

用二微米巡天觀測 (2MASS) 資料庫 研究年輕星團成員星之空間分佈

陳錦威 陳文屏
國立中央大學天文研究所

摘要

我們利用2MASS資料庫，分析星團的空間結構。2MASS的極限星等對大多數的球狀星團，並不夠深，僅供分析後主序星的分佈情形，但對於距離較近，較年輕的疏散星團而言，則是非常有用的工具。我們發現不論是極年輕（數百萬年）或極年老的（數十億年）的星團，其成員星皆有向星團中心集中分佈的趨勢。對年輕星團而言，其成員星分佈多半反映了原始分子雲收縮形成恆星時的結構。理論上當星團的年齡大於其鬆弛時間之後，成員星會產生質量分層效應，我們在中年齡的星團看到了這樣的情形，此亦反映出星團內部動力演化之結果。在年老星團中，並未出現此效應，原因很有可能是環境造成的影響，例如銀河盤面的潮汐力，差分自轉，都會破壞、扯裂其結構。

關鍵字：星團、銀河盤面、銀河結構、質量分層。

一、引言

(a) 星團的空間結構

影響星團成員星空間分佈的因素有三，其一為先天環境，也就是分子雲的結構，其二為自身動力演化，其三為外界環境對星團所造成的影響。年輕的疏散星團，由於演化時間不足，後兩者因素相對影響必定較小，因此成員星的空間分佈必富含其先天環境的資訊。至於中年齡的星團，其空間分佈主要取決於成員星彼此重力交互作用的影響。對於老年疏散星團更需加上銀河盤面潮汐力、差分自轉等外加因素。我們利用2MASS的點源目錄 (Point Source Catalog) 挑出了七個不同年齡的疏散星團，企圖找出以上三種因素對其空間分佈造成之影

響。

我們用鬆弛時間 τ_{relax} (relaxation time) 來表示一個星團動力演化之情形：

$$\tau_{\text{cross}} = D/V \quad (1.a)$$

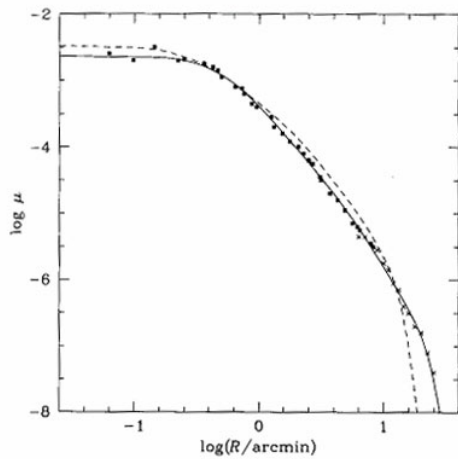
$$\tau_{\text{relax}} \sim \tau_{\text{cross}} \cdot N_{\text{cross}} \quad (1.b)$$

$$N_{\text{cross}} = 0.1N/\ln N \quad (1.c)$$

$$\tau_{\text{evap}} \sim 100 \tau_{\text{relax}} \quad (1.d)$$

其中 τ_{cross} 為成員星穿越星團一次所需的時間， D 為星團的直徑， V 為星團的速度， N 為成員星之數目。星團在動力演化的過程中，會拋出低質量的成員星，我們稱這樣的過程為蒸發 (evaporation)。蒸發時間 (evaporation time) 其時間尺度約為鬆弛時間的 100 倍 (Binney &

Tremaine 1987)。就典型的球狀星團及疏散星團而言，前者的鬆弛時間約為 $10^{8\sim 9}$ 年，而後者約為 $10^{6\sim 7}$ 年。因此，絕大多數的 GC 都已經鬆弛了而 OC 卻正鬆弛當中。



圖一：球狀星團 M3 的表面亮度分佈，其中虛線及實線皆為 King Model，虛線是假設星球皆為單一質量，而實線是假設星球依特定質量分佈。(Da Costa and Freeman, 1976)

(b) 球狀星團的空間結構

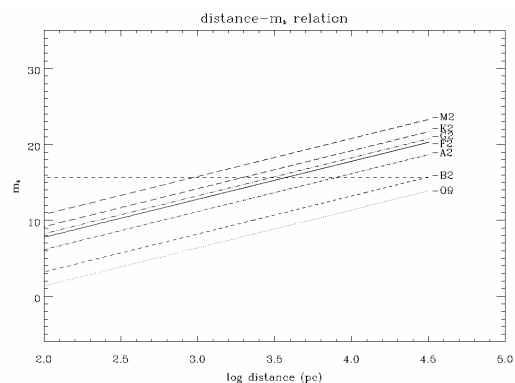
球狀星團由於大部分時間距離銀河盤面較遠，受潮汐力，差分自轉的影響較小，可視為一孤立個體，自古以來天文學家即把 GC 視為絕佳的星球重力交互作用實驗室，藉研究其成員星之空間分佈來驗證已知的力學理論。描述球狀星團最著名的 King Model 起初是經驗定律。(King, 1962) 該定律成功描述了球狀星團(圖一)、矮星系、及年老疏散星團成員星的分佈情形。現在我們已明瞭 King Model 是一等溫球體(isothermal sphere)，其內部已動力鬆弛，即星球處於熱平衡的狀態，速度分佈趨近於波茲曼分佈。和此相關的因子稱為核心半徑(Core Radius)，而外部則因銀河盤面的潮汐作用而截斷，其大小稱之為潮汐半徑(Tidal radius)。利用核心半徑，潮汐半徑以及星團中

