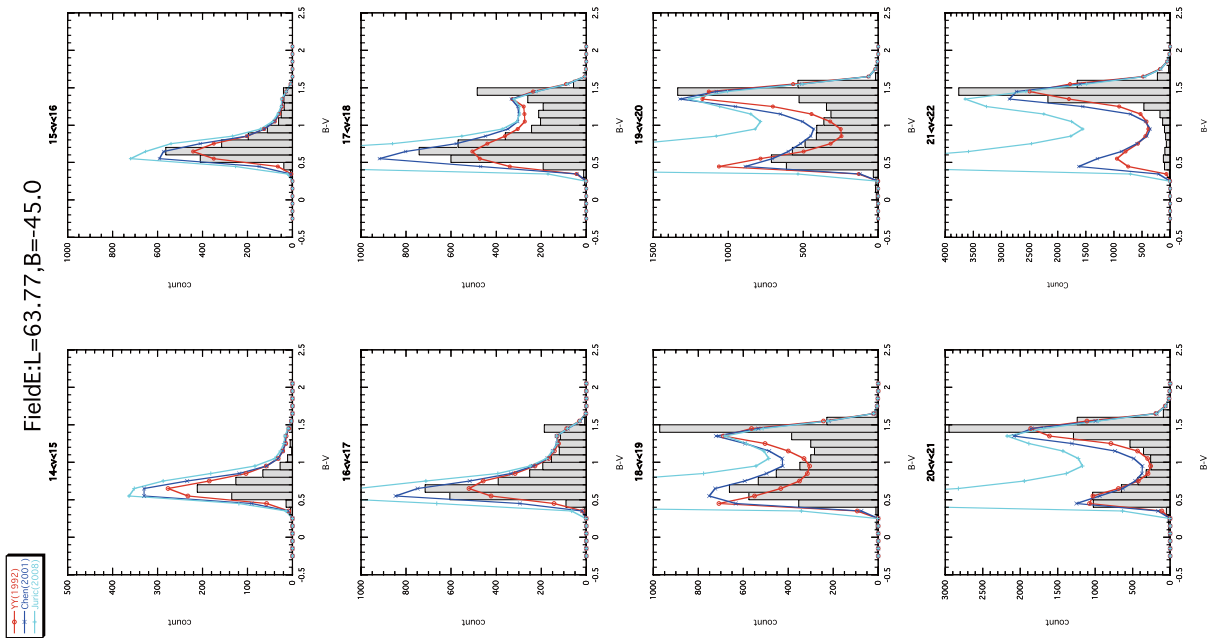


3C

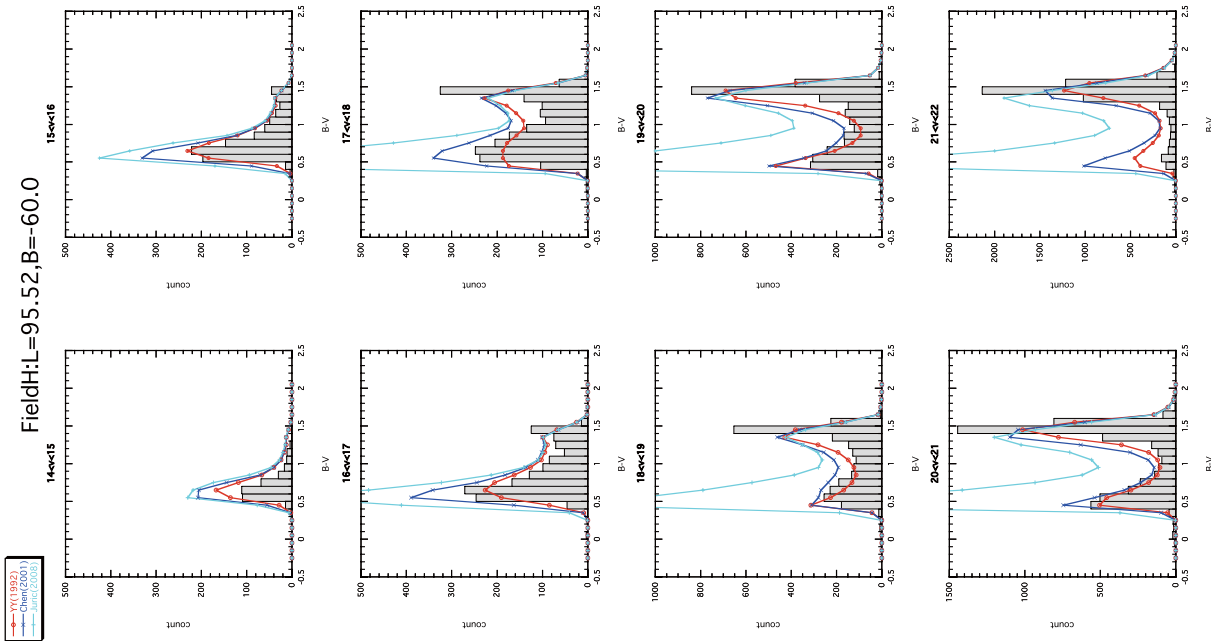




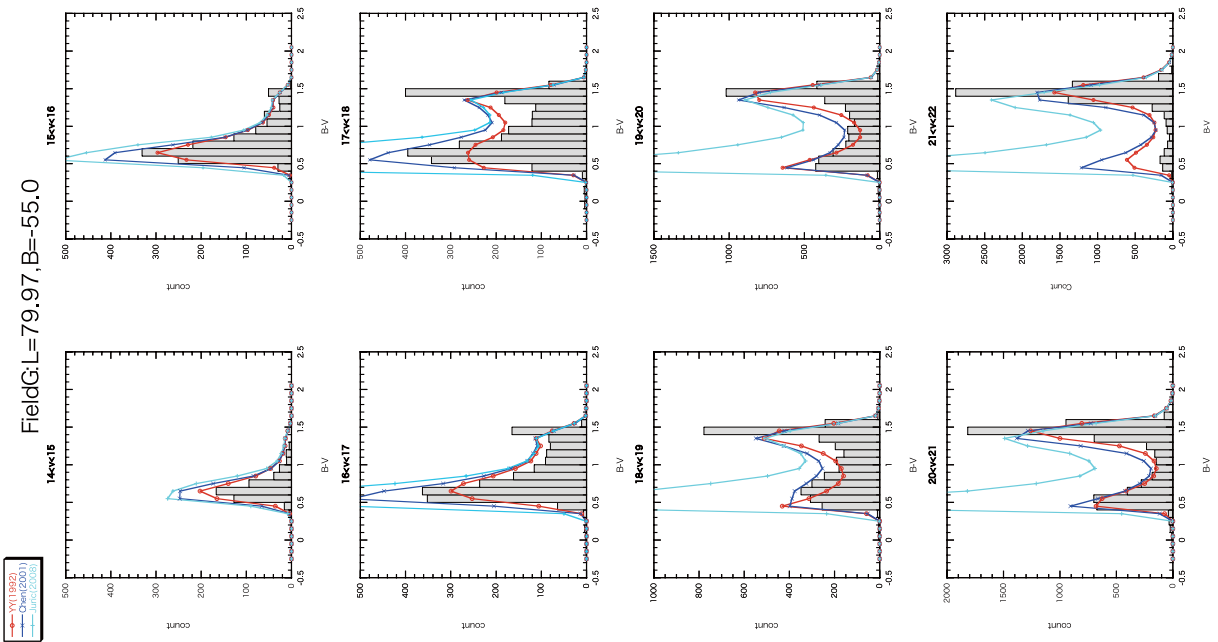
3F



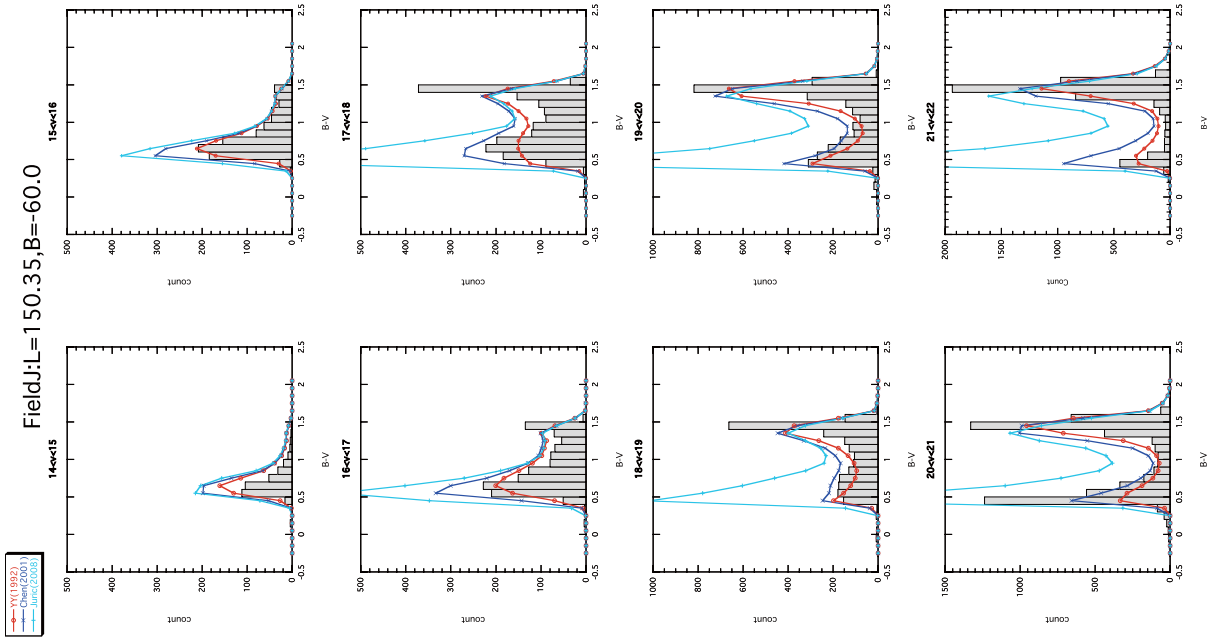
3E



