

Plaut I Yıldız Alanına Ait Metal Bolluğu Dağılımı

Salih KARAALI¹, Serap GÜNGÖR-AK¹, Yüksel KARATAŞ¹, Selçuk BİLİR¹, Gerard F. GILMORE²

¹İ.Ü.F.F. Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü 34452 – Üniversite – İstanbul

²Institute of Astronomy, Madingley Road, Cambridge, CB3 0HA, UK

e-mail: karsa@istanbul.edu.tr

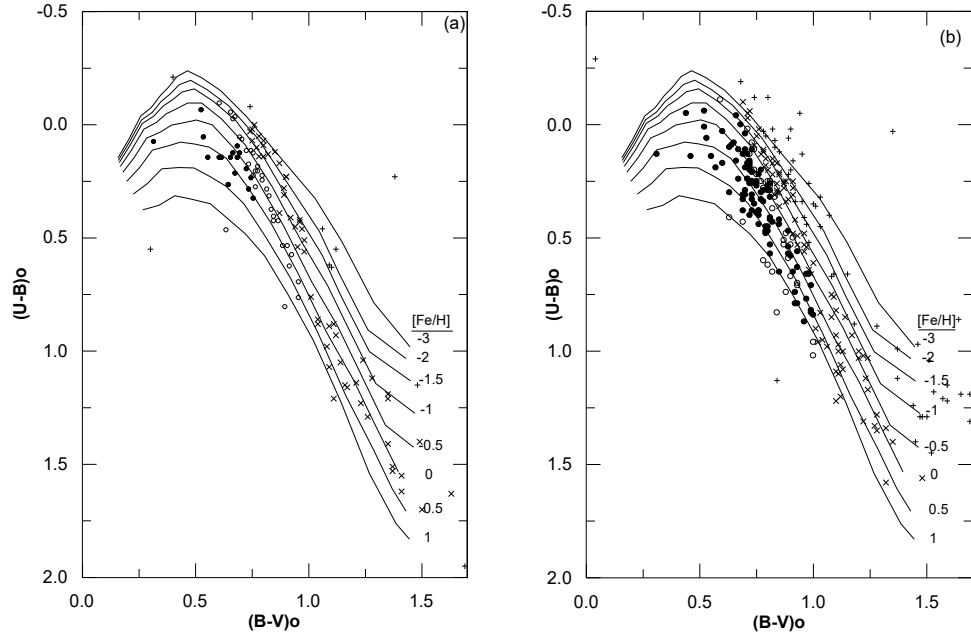
ÖZET: Plaut I alanının ($l = 359^{\circ}.31$, $b = +27^{\circ}.44$), Basel Astronomi Enstitüsü'nce yayınlanmış XII numaralı kataloğundan alınan, 1877 yıldızına ait RGU verileri Steinlin (1968) formülleri ile UBV sistemine dönüştürülmüş ve anakol yıldızları ile geç tipten devlerin metal bolluğu dağılımı incelenmiştir. Görünen limit kadir $V = 18.0$, renk artışı ise $E(B-V) = 0.07$ dir. Basel ve Minnesota'ya ait yıldız haritalarının karşılaştırılmasından tespit edilen 187 tane galaksi dışı cisim ve (U-B, B-V) iki renk diyagramlarında saçılmış konumda olan 258 yıldız istatistik dışı bırakılmıştır. Cüce, alt dev ve dev ayırımı, uygulanabilirliği kanıtlanan (Karaali, 1992; Karaali ve ark. 1997 ve Ak ve ark. 1998) deneysel bir yöntemle yapılmış olup bunlara ait yıldız sayısı sırası ile 756, 297 ve 360'tır. $[Fe/H] \geq -1.75$ dex metal bolluğundaki cücelerin metal bolluğu ve mutlak kadirleri Laird ve ark. (1988) na ait bir yöntemle tayin edilmişken, metalce daha fakir cücelere evrimleşmiş (alt dev ve dev) yıldızların metal bolluğu ve mutlak kadirleri, sırası ile, Lejeune ve ark. (1997) na ait eş metalilik eğrileri ve M67, 47 Tuc., M5 ve M92 kümelerinin renk – kadir diyagramları yardımı ile tayin edilmiştir. Anakol yıldızlarına ait metal bolluğu dağılımı, ışımaya gücü fonksiyonunun Gliese (1969)'e ait ışımaya gücü fonksiyonu ile en iyi uyduğu $4.9 < M(V) \leq 7.9$ mutlak kadir aralığındaki yıldızlar için yapılmış olup bu dağılım $[Fe/H] = 0.1$, -0.4 ve -1.2 dex te üç yığılma gösteriyor. Geç tipten devlerin güneş civarındaki logaritmik uzay yoğunluğu $D^*(0) = 6.67$ olup Gliese (1969)'in $\odot = 6.64$ değerine çok yakın oluşu bunların ayırımının iyi yapıldığını gösteriyor. Geç tipten devlere ait metal bolluğu dağılımı çok modludur. Galaksi düzlemine uzaklığı gösteren z nin $0 - 1.5$, $1.5 - 3.5$, ve $3.5 - 6.0$ kpc. aralıklarından son ikisine ait dağılımlar birbirine çok benzediği gibi, $-0.5 < [Fe/H] \leq +0.5$, $-1 < [Fe/H] \leq -0.5$, $-1.5 < [Fe/H] \leq -1$ ve $-2.0 < [Fe/H] \leq -1.5$ metal bolluğu aralıklarına ait ağırlıklı ortalama değerlerinin, $1.5 < z \leq 3.5$ ve $3.5 < z \leq 6.0$ kpc. uzaklık aralıkları için birbirine çok yakın olması da, alanımız doğrultusunda $1.5 < z \leq 6.0$ kpc. aralığındaki devlerin kimyasal evriminin aynı işlevle olduğunu gösteriyor. $0 < z \leq 1.5$ kpc. aralığında sadece metalce zengin devler bulunmakta, $\langle [Fe/H] \rangle = +0.06$ dex'lik ortalama metal bolluğu diğer uzaklık aralıklarındaki devlerin $\langle [Fe/H] \rangle = 0.00$ dex değeri ile karşılaştırılınca $d[Fe/H]/dz = -0.03$ dex/kpc. lik bir metal bolluğu gradiyenti olduğu anlaşılıyor. Bu durum, Güneşe yakın devlerin oluşumu ve/veya kimyasal evrimlerinin, uzak devlere göre, farklı olduğunu gösteriyor