心的數目密度等三項參數，得以描述 GC 成員星的分佈。

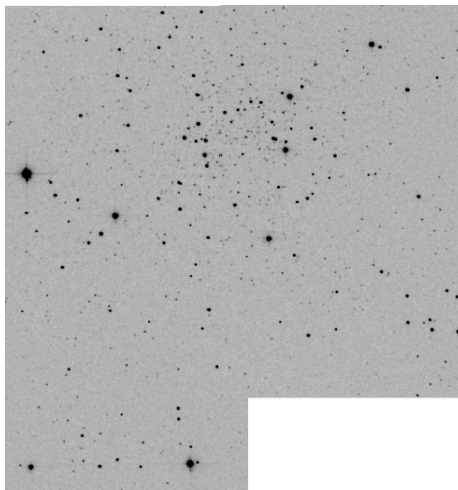
二、觀測資料

(a) 2MASS

二微米巡天觀測(2 Micron All Sky Survey)是由麻州大學(The University of Massachusetts)，紅外資料分析處理中心(IPAC)，美國太空總署(NASA)及國家科學基金會(NSF)所共同進行的計畫。由1997年開始，在近紅外 J (1.25 microns), H (1.65 microns), 以及 K_s (2.17 micron) 三波段做巡天觀測，於2000年結束。對點源(3σ)而言，2MASS 在此三波段的極限星等依次為 17.1、16.4、15.6 (www.ipac.caltech.edu/2mass/)。資料釋放分三階段，目前是第二次釋放，包含了全天之 47%。2MASS 預計於今年 2002 年進行最後階段的資料釋放(2MASS 目前已釋放出全天資料，但筆者於當初寫作此篇論文時 2MASS 並未進行最後釋放，故文章內容皆以當時的時間為主)。由於球狀星團年齡較大，主序星多為低質量的星球，星等較暗。再加上距離太陽系較遠，其視星等將暗於 2MASS 的極限星等，換句話說，我們在 2MASS 中所見的球狀星團，都是巨星。圖二為不同光譜型，即不同質量的星，其 K 波段視星等隨著對日



圖二：不同光譜型的星，其 K 波段視星等與對日距離的關係。橫向的虛線為 2MASS 的極限星等 15.6。



圖三：球狀星團 M13（左上）、M55（右上）、疏散星團 NGC2506（左下）、IC348（右下），在 2MASS 裡的影像，其中 NGC2506 的影像是拼湊而成，視野約為 $15' \times 15'$ 。

距離變化的情形，而橫向虛線則是 2MASS 的極限星等。因此亮度低於此虛線的星球始得以被 2MASS 偵測到。就一 100 億年的球狀星團而言，位於其賀羅圖上反折點的星，其光譜型約是 G2 型，所以除非此星團距離地球小於 $10^{3.5} \sim 3100\text{PC}$ ，否則我們不可能在 2MASS 得見其主序星。若是一典型的疏散星團，距離地球約數百 PC，年齡約為千萬年，其主序星就亮於 2MASS 之極限星等，足以被偵測到。圖三為 2MASS 中，球狀星團及疏散星團的影像。