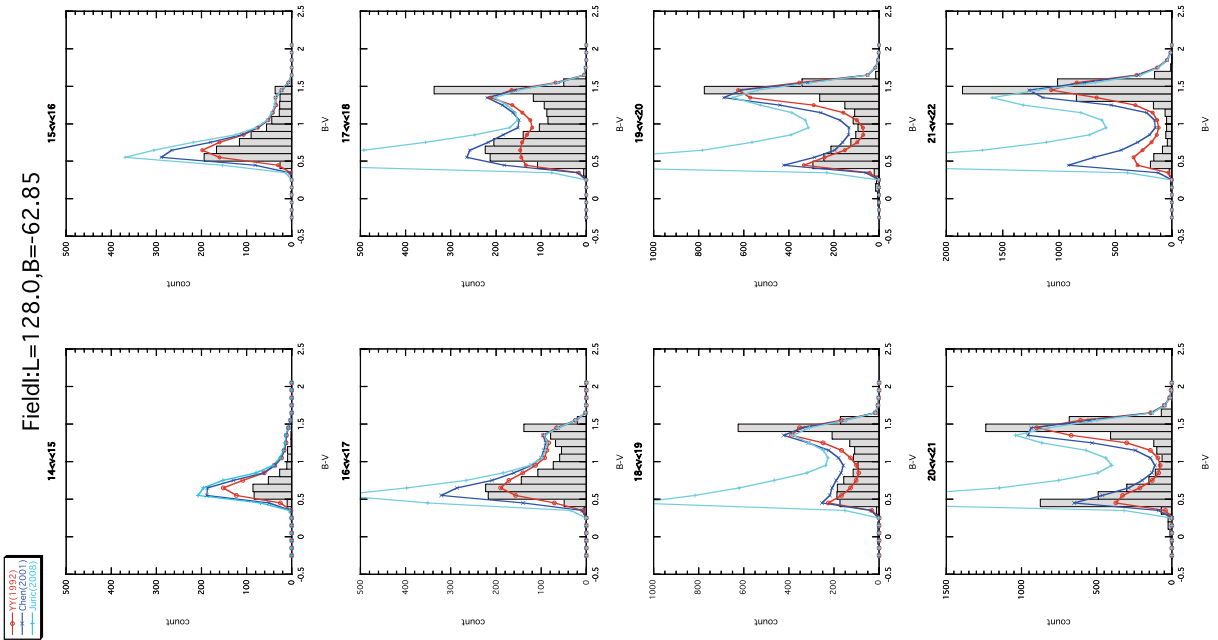
3H



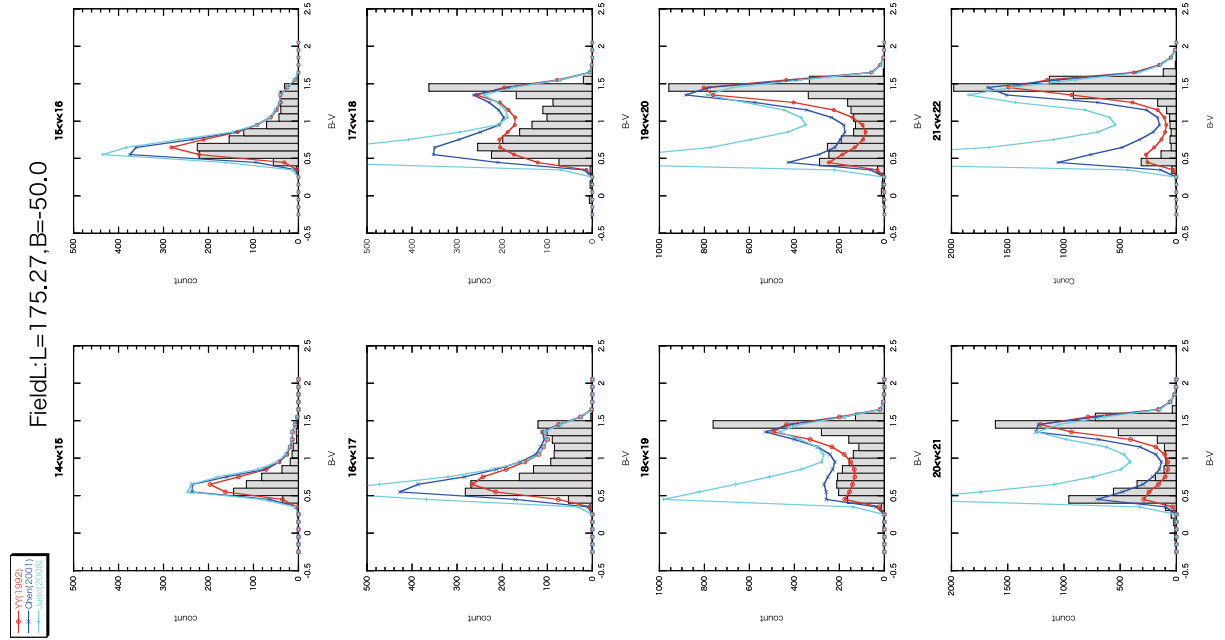
3G



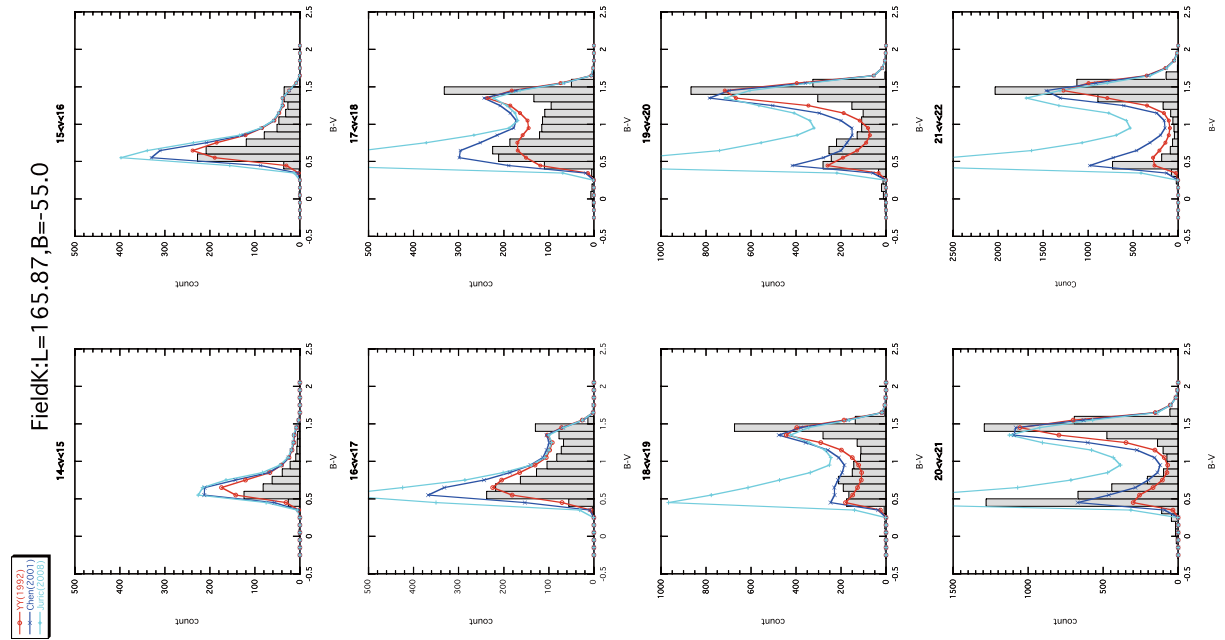
3J



3I

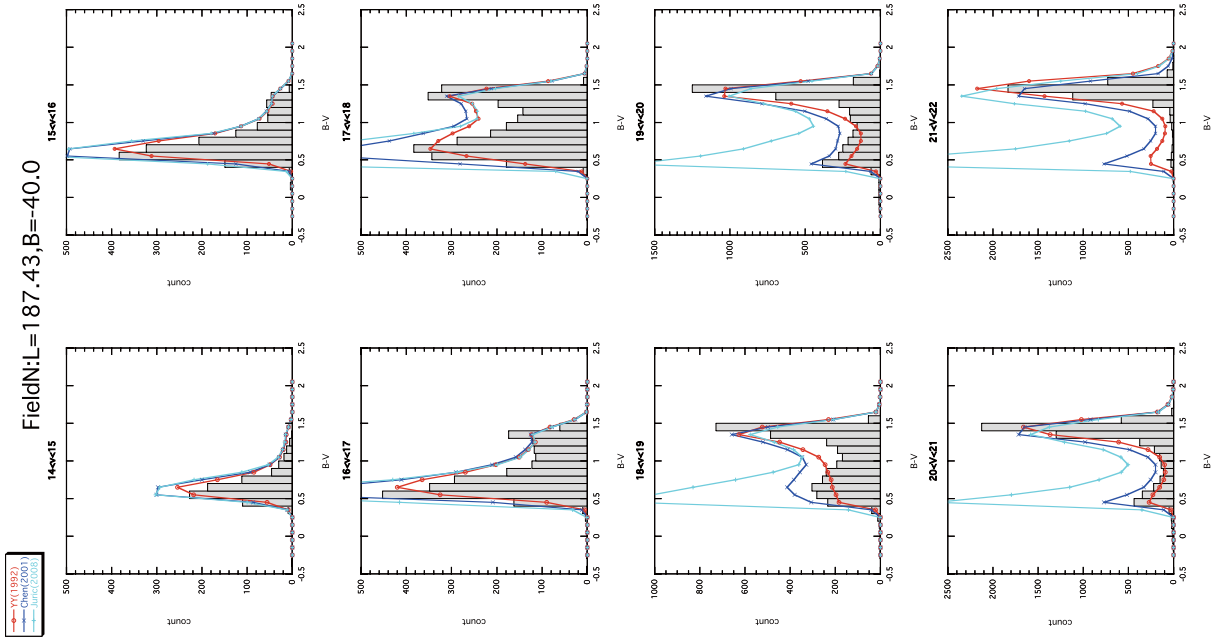


☒ 3L