1. Giriş

Galaksimizin temel yapısı ve yıldız popülasyonları, yıldız sayımı incelemelerinden sağlanmıştır (Bahcall, 1986; Gilmore ve ark. 1989; Majewski, 1993). Galaksimizin sistemli fotometrik incelenmesi ile ilgili en büyük program Basel Halo Programı (BHP) olup bununla ilgili örnek kaynaklar Fenkart (1989 a, b, c, d), del Rio ve Fenkart (1987), Fenkart ve Karaali (1987), Fenkart ve Karaali (1990), Fenkart ve Karaali (1991) olarak verilebilir. Bu program, RGU fotometrik sisteminin geliştirilmesi ile, yenilenmiş ve uygulama alanına konulmuştur (Buser ve Fenkart, 1990; Buser ve ark., 1998; Ak ve ark., 1998). Samanyolunun fotometrik incelenmesi ile ilgili yeni çalışmalardan geriye kalanların çoğu HST dan sağlanan çok sönük verilere (Elson ve ark., Gould ve ark., 1998) ve Galaksimizin merkez bölgesinin incelenmesinde kullanılan kırmızıötesi verilere

(Binney ve ark. 1997; Unavane ve ark. 1998) dayanmaktadır.

Galaksimizin temel yapısını öğrenmekle beraber ayrıntılar için, yukarıda belirtilen farklı yöntemlere gereksinim vardır. Metal bolluğu dağılımı bunlardan biridir ve U bandının buna duyarlı olması sebebi ile Basel'in RGU ve UBV fotoğraflık sistemleri bu yönden bir üstünlük sağlarlar. Galaksimizin içe doğru çökerek mi, yoksa başka küçük galaksilerle birleşerek mi oluştuğu ve geliştiği bugün en çok sorulan sorulardan biridir. Birinci senaryo ELS modeli olarak (ELS, 1962; Sandage, 1990), ikinci senaryo ise Searle – Zinn (SZ, 1978) modeli olarak bilinir. Galaksimizin merkez bölgesinin ELS modeline, Halonun dış kısmının ise SZ modeline göre oluştuğu artık kabul ediliyor. Ancak, Galaksimizin diğer bölgelerinin oluşumu hâlâ tartışılmaktadır. Kalın Diskin SZ modeline göre oluştuğu görüşü ağır basmaktadır. SZ modelinin geçerli olduğu bölgelerde, bir zamanlar Galaksimizin uydusu olan küçük galaksiler



Şekil 1a ve b. Plaut I alanına ait iki tane örnek iki – renk diyagramı. (a) $V_0 \leq 14^m.0$, (b) $16^m.0 < V_0 \leq 16^m.5$ için.

kimyasal bakımdan evrimleşmiş ve sonra Galaksimizin bu bölgelerine katılmıştır. O zaman bu bölgelerde metal gradientinin olmaması gerekir. Tersine, ELS modeline göre oluşmuş bölgelerde metal gradienti olmalıdır.

Bu çalışmamızda, Galaksimizin merkez bölgesinde bulunan bir alanın ($l=359^{\circ}.31$, $b=+27^{\circ}.44$) metal bolluğu dağılımı incelenerek oluşum ve evrimi tartışılacaktır.