(b) 星團選取

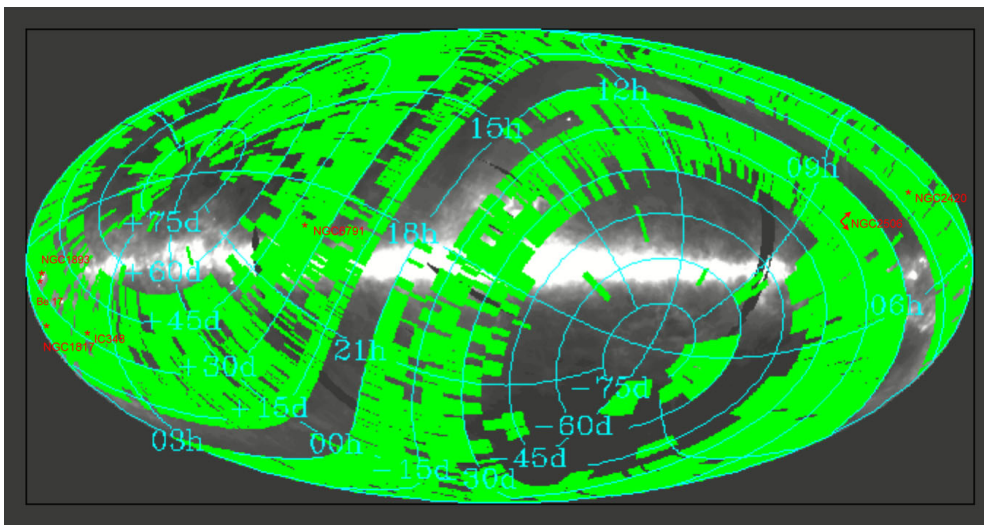
本研究於挑選星團樣本時需考慮：

1. 星團距離太陽系必須夠近，足以讓 2MASS 觀測到其中之主序星。
2. 在 2MASS 半徑為一度的視野中，星團內不可以存在有亮星，否則由於其亮度影響到周圍暗星造成資料不完整。
3. 2MASS 已釋放該星團資料。

我們從 2MASS 中挑出了七個不同年齡的疏散星團，表一為這些星團的相關資料，第二至第七欄依序為赤經，赤緯，銀經，銀緯，星團年齡，對日距離。而第八欄則為這些星團在 K 波段的反折點之星等， K_{TO} 。在星團 K 波段光度資料中，我們利用 K_{TO} 以區分出主序星及質

星團名	α J2000	δ J2000	l	b	τ Myr	d kpc	K_{TO}
年輕星團							
NGC1893	03 ^h 44 ^m 36 ^s	32° 18'	174	-02	2.5 ^a	4.4 ^a	X
IC348	05 ^h 22 ^m 46 ^s	33° 25.2'	160	-18	5 ^b	0.32 ^b	X
中年齡星團							
NGC1817	05 ^h 10 ^m 36 ^s	16° 40'	186	-13	800 ^c	2.1 ^c	13.6
NGC2506	08 ^h 00 ^m 02 ^s	-10° 46.2'	231	10	1900 ^d	3.3 ^d	15.1
NGC2420	07 ^h 38 ^m 24 ^s	21° 34.4'	198	20	2200 ^d	2.5 ^d	14.5
老年星團							
NGC6791	19 ^h 20 ^m 48 ^s	37° 51'	70	11	8000 ^e	4.2 ^e	>15.6
Bel17	05 ^h 20 ^m 32 ^s	30° 35'	176	-04	9000 ^f	2.5 ^f	14.3

表一：星團資料 ^a: Vallenari et al, 1999; ^b: Kao et al 1997; ^c: Harris et al 1977; ^d: Twarog et al 1999; ^e: Chaboyer et al 1999; ^f: Carraro et al 1999

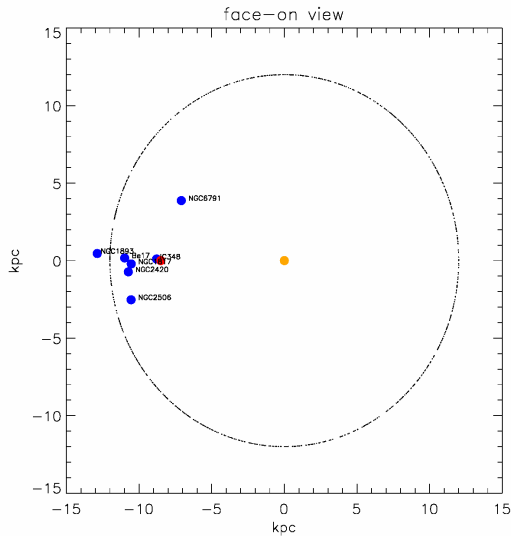


圖四：2MASS 釋放的天區（灰色部分）及銀河盤面的疊合圖，圖上標示了各星團在本銀河系的相關位置。NGC 2506 旁所標示的箭頭分別指向赤經、赤緯方向，在這兩個方向上，我們看到了星團密度梯度沿著銀河盤面的變化。

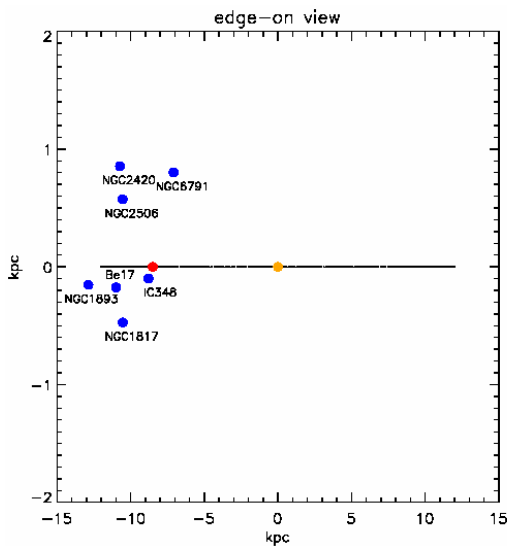
量較大，已演化至離開主序列之巨星。而年輕星團NGC1893及IC348，極為年輕，年齡為數百萬年，其絕大多數成員星仍處於前主序星階段，其 K_{TO} 並不存在。圖四為本銀河系與2MASS釋放天區（綠色部分）的疊合圖，圖上並標示出此七疏散星團的相關位置。在NGC2506處所標示之箭頭代表了赤經，赤緯遞

