

RGU FOTOMETRİSİ VE GALAKTİK YAPI

Salih KARAALİ*

RGU, galaksimizin yapısının incelenmesinde kullanılan fotometri sistemlerinden bir tanesidir. Galaksimizin yapısının incelenmesinde karşılaşılan en önemli sorunlardan biri olan yıldızlararası absorpsiyon, R, G ve U bantlarının seçili ozelliğinden tayin edilebilir.

RGU fotometrisi, UBV nin tersine, fotoğrafik olarak tanımlanmıştır: kalibrasyon eğrilerinin çiziminde kullanılan standart yıldızların fotoelektrik kadirleri U, B ve V cinsinden olup bunların R, G ve U ya dönüştürülmesi gereklidir.

Görünen G kadirinin parlak değerlerinden sönük değerlerine doğru ardışık (G_1 , G_2) kadir aralıkları için çizilen iki renk diyagramları yardımcı ile, galaksimizin belli bir (l,b) doğrultusunda incelenen alandaki yıldızların Disk ana kol yıldızı, Halo ana kol yıldızı, Geç Tipten Devler (Disk+Halo) ve Beyaz Cisimler şeklinde ayırımı yapılır. Bu yıldızlar için (Beyaz Cisimler hariç) çizilen yoğunluk fonksiyonları bize galaksimizin yapısını verir.

Bu deneysel çalışmalar, son zamanlara kadar, güneşe yakın yıldızların spektrumlarının tayin edilmesi sureti ile hesaplanan ve çok sınırlı uzaklıklar için geçerli olan yoğunluk ve lüminosite fonksiyonları ile karşılaştırılmakla yetiniliyordu. Bugün ise galaksi modelleri ile karşılaştırma aşamasına gelinmiştir.

Galaksimiz için üç model önerilmektedir:

- 1) İki bileşenden ibaret Bahcall-Soneira modeli,
 - a) Çift eksponansiyelli bir disk ve
 - b) Orta basıkhkta bir de *Vaucouleurs* sferoidinden ibarettir. Disk için farklı eşel yüksekliğinde (scale-height) üç ayrı çözüm söz konusudur.

* İ.Ü. Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, İstanbul.

- 2) Üç bileşenden ibaret Gilmore-Wyse modeli, çift eksponansiyelli,
- İnce bir "genç" disk,
 - İnce bir "yaşlı" disk ve
 - l.b) deki de *Vaucouleurs* sefroidinden oluşmuştur.
- 3) Dört bileşenli Gilmore-Wyse modeli ise 2.a, 2.b ve 2.c bileşenlerinden başka,
- Çift eksponansiyelli bir *kalin diskten* ibarettir.

Galaksimizin disk bileşenlerine ait yoğunluk değerleri

$$D_i^d(x,z) = n_i e^{-(x-R_o)/h} \cdot e^{-z/H_i}$$

formülü ile hesaplanır. Burada x ve z , gözönüne alınan noktanın, galaksi merkezli silindirik koordinatları, R_o da güneşin galaksi merkezinden uzaklığdır. i indisini yukarıda tanımlanan disk bileşenlerine, n_i bu bileşenler için güneşe ait normalleştirme katsayısına, H_i yine bu bileşenlere ait eşel yüksekliğine ve h da eşel uzunluğuna karşılık gelmektedir.

Sferoide ait yoğunluğun hesabında ise aşağıdaki formül kullanılır:

$$D^s(R) = n_s (R/R_o)^{-7/8} \cdot e^{10.093 [1 - (R/R_o)^{1/4}]}$$

Burada R gözönüne alınan noktanın galaksi merkezine olan uzaklışı ve n_s de güneşe ait normalleştirme katsayısıdır.

İncelenen yıldız alanının galaktik koordinatları l ve b , ve (l,b) doğrultusundaki noktanın güneşe olan uzaklışı da r olduğuna göre x, z ve R yi r, l ve b nin fonksiyonu olarak kolayca ifade edebileceğimizden, Disk ve Sferoide ait yoğunluk fonksiyonları da r, l ve b nin bir fonksiyonu olarak verilebilir: $D_i^d(r, l, b)$, $D^s(r, l, b)$. Buuların toplamı ise tanımlanan modeller için $D(r, l, b)$ toplam yoğunluk fonksiyonunu verir. Bu son değerler, incelenen alandaki ana kol yıldızlarının (Disk+Halo veya Disk+Sferoid) (M_i, M_{i+1}) mutlak kadir aralıkları için çizilen yoğunluk fonksiyonları ve geç tipten devlere ait yoğunluk fonksiyonları ile ayrı ayrı karşılaştırılır.

Galaktik koordinatları $l = 101^\circ$, $b = +60^\circ$ olan 2 derece karelük $M 101$ yıldız alanının yoğunluk histogramları, yukarıdaki modellere ait logaritmik yoğunluk gradiyentleri ile karşılaştırıldığında, dört bileşenli Gilmore-Wyse modelinin tercih edildiği görülmüştür.