2. Materyel ve Metot

Plaut I alanının, Basel Astronomi Enstitüsü'nce yayınlanmış XII numaralı kataloğundan (Becker ve ark., 1989) alınan 1877 yıldızına ait RGU verileri Steinlin (1968) formülleri ile UBV sistemine dönüştürülmüştür. Limit kadir $V = 18.0$ olarak tespit edilmiş, daha sönük yıldızlar çalışma dışı bırakılmıştır. $E(G-R) = 0.10$ kadirlik renk artışına karşılık gelen $E(B-V) = 0.07$ değeri kullanılarak UBV verileri kızarmadan arındırılmıştır.

Basel ve Minnesota'ya ait yıldız haritaları karşılaştırılarak 187 tane görüntünün galaksi dışı cisim olduğu anlaşılmıştır. Bunlarla $(U-B)$, $(B-V)$ iki renk diyagramında saçılmış konumda olan 258 tane yıldız istatistik dışı bırakılmıştır.

Metal bolluğu ve mutlak kadir tayini iki farklı yöntemle yapılmıştır. $[Fe/H] \geq -1.75$ dex metal bolluğundaki cücelerin metal bolluğu ve mutlak kadiri Laird ve ark. (1988) na ait yöntemle; metalce daha fakir cücelerle bütün devlerin metal bolluğu Lejeune ve ark. (1997) na ait eş metallilik eğrileri ile, mutlak kadiri ise M67, 47 Tuc., M5 ve

M92 kümelerinin renk – kadir diyagramları ile tayin edilmiştir. Yıldızların cüce, altdev ve dev ayırımı, şimdiye kadar başarılı bir şekilde uygulanan (Karaali, 1992; Karaali ve ark., 1997 ve Ak ve ark., 1998) deneysel bir yöntemle yapılmıştır.

Yoğunluk fonksiyonları ile ışınma gücü fonksiyonunun tayini, birçok yerde anlatıldığı gibi yapılmış olup (fazla bilgi için bu toplantıda sunulan SA 54 ve SA 133 alanları ile ilgili tebliğlere başvurulabilir) burada tekrardan sakınılacaktır. Yoğunluk fonksiyonları Gilmore – Wyse (1985) modeli ile karşılaştırılmıştır; yöntem çok kez anlatılmıştır, ayrıntılar için örneğin del Rio ve Fenkart (1987) ve Fenkart ve Karaali (1987) ye başvurulabilir.

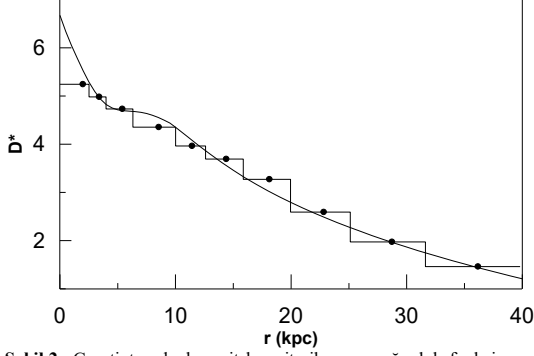
3. Bulgular

3.1. İki - Renk Diyagramları, cüce, altdev ve dev ayırımı

Kızarmadan arındırılmış verilere ait iki renk diyagramları, aşağıdaki V_0 görünen kadir aralıkları için çizilmiş ve Bölüm 2 de anılan yöntemle cüce, altdev ve devlerin ayırımı yapılmıştır. Alanımızdaki cüce, altdev ve devlerin sayısı ($V = 18.0$ limit kadirine kadar), sırası ile, 756, 297 ve 360 tır: $V_0 \leq 14^m.0$, $14^m.0 < V_0 \leq 15^m.0$, $15^m.0 < V_0 \leq 16^m.0$, $16^m.0 < V_0 \leq 16^m.5$, $16^m.5 < V_0 \leq 17^m.0$, $17^m.0 < V_0 \leq 17^m.5$ ve $17^m.5 < V_0 \leq 18^m.0$. Şek. 1a ve b de, örnek olarak, $V_0 \leq 14^m.0$ ve $16^m.0 < V_0 \leq 16^m.5$ aralıklarına ait iki – renk diyagramları verilmiştir.

Cetvel 1. Gözlemsel histogramlarla Gilmore – Wyse (1985) modelinin karşılaştırıl-masından elde edilen, güneş civarındaki logaritmik uzay yoğunlukları (2.satır) ve Gliese (1969) (4.satır) ve Gliese ve Jahreiss (1992)'e ait değerler (5.satır). 3.satırdaki s, standart sapmadır.