增的方向。我們看到了星團背景星之數目密度隨著箭頭方向遞增的現象，並將於後面的章節加以討論。而為了瞭解這些星團在銀河系中的相對位置，我們將其銀經、銀緯和對日距離換算出相對於太陽系之座標並假設太陽系位於銀河盤面上，則太陽系以銀心為參考座標中的座標則為(8.5(千秒差

距),0,0),因此我們可得到這些疏散星團相對於銀心的座標圖。如圖五、六,其中紅點為太陽所在位置,橘點為銀河中心。



圖五.銀河系鳥瞰圖。(0,0)為銀心,(-8.5,0)為太陽。



圖六、星團於銀河盤面的相對位置側視圖,標示同圖五

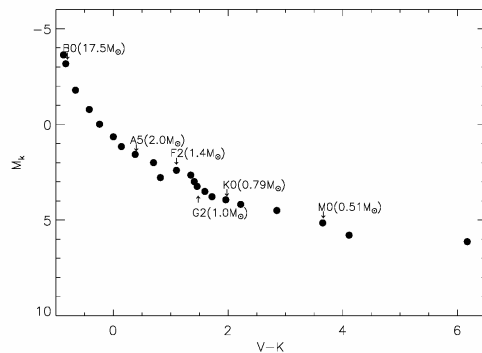
(C) 星團成員星之質量指標

為了探討不同質量成員星的空間分佈,我們找出了星團中不同質量星球所對應之視星等,再以此視星等將成員星分群探討星團之質量分層效應。

(C.1) 主序星之質量光度關係

在星球演化的過程中,質量決定主序星的演化。某特定質量的主序星,即會有對應的亮度及溫度。若我們得知一主序星的顏色或星等,便可反推其質量。表一第八欄之 K_{TO} 表示這些星團反折點的K波段星等。利用 K_{TO} 將星團區分成主序星,以及質量較大,於星球演化過程中已離開主序列之巨星藉此研究星團內部相異質量成員的空間結構。與GC相較之下,OC成員星較年輕,金屬豐度較近似於太陽,我們假設OC成員皆為類日金屬豐度之星球。從星團V波段光度資料中,可利用反折點的顏色及星等估計對應於類日金屬豐度主序星的光譜型(即質量),再利用其V-K以及星團的距離模數求得反折點星球之K波段視星等 K_{TO} 。表二第一至第五欄依次為類日金屬豐度主序星的光譜型、V波段絕對星等、V-K、K波段絕對星等以及該光譜型所對應之質量(Cox, 2000)。

圖七為K波段絕對星等對V-K之顏色星等圖,圖上並標示了不同光譜型的主序星所對應的位置。而NGC1893及IC348由於極為年輕,其成員星大多為前主序星(pre-main sequence star;PMS),於赫羅圖上尚未出現反折點。其恆星質量的決定與主序星有所不同,請見下節之討論。



圖七:不同質量之類日金屬豐度主序星的K波段絕對星等對其V-K的顏色星等

光譜型	M_V	$V - K$	M_K	M/M_\odot
O9	-4.5	-0.87	-3.63	
B0	-4.0	-0.83	-3.17	17.5
B2	-2.45	-0.66	-1.79	
B5	-1.2	-0.42	-0.78	5.9
B8	-0.25	-0.24	-0.01	3.8
A0	0.65	0	0.65	2.9
A2	1.3	0.14	1.16	
A5	1.95	0.38	1.57	2.0
F0	2.7	0.7	2.0	1.6
F2	3.6	0.82	2.78	
F5	3.5	1.10	2.40	1.40
F8	4.0	1.35	2.65	
G0	4.4	1.41	2.99	1.05
G2	4.7	1.46	3.24	1.0
G5	5.1	1.60	3.50	0.92
G8	5.5	1.72	3.78	
K0	5.9	1.96	3.94	0.79
K2	6.4	2.22	4.18	
K5	7.35	2.85	4.50	0.67
M0	8.8	3.65	5.15	0.51
M2	9.9	4.11	5.79	0.40
M5	12.3	6.17	6.13	0.21

表二：採用的主序星資料(取自 Cox, 2000)