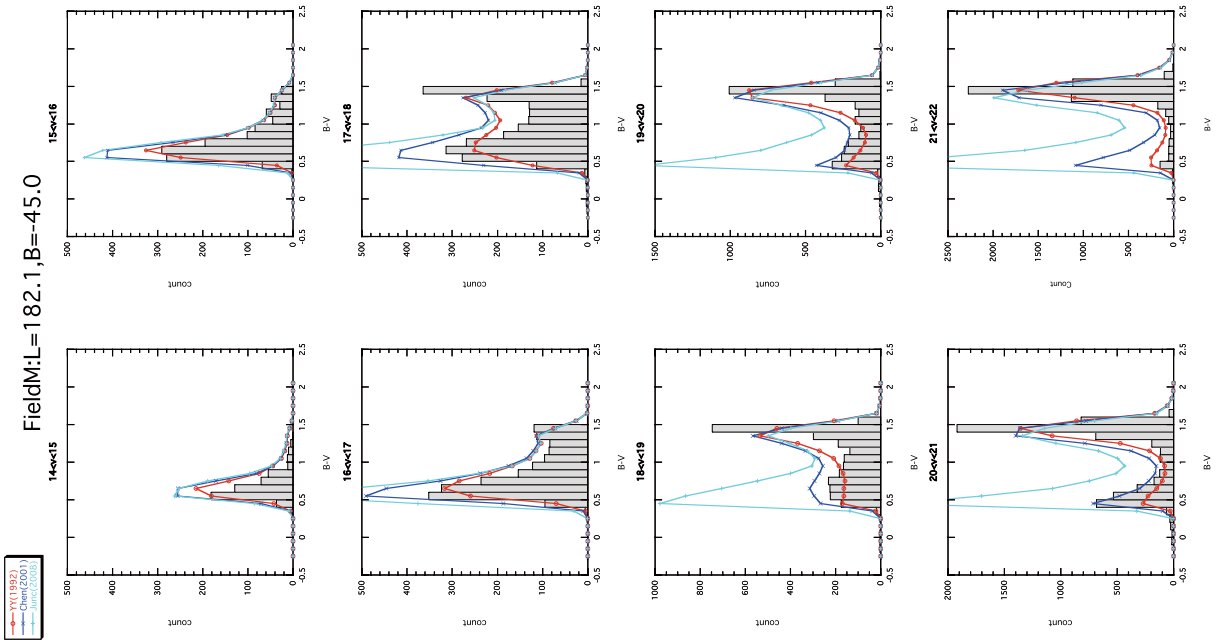


☒ 3K





☑ 3N



☑ 3M

# 標準銀河系モデルの構築－SDSS 標準測光データによる検討－ の訂正について

山縣 朋彦<sup>\*1</sup>

## Erratum: Global Structure of our Galaxy — Starcount analysis based on SDSS standard star catalog —

Tomohiko YAMAGATA

第42集（2008）PP85-101掲載の標準銀河系モデルの構築－SDSS 標準測光データによる検討－」について、P87の表1の数値に一部誤りがあったので、以下の表に訂正する。

表1 分割天域一覧

Field	RA(2000)	l(deg)	b(deg)	$\frac{n_{std}}{n_{all}}$
A	20:45	46.75	-25.00	0.56
B	21:08	50.13	-30.00	0.72
C	21:46	56.43	-37.89	0.86
D	21:56	58.42	-40.00	0.86
E	22:22	63.77	-45.00	0.84
F	22:49	70.58	-50.00	0.84
G	23:19	79.97	-55.00	0.84
H	23:58	95.52	-60.00	0.80
I	0:52	128.00	-62.85	0.80
J	1:45	150.35	-60.00	0.83
K	2:23	165.87	-55.00	0.83
L	2:54	175.27	-50.00	0.84
M	3:21	182.10	-45.00	0.81
N	3:46	187.43	-40.00	0.83

\*1やまがた ともひこ 文教大学教育学部学校教育課程