M(V)	1.9 – 2.9	2.9 – 3.9	3.9 – 4.9	4.9 – 5.9	5.9 – 6.9	6.9 – 7.9	Devler
D*(0)	6.29	6.83	6.81	7.48	7.52	7.44	6.67
s	±0.09	±0.13	±0.14	±0.05	±0.02	±0.03	±0.08
Gliese (1969)	6.78	7.18	7.41	7.52	7.48	7.42	6.64
Gliese ve Jahreiss (1992)	7.14	7.43	7.56	7.66	7.69	7.63	6.92



Şekil 2. Geç tipten devlere ait logaritmik uzay yoğunluk fonksiyonu ve Gilmore – Wyse (1985) modeli ile karşılaştırılması.

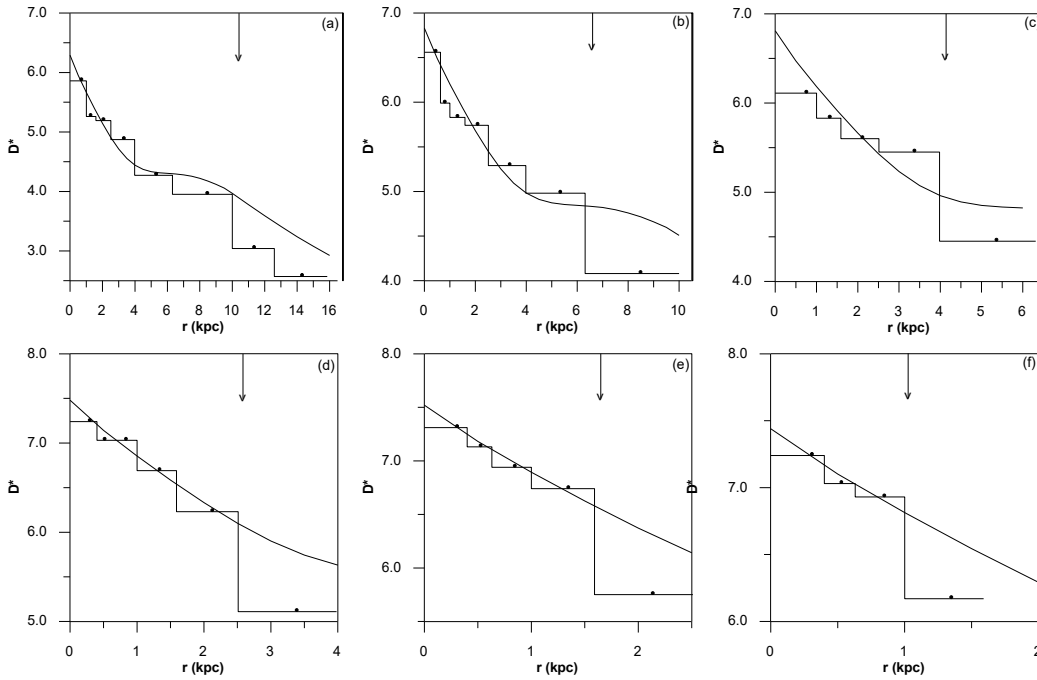
3.2. Yoğunluk Fonksiyonları ve Işıma Gücü Fonksiyonu

Geç tipten devlere ait yoğunluk fonksiyonu Şek. 2 de verilmiştir. Bu fonksiyonun Gilmore – Wyse (1985) modeli ile karşılaştırılmasından bulunan, güneş civarındaki $D^*(0) = 6.67$ lik logaritmik uzay yoğunluğunun, Gliese (1969)'e ait $\odot = 6.64$ değerine yakın olması ve karşılaştırmaya ait standart sapmanın küçük oluşu

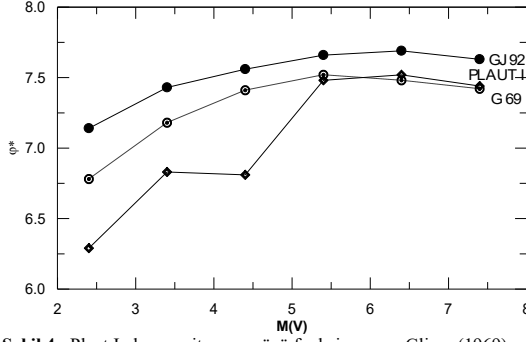
($s = \pm 0.08$, Cetvel 1) geç tipten devlerin ayırımının iyi yapıldığını gösteriyor.

Cüce ve altdevlere ait yoğunluk fonksiyonları, $1^m.90 < M(V) \leq 2^m.90$, $2^m.90 < M(V) \leq 3^m.90$, $3^m.90 < M(V) \leq 4^m.90$, $4^m.90 < M(V) \leq 5^m.90$, $5^m.90 < M(V) \leq 6^m.90$ ve $6^m.90 < M(V) \leq 7^m.90$ mutlak kadir aralıkları için (bu aralıklar RGU sisteminde $2^m < M(G) \leq 3^m$, $3^m < M(G) \leq 4^m$, ..., $7^m < M(G) \leq 8^m$ aralıklarına karşılık geliyor) çizilmiş ve Şek. 3a-f de verilmiştir. Bu fonksiyonlar biçimsel olarak Gilmore – Wyse (1985) modeli ile uyumsuzdur, ancak nicel olarak sadece $4^m.90 < M(V) \leq 5^m.90$, $5^m.90 < M(V) \leq 6^m.90$ ve $6^m.90 < M(V) \leq 7^m.90$ aralıkları için uyum vardır. Bu durum, Cetvel 1 in ikinci satırında verilen, güneş civarındaki logaritmik uzay yoğunlukları ile Gliese (1969) ve Gliese ve Jahreiss (1992) ye ait değerlerin karşılaştırılmasından görülüyor (üç aralığa ait uyumsuzluğun sebepleri Bölüm 4: Tartışma ve Sonuç kısmında verilmiştir).