(C. 2)前主序星的質量光度關係

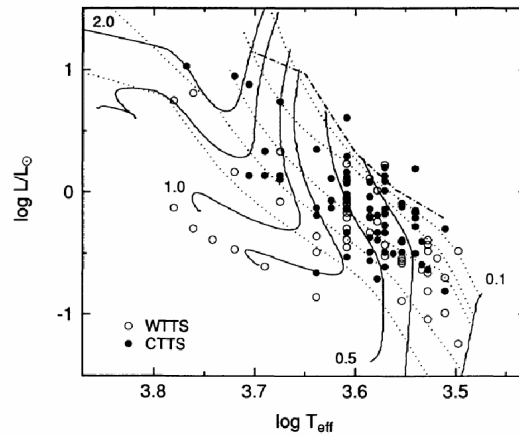
在所有樣本中，最年輕的疏散星團為 IC348 ($\tau \sim 500$ 萬年)及 NGC1893 ($\tau \sim 400$ 萬年)，此二星團相當年輕，以至於少部分成員為大質量主序星而絕大多數成員星仍處於前主序階段。藉由與PMS理論演化曲線相比較，可估計出星團成員的質量。一般而言，因H、K波段為前主序星之環星物質所輻射之峰值，若以此二波段估計PMS星的質量，將受到這些環星物質輻射之影響而產生偏差。因此若估計PMS之質量，需由受環星物質污染較少的J波段星等著手。然而因此二疏散星團附近仍有濃密雲氣，若以J波段檢視，星光會受暗雲影響產生較嚴重之消光，使得星團成員星完整性不足。因此我們仍以受雲氣影響較小的K波段來估計成員質量上限並分析星團之空間結構。圖八為D'Antona & Mazzitelli(1994)的前主序星演化曲線，Kenyon(1995)以其和金牛座T型星的觀測相

擬合，得到這些年輕星球的演化狀態。上方較粗的曲線為星球誕生線，此外每一演化曲線以星球質量標明(單位為太陽質量)。虛線為等時線，由上而下依序為 10^5 、 3×10^5 、 10^6 、 3×10^6 、 10^7 年。由於此二星團之年齡皆較接近三百萬年，因此我們選取等時線 3×10^6 以估計前主序星之質量與亮度關係。並以Hartigan, Strom, & Strom (1994) 的熱修正常數 BC_J 以得到星球的J波段絕對星等，並以Bessell(1991)的J-K以估計前主序星之K波段絕對星等 M_K 。下段將以一倍太陽質量之主序星為例，估計其 M_K 。

當演化至 3×10^6 年時，一顆與太陽質量相當之前主序星的 $\log L/L_\odot$ 約為-0.3、 $\log T_{\text{eff}}$ 約為3.662。此時星球的溫度相當於K4之光譜型，其 BC_J 則為1.48，J-K為0.69。而太陽之熱修正星等 $M_{\odot \text{bol}}$ 為4.74，因此

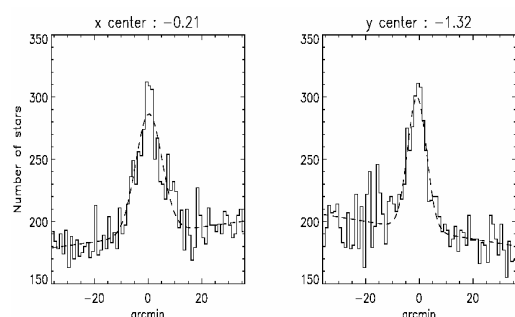
$$M_\odot - M_* = 2.5 \log\left(\frac{L_*}{L_\odot}\right)$$

可得 $M_{* \text{bol}}$ 約為4.79。再將 $M_{* \text{bol}}$ 扣除 BC_J 、J-K，即可得其 M_K 為2.62。亦即是說一相當於太陽質



圖八：D'Antona & Hartmann (1994)的前主序星演化曲線，資料點為Kenyon (1995)之觀測。上方橫向曲線為為星球誕生線，每一演化曲線以星球質量標明(單位為太陽質量)。虛線為等時線，由上而下依序為 10^5 、 3×10^5 、 10^6 、 3×10^6 、 10^7 年。我們以 3×10^6 這條等時線估計NGC1893及IC348成員星之質量。

量的前主序星演化了 3×10^6 年後，其K波段絕對星等會等於2.62。表三為將不同質量之前主序星於演化至三百萬年時之亮度，依上式換算以及考慮相對應之 BC_J 、J-K後所求得之 M_K 。再將其帶入NGC1893及IC348的距離模數即可得知此二星團不同質量成員星所對應之視星等，我們以此視星等將成員星分群探討星團之質量分層效應。



圖九：將星場投影於赤經，赤緯方向，再以一維高斯函數將其擬合，可得對稱中心。注意背景星數在此二方向上的分佈有一趨勢，隨赤經遞增，隨赤緯遞減。和星團在銀河系中的位置相較之後，我們推測此趨

三、星團結構

我們以星團成員徑向密度分佈分析其空間結構，而作法是先檢驗星球資料是否完整，若不完整則以鄰近星場內差，接著決定星團中心，再以星團中心，將星場分成同心環並計算環內之星球數目密度，最後我們檢驗相異質量成員星的累積數目密度分佈，希望瞭解此星團是否有質量分層的效應。以下針對各步驟，說明其過程。

(a) 中心

假設星團成員以球狀對稱分佈，若將其投影於RA，DEC方向，以一維的高斯函數擬合此分佈，即可得星團的對稱中心。以NGC2506為例，我們挑出 $30' \times 30'$ 的視野，並將其中的星全數投影於RA，DEC方向，再以高斯函數