I- RGU FOTOMETRİSİ

RGU, UBV gibi, bir geniş bant fotometrisi olup Becker (1938) tarafından galaksinin yapısının incelenmesi amacı ile kurulmuştur. Cetvel 1 de verilen R,G ve U bantlarına ait dalga boyları, galaksinin yapısının incelenmesinde karşılaşılan en önemli sorunlardan biri olan yıldızlararası absorpsiyonu tayin edebilecek şekilde seçilmiştir. Bir fotometri sisteminde kullanılan (en az) üç banttan biri λ 4600 Å dan daha büyük, diğer de bundan daha küçük bölgede seçilirse, iki yıldızın etkin sıcaklık farkları etkisi ile farklı kızarma etkisini birbirinden ayırmak mümkündür (Becker, 1938; Strömgren, 1963). Bunun sebebi, yıldızların enerji dağılımının $\lambda \lambda$ 3800–4600 Å $\lambda > 4600$ Å bölgesinde farklı karakterde olmasıdır. Bir yıldızın bütün dalga boylarındaki enerji dağılımını bir tek T sıcaklığına karşılık gelen bir Planck eğrisi ile çakıştırma mümkün değildir; halbuki bu yıldızın $\lambda \lambda$ 3800–4600 Å bölgesindeki enerji dağılımını T_1 sıcaklığındaki bir Planck eğrisi ile ve $\lambda > 4600$ Å bölgesindeki enerji dağılımını da, T_1 den farklı, T_2 sıcaklığındaki bir Planck eğrisi ile çakıştırma mümkün değildir.

Cetvel 1. Spektrel bantların λ etkin dalga boyları ve $\Delta\lambda$ yarı genişlikleri.

Bant	λ	$\Delta\lambda$	Bant	λ	$\Delta\lambda$	Bant	λ	$\Delta\lambda$
U	3500	700	U_c	3700	—	U	3690	540
B	4350	970	B	4350	970	G	4680	490
V	5550	850	V	5550	850	R	6380	400

RGU fotometrisi, fotoğrafik olarak tanımlanmıştır; kalibrasyon eğrilerinin çiziminde kullanılan standart yıldızların fotoelektrik kadirleri U, B, V cinsinden olup R, G ve U ya dönüştürülmesi gereklidir. İlk dönüşüm formülleri Stock'a (1956) ait olup bunlar Becker (1962) tarafından biraz değiştirilmiştir. Daha sonra Steinlin (1968) tarafından geliştirilen bu formüller bugüne kadar kullanılmaktadır. Buser (1978) tarafından bulunan ayrıntılı dönüşüm formülleri ise, homojenliği korumak için, bugüne kadar kullanılmamıştır.

1983 yılında, Basel'de yıldızların R,G,U kadirleri fotoelektrik olarak tayin edilmeğa başlanmıştır; 1-m lik teleskopla yapılan ışık ölçümüleri ile şimdilik yaklaşık $G=8.5$ kadere kadar gidilmiştir.