Işıma gücü fonksiyonu, yukarıda verilen mutlak kadir aralıkları için, güneş civarındaki logaritmik uzay yoğunluklarının mutlak kadire göre değişimi olup Şek. 4 te, Gliese (1969) ve



Şekil 3a-f. Cüce ve altdevlere ait logaritmik uzay yoğunluk fonksiyonları ve Gilmore – Wyse (1985) modeli ile karşılaştırılması. a) $1^m.90 < M(V) \leq 2^m.90$, b) $2^m.90 < M(V) \leq 3^m.90$, c) $3^m.90 < M(V) \leq 4^m.90$, d) $4^m.90 < M(V) \leq 5^m.90$, e) $5^m.90 < M(V) \leq 6^m.90$ ve f) $6^m.90 < M(V) \leq 7^m.90$ mutlak kadir aralıkları için.



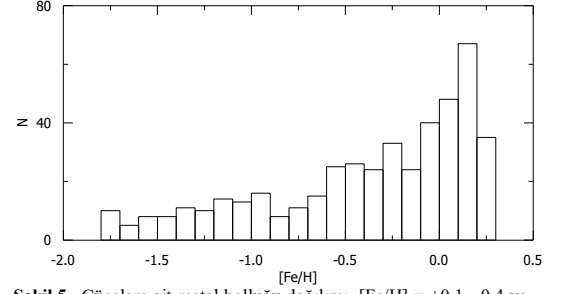
Şekil 4. Plaut I alanına ait ışıma gücü fonksiyonu ve Gliese (1969) ve Gliese ve Jahreiss (1992) e ait ışıma gücü fonksiyonları ile karşılaştırılması.

Gliese ve Jahreiss (1992)'e ait ışıma gücü fonksiyonları ile birlikte verilmiştir. Burada da, $4^m.90 < M(V) \leq 5^m.90$, $5^m.90 < M(V) \leq 6^m.90$ ve $6^m.90 < M(V) \leq 7^m.90$ mutlak kadir aralıkları için, alanımıza ait ışıma gücü fonksiyonu Gliese (1969) ve Gliese ve Jahreiss (1992)'e ait ışıma fonksiyonları ile uyum içinde iken, daha parlak mutlak kadir aralıkları için ışıma gücü fonksiyonumuz, belirtilen iki ışıma gücü fonksiyonunun altındadır (Bölüm 4: Tartışma ve Sonuç kısmına bakınız).

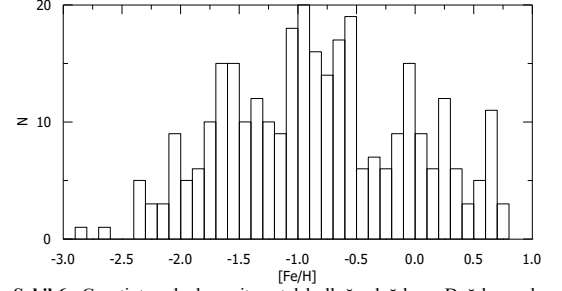
3.3. Metal Bolluğu Dağılımı

Cücelere ait metal bolluğu dağılımı, yoğunluk fonksiyonlarının Gilmore – Wyse (1985) modeli ile ve ışıma gücü fonksiyonunun da Gliese (1969) ve Gliese ve Jahreiss (1992)'in ışıma gücü fonksiyonu ile en iyi uyduğu $4^m.90 < M(V) \leq 7^m.90$ mutlak kadir aralığındaki yıldızlar için tayin edilmiş olup sonuç Şek.5 te verilmiştir. Bu dağılımda, alanımızın konumuna uygun şekilde, $[Fe/H] = +0.1$ dex metal bolluğu civarında yüksek frekanslı bir mod görülüyor. Ortalama metal bolluğu $[Fe/H] = -0.4$ dex olan ve daha geniş bir metal bolluğu aralığını kapsayan ikinci bir grup yıldızın varlığından başka, kuyruk şeklinde $[Fe/H] \sim -2.0$ dex'e kadar uzanan ve $[Fe/H] = -1.2$ dex civarında ortalama bir değere sahip olan üçüncü bir grup yıldız da vardır. Yakın uzaklıklarda bulunan bu cüce yıldızların bir metal gradiyenti göstermesi beklenemez.