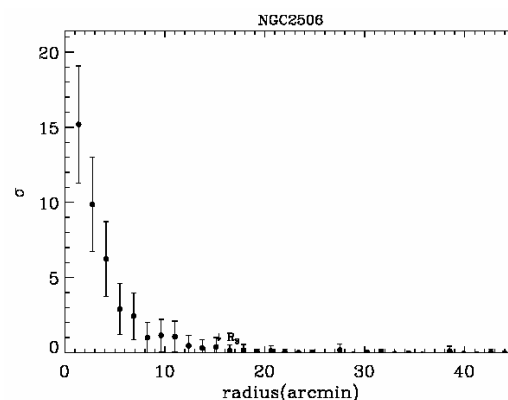
擬合之，結果如圖九。除星團分佈以外，還可見背景星場的分佈有一隨赤經遞增，隨赤緯遞減的趨勢。和圖四相較之下，我們發現背景星遞增之方向正指向銀河盘面，而星球密度之增加程度提供了該處銀盤星球密度之垂直梯度。

(b) 星團成員星徑向分佈

決定對稱中心之後，我們將整片視野等分為同心圓，一般而言，我們所取的視野大小為半徑 $55'$ ，分成40個同心圓，分別得到星球數目密度 σ_i ：

$$\sigma_i = \frac{N_i}{A_i} = \frac{N_i}{\pi(r_{i+1}^2 - r_i^2)}$$

其中 N_i 是在一外圍半徑為 R_{i+1} ，內圍半徑為 R_i 之環狀區域上的星球總數。我們取最外圍15個背景環之數目密度平均值為背景星場之數目密度，將其扣除後即可得一統計上之星團。圖十為NGC2506的徑向密度分佈圖，其中 r 代表與星團中心的距離，由圖可看出 σ 隨著 r 的延伸而遞減，最後趨於定值，此即為背景所在。疏散星團看似外觀凌亂，但仍有「星球個數向中心集中」的簡單結構。



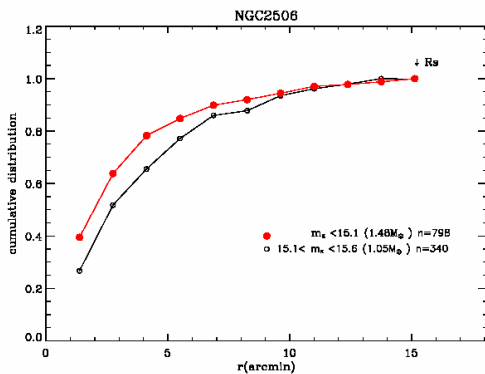
圖十：疏散星團NGC2506的徑向數密度分佈圖。誤差是來自波松分佈(Poisson distribution)。由圖上可看出2MASS可包括廣大視野，以提供良好背景估計的優勢。能否準確的估計背景星場之星球數目密度對於星團的結構分佈是很重要的。

(c) 大小、質量及鬆弛時間

首先計算最外圍15個背景環之數目密度的平均值及標準差，我們定義高於三倍背景標準差的外圍半徑即為此星團的邊界，稱為 R_s 。以如下的公式可得星團的成員星總數。

$$N = \sum_{i=0}^{R_s} \sigma_i \cdot \pi(r_{i+1}^2 - r_i^2)$$

當然這只是統計的結果，我們並無法判斷個別恆星是否為成員星。由於星團之間距離、年齡皆相異，2MASS所能觀測的最低質量星團成員亦有所不同。以特定質量範圍之初始質量函數，IMF(Miller & Scalo, 1979)，可得星團於其質量範圍下的星球平均質量， $(M/N)_{IMF}$ 。而 $(M/N)_{IMF}$ 和星球總數的乘積，即為星團總質量。依式(1.a)將星團實際直徑除以各星團之速度色散 v 可得 τ_{cross} ，並由(1.b)、(1.c)可得此星團的 τ_{relax} 。表四為本次研究的結果。由第一欄至第十三欄依序為星團名、銀經銀緯、與銀盤之距離、星團視角大小、星團實際大小、星團成員星數目、星團平均星球質量、星團總質量、星團的鬆弛時間、星團年齡和鬆弛時間之比、星團反折點對應之質量、極限星等所對應之質量、以及該星團是否處於質量分層的狀態(見下一節討論)。年輕星團因尚未出現反折點，其反折點所對應之質量則標為「X」。