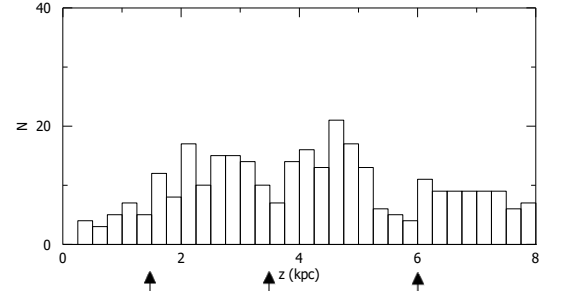
Geç tipten devlere ait metal bolluğu (Şek.6) çok modlu olup $[Fe/H] \sim 0, -0.8$ ve -1.5 dex



Şekil 5. Cücelere ait metal bolluğu dağılımı. $[Fe/H] = +0.1, -0.4$ ve -1.2 dex'teki modlar dikkat çekicidir.



Şekil 6. Geç tipten devlere ait metal bolluğu dağılımı. Dağılım çok modludur.

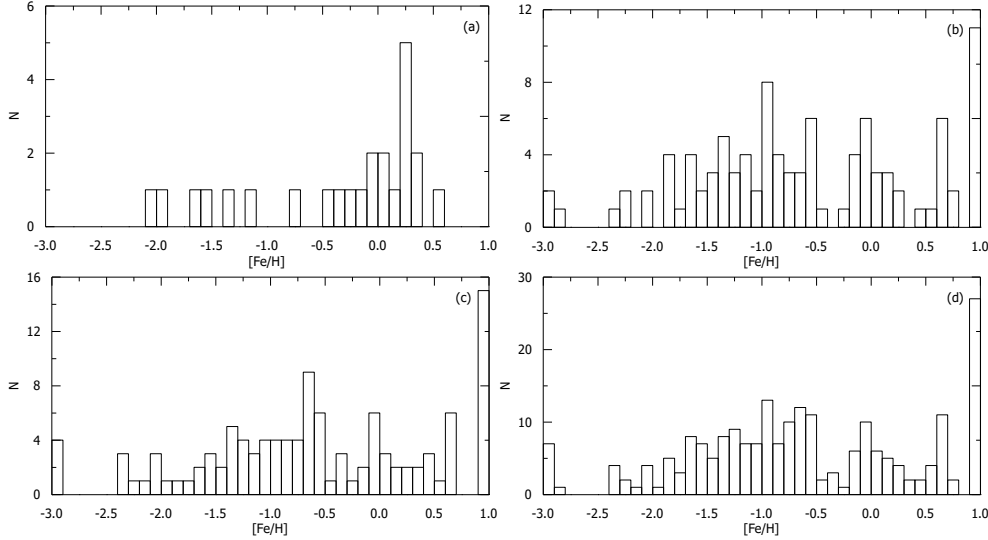


Şekil 7. Geç tipten devlerin uzay dağılımı. $z = 1.5, 3.5$ ve 6.0 kpc'teki minimumlar, devleri biçimsel olarak alt gruplara ayırıyor. $z = 1.5$ kpc sınırındaki ayırımın fiziksel anlamı da vardır (açıklama konu içinde yapılmıştır).

civarında bir yığılma görülüyor. Büyük uzaklıklara, dolayısıyla, galaksi düzlemine göre büyük z -yüksekliklerine yayılmış bulunan devlerin bir metal gradiyenti gösterip göstermediklerini araştırmak için, devler uzay dağılımlarına göre z -gruplarına ayrılmışlardır (Karaali, 1994). Şek.7 den, devlerin $z \leq 1.5$, $1.5 < z \leq 3.5$ ve $3.5 < z \leq 6$ kpc aralıklarında farklı dağılımlar gösterdiği anlaşıldığından metal gradiyenti için de bu aralıklardaki devlerin metal bolluğu dağılımları karşılaştırılmıştır (Şek.8). Bu amaç için, Cetvel 2 de görüldüğü gibi,

Cetvel 2. Farklı $[Fe/H]$ metal bolluğu ve z yükseklik aralıklarına ait ağırlıklı metal bolluğu ortalamaları.

[Fe/H] aralığı (dex)	z aralığı (kpc)			
	$z \leq 1.5$	$1.5 < z \leq 3.5$	$3.5 < z \leq 6.0$	$1.5 < z \leq 6.0$
	$\langle z \rangle = 0.75$	$\langle z \rangle = 2.5$	$\langle z \rangle = 4.75$	$\langle z \rangle = 3.75$
$-0.5 < [Fe/H] \leq +0.5$	$\langle [Fe/H] \rangle = +0.06$	$\langle [Fe/H] \rangle = 0.00$	$\langle [Fe/H] \rangle = 0.01$	$\langle [Fe/H] \rangle = 0.00$
$-1.0 < [Fe/H] \leq -0.5$	-	$\langle [Fe/H] \rangle = -0.77$	$\langle [Fe/H] \rangle = -0.73$	$\langle [Fe/H] \rangle = -0.75$
$-1.5 < [Fe/H] \leq -1.0$	-	$\langle [Fe/H] \rangle = -1.27$	$\langle [Fe/H] \rangle = -1.22$	$\langle [Fe/H] \rangle = -1.24$
$-2.0 < [Fe/H] \leq -1.5$	-	$\langle [Fe/H] \rangle = -1.71$	$\langle [Fe/H] \rangle = -1.66$	$\langle [Fe/H] \rangle = -1.69$



Şekil 8a-d. Geç tipten devlerin, farklı z aralıkları için, metal bolluğu dağılımı. a) $0 < z \leq 1.5$ kpc, b) $1.5 < z \leq 3.5$ kpc, c) $3.5 < z \leq 6.0$ kpc ve d) $1.5 < z \leq 6.0$ kpc için.

$-0.5 < [Fe/H] \leq +0.5$, $-1.0 < [Fe/H] \leq -0.5$, $-1.5 < z \leq -1.0$ ve $-2.0 < [Fe/H] < -1.5$ dex metal bolluğu aralıkları için, yukarıda verilen z - aralıklarından başka, $1.5 < z \leq 6.0$ kpc aralığı için de ağırlıklı $[Fe/H]$ metal bolluğu ortalamaları hesaplanmış ve bu z aralıklarının ortasına ait z değerlerine göre değişimleri incelenmiştir. $0 < z \leq 1.5$ kpc aralığı dışındaki aralıklara ait metal bolluğu ortalamalarının birbirine yakın olduğu görülüyor. $0 < z \leq 1.5$ kpc aralığında ise sadece metalce zengin yıldızlar bulunup ortalama metal bollukları $\langle [Fe/H] \rangle = +0.06$ dex tir. $0 < z \leq 1.5$ ve $1.5 < z \leq 3.5$ kpc aralıklarına ait ortalama metal bolluklarından,

$$\frac{0.00 - 0.06}{2.50 - 0.75} = -\frac{0.06}{1.75} = -0.03 \text{ dex / kpc}$$

değerinde küçük bir metal bolluğu gradiyenti elde edilir.

Cetvel 3. $1^m.90 < M(V) \leq 2^m.90$, $2^m.90 < M(V) \leq 3^m.90$ ve $3^m.90 < M(V) \leq 4^m.90$ mutlak kadir aralıkları ve farklı $r_1 - r_2$ uzaklık aralıkları için, Gilmore - Wyse (1985) modeli yardımı ile hesaplanan yıldız sayıları (Karaali, 1997). Sütunların açıklanması şöyledir: (1) $M(V)$ mutlak kadir aralıkları, (2) $r_1 - r_2$ uzaklık aralığı (parsek cinsinden), (3) r_1 ve r_2 limit uzaklıkları belirlenen hacme ait kütle merkezinin uzaklığı, (4) Gilmore - Wyse (1985) modeli yardımı ile hesaplanan, r^* uzaklığındaki $D^*(r^*)$ logaritmik uzay yoğunluğu, (5) $D^*(r^*)$ a karşılık gelen, hesaplanan N_{hes} yıldız sayısı, (6) bu çalışmada gözlenen $N_{\text{göz}}$ yıldız sayısı, (7) $\Delta N = N_{\text{hes}} - N_{\text{göz}}$.

(1) M(V)	(2) r ₁ - r ₂	(3) r*	(4) D*(r*)	(5) N _{hes}	(6) N _{göz}	(7) ΔN
1.90 - 2.90	0 - 1000	794	6.25	10	4	6
	1000 - 1585	1355	5.96	15	3	12
	1585 - 2512	2148	5.57	24	10	14
	2512 - 3981	3405	5.07	30	19	11
	3981 - 6310	5396	4.81	66	19	47
	6310 - 10000	8553	4.65	184	37	147
						Σ ΔN = 237
2.90 - 3.90	0 - 1000	794	6.65	25	9	16
	1000 - 1585	1355	6.35	37	11	26
	1585 - 2512	2148	5.97	61	36	25
	2512 - 3981	3405	5.48	78	50	28
	3981 - 6310	5396	5.21	167	98	69
						Σ ΔN = 164
3.90 - 4.90	0 - 1000	794	6.89	43	7	36
	1000 - 1585	1355	6.59	63	11	52
	1585 - 2512	2148	6.19	101	26	75
	2512 - 3981	3405	5.72	136	73	63
						Σ ΔN = 226
Toplam						627

gücü fonksiyonu arasındaki uyumsuzluğun giderilebilmesi için , $1^m.90 < M(V) \leq 2^m.90$, $2^m.90 < M(V) \leq 3^m.90$ ve $3^m.90 < M(V) \leq 4^m.90$ mutlak kadir aralıklarında sırası ile, 237, 164 ve 226 (toplam: 627) yıldız gereksinme vardır (bu sayıların hesaplanma yöntemi için Karaali, 1997 ye başvurulabilir); halbuki, daha önce de belirtildiği gibi, saçılmış yıldız sayısı sadece 258 dir. Eksik yıldızlar ya başından beri bulunmuyorlardı veya Galaksinin merkez doğrultusunda bulunan alanımızda farklı bir evrim meydana gelmiştir.