圖十一：NGC2506 星場中亮星及暗星的 CNDD

(d) 質量分層效應之檢驗

星團動力鬆弛後，會達到能量均分狀態，即所有成員星的動能皆相等。對不同質量的星球 m_i 而言，由於

$$E_k = \frac{1}{2} m_i \langle v_i^2 \rangle = \frac{3}{2} kT$$

$$\langle v_i^2 \rangle \propto \frac{1}{m_i}$$

因此在質量分層之過程中，處於星團外圍之大質量星球將會損失能量並將其傳遞給低質量星球，一路向位能阱的深處，亦即星團中心「沈澱」。在「沈澱」的過程中，這些重星將持續獲得動能並將其傳至低質量星球。相反的，低質量星球獲得能量後，將向星團外圍移動，同時減速。為了檢驗星團內部是否存在質量分層效應，我們以 K_{TO} 為分界，將與星團中心距離小於 R_s 的星中，分為亮於 K_{TO} 的巨星族群(因其質量較大，演化較快);以及暗於 K_{TO} 的主序星族群(質量較小，演化較慢)，將星球個數歸一化至該族群的星球總數後，研究不同族群的累積數密度徑向分佈(cumulative number density distribution)(CNDD)。圖十一為NGC2506主序星及巨星的CNDD，較大的點為巨星的分布，和小點的主序星相較下，其密度分布的斜率較高，亦顯示大質量星球於空間上的分布較低質量的星球更向中心集中。而NGC1893及NGC6791因無法確定是否有質量分層，因此將其最後一欄標為「？」。

四、結果與討論

由圖十可知，2MASS提供了廣闊視野及自動化之光度分析，成為分析星團時相當有威力的工具。可由其中清楚地定義出星團及其均勻，平坦的背景。我們發現，不論是年輕、中年甚至老年的星團，數目密度都有向中心增加的趨勢，我們認為此現象可由Jeans mass, M_J 加以解釋。由於 $M_J \sim T^{(3/2)} \rho^{(-1/2)}$ ， T 表示溫度，而 ρ 表數目密度。當數目密度上升時，局部的

M_j 便隨之降低，則該處的雲氣便開始收縮形成星球。而母分子雲在收縮時，越接近核心處，數目密度就越高，因此雲氣核心處將有較多雲核質量高於其 M_j 而開始收縮，產生恆星。對於極年輕，內部動力演化尚未顯著影響其空間結構的OC而言，亮星已有向中心集中的趨勢。此趨勢必定與其恆星形成史有所關連。換句話說，此類結構已反映出原始分子雲在形成恆星過程中，雲塊的結構了。而在極年輕還未達成動力鬆弛的IC348中，我們看到了亮星分佈較暗星集中的現象。假設這些位於年輕星團中的前主序星皆為同時形成，則由PMS演化曲線可知，較亮的星球乃是質量較大的星球。因此，質量分層效應出現在尚未達成動力鬆弛狀態的系統中，這是一個相當有趣的現象。Lada & Lada在1991年，Raboud在1999年亦於年輕星團中發現了此現象，Raboud的解釋是，母分子雲收縮時，大質量的星球直接形成於中心雲氣密度較高的區域。而中心周圍的雲氣則被大質量星球形成所產生的恆星風吹散，終止了恆星形成。在此七個疏散星團中，中年齡OC，其年齡至少為鬆弛時間的六倍，其成員大多已經質量分層了。而在極年老OC中，其年齡已遠大於鬆弛時間，理應要顯示出質量分層的結果。然而除了星團本身會有蒸發的效應(即低質量的星球會被拋出星團)以外，來自銀河系的外來力場，諸如銀河盤面潮汐力、差分自轉，皆會破壞疏散星團的結構，將其撕裂、分

解，因此質量分層效應已不甚明顯。(礙於篇幅所限，筆者將省略對七個疏散星團的結果分析圖，感興趣的讀者可參照筆者於2002年的碩士論文。)

五、未來展望

2MASS將於2002年秋做最後階段的資料釋放，屆時將可獲得完整天區的近紅外資料，一來我們可從已知星團中挑選不同年齡，不同位置的疏散星團，進行研究。若有需要亦可申請紅外望遠鏡，觀測令人感興趣的星團。另一方面，我們可以在2MASS廣大的視野中搜尋未知星團，利用顏色星等圖定出距離、年齡，如此一來，樣本數目的增加不僅對於星團動力結構的研究有相當大的幫助，藉由不同位置的星團結構也有助於釐清疏散星團結構和周遭環境的關連性，進而瞭解銀河盤面結構。由觀測上我們可以知道星團的年齡、距離，並估計其質量。以外在環境對星團的影響而言，由星團對銀心距離，我們可估計星團在該處所受到差分自轉的影響，由星團與銀盤的距離可估計出銀河盤面潮汐力對星團造成的影響。而從星團內部結構而言，我們應可估計當一特定質量的雲氣依初始質量函數形成星團，其成員星以球狀對稱分佈，彼此動力交互作用了 τ 年後，內部動力結構會演化至如何的狀態。綜合了內部動力演化及外部環境的影響，我們就可以預

Cluster	(l,b)	z pc	R_S arcmin	R_S pc	N^*	$(\frac{M}{N})_{IMF}$	$M_{cluster}$ M_\odot	τ_{relax} Myr	τ/τ_{relax}	M_{TO} M_\odot	$M_{15.6}^k$ M_\odot	M.S.G
年輕星團												
NGC1893	(174,-02)	-153	8.24	10.9	498	3.09	1538	126	0.03	×	1.3	?
IC348	(160,-18)	-98	16.5	1.6	313	0.62	194	14	0.23	×	< 0.1	Y
中年齡星團												
NGC1817	(186,-13)	-472	12.4	7.8	236	2.15	507	74.5	10.74	1.84	0.79	?
NGC2506	(231,+10)	573	15.1	14.9	1038	2.63	2730	294	6.46	1.48	1.05	Y
NGC2420	(198,+20)	855	12.4	9.3	450	2.25	1013	117	18.80	1.44	0.85	Y
老年星團												
NGC6791	(070,+11)	801.4	10.9	13.7	1084	3.15	3414	240	33.20	1.15	1.33	?
Be17	(176,-04)	-174	9.6	7.2	354	2.28	807	74	121.62	1.05	0.87	×

表四、星團分析過後之各項參數。

期星團目前的空間結構並估計星團何時會被「分解」。反過來說，我們其實可以從星團目前的空間結構，推理出該星團周圍環境的情形，如果我們發展出了這套模型，將會申請紅外望遠鏡的觀測時間，往銀河盤面觀測，找星團，分析星團，如此一來，便可以星團當作跳板，進而研究整個銀河盤面的結構。甚至可以觀測高銀緯的星團，利用其結構探討是否有暗物質存在的可能。

另一層面亦是相當有趣而且還沒人解決的。年輕疏散星團的結構，其實正反映出原分子雲核的空間結構，我們在年輕星團IC348中，看到了質量分層的現象。而IC348卻相當年輕，應該尚未動力鬆弛，所以這是一件很有趣的事情。我們推測原因可能為母分子雲在收縮準備形成恆星時就已經有大質量的雲核在中心，而低質量的雲核在外圍的現象了，若能由無線電波或是次毫米的波段來觀測分子雲，應該可以找到這樣的證據。

中央大學天文所未來的兩個計畫LOT (Lulin one-meter telescope)，以及中拉利疏散星團研究計畫，是以觀測疏散星團作為其科學目的之一。一方面我們將以一米望遠鏡搜尋未知星團，另一方面利用中拉利計畫拍攝星團的光譜，確認成員星的資訊，進行更深入的研究。

六、參考文獻

- Bessel, M. S., 1991, *AJ*, 101, 662
- Binney, J., & Tremaine, S., 1987, *Galactic Dynamics* (Princeton U. Press), p190
- Carraro, G., Vallenari, A., Girardi, L., & Richichi, A., 1999, *A&A*, 343, 825
- Corroll, B. W. & Ostlie, D.A., 1996, *An Introduction to Modern Astrophysics* (Addison- Wesley), p963
- Chaboyer, B., Green, E. M., & Liebert, J., 1999, *AJ*, 117, 1360
- Chen, P. S., Gao, H., Chen, Y. K., & Dong, H. W. 1988, *A&A*, 72, 239
- Cox, N., editor, 2000 *Allen's Astrophysical Quantities* (Springer-Verlag), p388
- Da Costa, G. S. & Freeman, K. C., 1976, *ApJ*, 206, 128
- D'antona, F., Mazzitelli, I., 1994, *ApJS*, 90, 467
- Durgapal, A. K., & Pandey, A. K., 2001, *A&A*, 375, 840
- Forbes, D., 1996, *AJ*, 117, 1816
- Harris, G. L. H., 1977, *AJ*, 82, 612
- Hartigan, P., Strom, K. M., & Strom, S. E. 1994, *ApJ*, 427, 961
- Janes, K. A. & Phelps, R. L., 1994, *AJ*, 107, 1079
- Kao, K. C., Chen, W. P., & Hu, J. Y., 1997, *ACTA Astrophys Sinica*, 17, 401
- Kenyon, S. J., Hartmann, L., 1995, *ApJS*, 101, 117
- King, I., 1962, *AJ*, 67, 471
- Mathis, J. S., 1990, *ARAA*, 28, 37
- Miller, G. E., Scalo, J. M., 1979, *ApJS*, 41, 513
- Ossenkopt, V., Klessen, R. S., & Heitsch, F., 2001, astro-ph0110453
- Palla, F., & Stahler, S. W., 1999, *ApJ*, 525, 772
- Pandey, A. K., Nilakshi, Ogura, K., Sagar, R., & Tarusawa, K., 2001, *A&A*, 374, 504
- Raboud, D. , 1999, *RevMexAA*, 8, 107
- Shu, F., 1984, *The Physical Universe*, eds. Osterbrock, D. E. & Miller, J. S., (University Science Books), p175
- Skrutskie, M. F. et al, 1997, in *The Impact of Large Scale Near-IR Sky Surveys* , eds. F. Garzon et al (Kluwer, Netherlands), p 25
- Twarog, B. A., Anthony-Twarog, B. J., & Bricker, A. R., 1999, *AJ*, 117, 1816
- Vallenari, A., Richichi, A., Carraro, G., & Girardi, L., 1999, *A&A*, 349, 825