Yine, Galaksinin merkez doğrultusunda bulunan SA 133 alanındaki ($l=6^\circ.5$, $b = +10^\circ.3$) devlerde $d[Fe/H]/dz = -0.80$ dex/kpc lik bir metal bolluğu gradiyenti varken alanımızdaki metal gradiyentinin sadece $d[Fe/H] = -0.03$ dex/kpc oluşu ise iki alandaki galaktik enlem farkından kaynaklanıyor. Gerçekten, SA 133 ($l=6^\circ.5$, $b = +10^\circ.3$) $R = 3$ kpc yarıçaplı “Galaksinin Şişkin Bölgesi” (galaktik bulge) içinde yer alırken, Plaut I alanı bu bölgenin hemen üstünde bulunuyor. Galaksinin Şişkin Bölgesinin dik metal bolluğu gradiyenti, bu ELS modeline göre oluştuğu şeklindeki görüşü doğrulamaktadır.

Kaynaklar

- Güngör-Ak S., Karaali S., Buser R., 1998, *A&AS*, **131**, 345.
Bahcall J.N., 1986, *AnnRevA&A*, **24**, 577.
Becker W., Fenkart R., Boydağ S., Kandemir G., Karaali S., Spaenhauer A., Tammann G., Topaktaş L., 1989, *Photometric Catalogue for Stars in Selected Areas and Other Fields in the RGU Systems (XII)*.
Binney J., Gerhard O., Spergel D., 1997, *MNRAS*, **288**, 365.
Buser R., Fenkart R., 1990, *A&AS*, **239**, 243
Buser R., Rong J., Karaali S., 1998, *A&AS*, **331**, 934.
del Rio G., Fenkart R., 1987, *A&AS*, **68**, 397.
Eggen O.J., Lynden – Bell D., Sandage A., 1962, *ApJ*, **136**, 748 (ELS).
Elson R.A.W., Santiago B.X., Gilmore G., 1996, *NewAstr*, **1**, 1.
Fenkart R., 1989a, *A&AS*, **78**, 217.
Fenkart R., 1989b, *A&AS*, **79**, 51.
Fenkart R., 1989c, *A&AS*, **80**, 89.
Fenkart R., 1989d, *A&AS*, **81**, 187.
Fenkart R., Karaali S., 1987, *A&AS*, **69**, 33.
Fenkart R., Karaali S., 1990, *A&AS*, **83**, 481.
Fenkart R., Karaali S., 1991, *A&AS*, **88**, 233.
Gilmore G., Wyse R.F.G., 1985, *AJ*, **90**, 2015.
Gilmore G., Wyse R.F.G., Kuijken K., 1989, *AnnRevA&A*, **27**, 555.

- Gliese W., 1969, *Veröff. Astron. Rechen Inst. Heidelberg*, No:22.
Gliese W., Jahreiss H., 1992, *Third Catalogue of Nearby Stars (Preliminary Version)*, Astron. Rechen Inst. Heidelberg.
Gloud A., Flynn C., Bahcall J.N., 1998, *ApJ*, **503**, 798.
Karaali S., 1992, *VIII. Ulusal Astronomi Kongresi Tebliğleri*, (edl. Z.Aslan, O.Gölbaşı), Ankara, p.202.
Karaali S., 1994, *A&AS*, **106**, 107.
Karaali S., 1997, *Tr.Jour.Physics*, **21**, 1.
Karaali S., Karataş Y., Bilir S., Güngör-Ak S., 1997, *IAU-Abstract Book*, Kyoto, p.299.
Karaali S., Karataş Y., Bilir S., Güngör-Ak S., (*Bu toplantıda*).
Laird J., Carney B., Latham D., 1988, *AJ*, **95**, 1843 (LCL).
Lejeune Th., Cuisinier F., Buser R., 1997, *A&AS*, **125**, 229.
Majewski S.R., 1993, *AnnRevA&A*, **31**, 575.
Sandage A., 1990, *JRASCAN*, **84**, 70.
Searle L., Zinn R., 1978, *ApJ*, **225**, 357 (SZ).
Steinlin U., 1968, *ZfA*, **69**, 276.
Unavane M., Gilmore G., Epchtein N., Simon G., Tiphene D., de Batz B., 1998, *MNRAS*, **295**, 119.