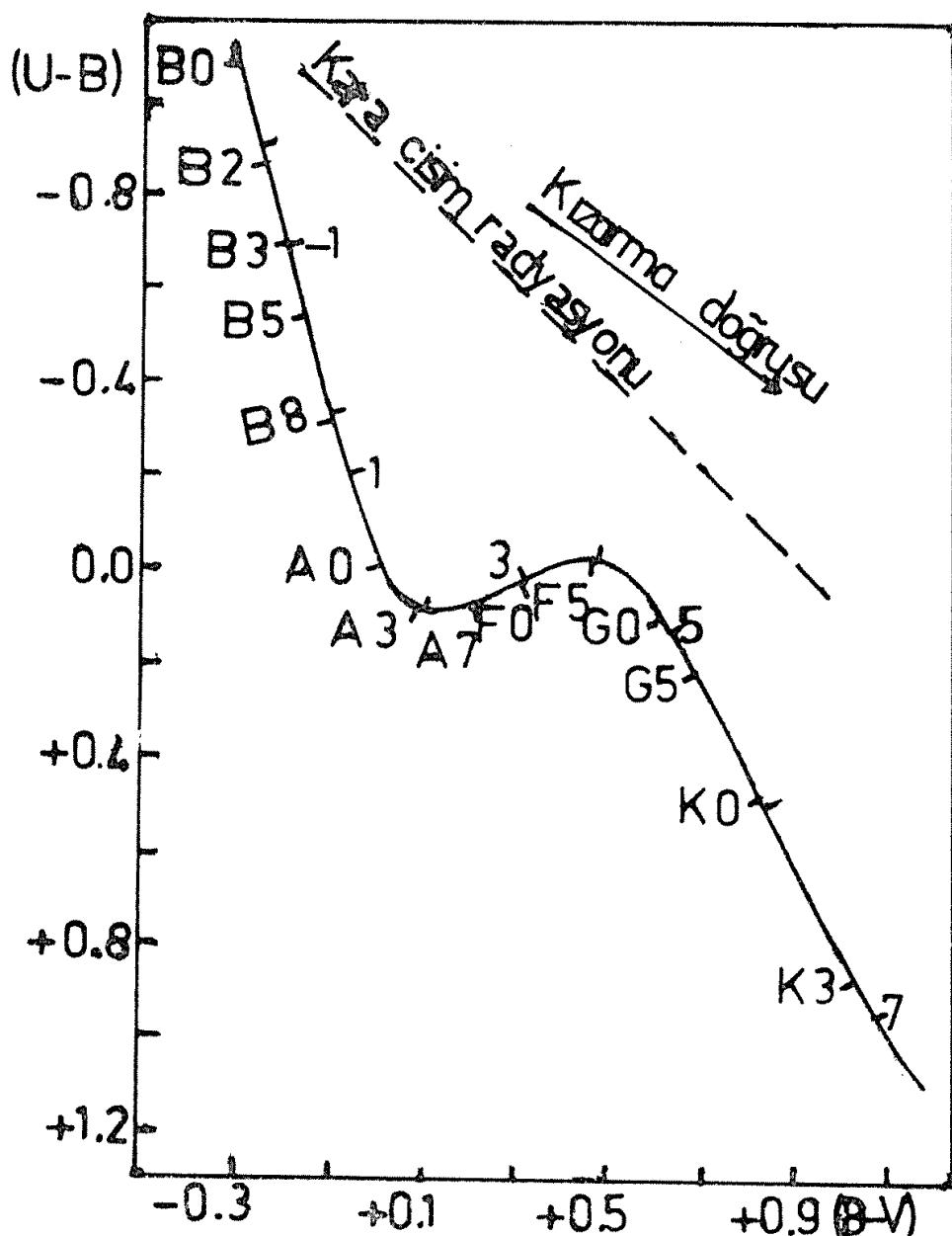
Galaksinin yapısının, fotometrik olarak, incelenmesi çeşitli doğrultulardaki yıldız yoğunluklarının, yani birim hacimdeki yıldız sayısının, tayini ile yapılır. Belli bir doğrultuda seçilen bir yıldız alanı, istitastiğe

yetecek kadar yıldız içermeli fakat alan hatası v.b. hatalara sebep olmayacak kadar da küçük olmalıdır. Genellikle 2000 kadar yıldız ölçülür; galaksi düzlemine yakın ve galaksinin merkez doğrultusunda ise, G deki limit parlaklık 18–19 kadar olduğu takdirde, 1 derece² den çok küçük alanlar yeterli iken daha büyük enlemlerde 2–3 derece² lik alanların ölçülmesi gereklidir.

Standart yıldızlar, ölçülen alanın civarında olmalıdır; sayıları ölçülecek alan yıldızlarının parlaklık eşelini kapsayacak kadar olmalıdır. G de 20 kadarlık limit parlaklığa kadar ölçülen yıldızlar için 30–50 kadar yıldız gereklidir de çoğu zaman 20 ve hatta 15 yıldızla dahi kalibrasyon eğrisi çizilebilmekte ve standart yıldızlarla birlikte ölçülen yıldızların R,G ve U kadirleri, bu eğriler yardımcı ile, tayin edilebilmektedir. Fctometre, her renk için ölçülen kararmaların crtalaması alınacak şekilde ayarlanmalıdır; bu yöntemle elde edilecek verilerin doğruluğu, her plâk için çizilecek ayrı kalibrasyon eğrisinden elde edileceklerden daha büyüktür.

Yukarıda da belirtildiği gibi, fctometri yöntemi ile, galaksinin yapısının incelenmesinde karşılaşılan en önemli sorun yıldızlararası absorpsiyondur. Yüksek galaktik enlemlerde absorpsiyonun az olması veya hiç olmaması büyük bir avantajdır. R,G,U kadirleri tayin edilmiş yıldızlar, ordinat ekseninde U–G ve apsis ekseninde de G–R renk indeksi bulunan, iki renk diyagramı dediğimiz, diyagrama yerleştirildikleri zaman, yıldızlararası absorpsiyondan etkilenmeleri halinde, Şek.1'de gösterilen ve kızarma doğrusu denilen bir doğru boyunca bir kayma göstergeler. Soldaki eğri, kızarmamış disk ana kol yıldızlarının bulunacağı eğridir; bu eğride hem spektrel sınıf ve hem de mutlak kadirler gösterilmiştir. Şekilde ayrıca karacism radyasyonu yayılan bir cismin yeri de gösterilmiştir. Şek.2 de, yıldızlararası absorpsiyondan dolayı, kızarmış bir yıldızın, kızarma doğrultusunda, yer değiştirilmesi gösterilmiştir; kayma miktarı, kızarma miktarı ile doğru orantılıdır. Bu kızarma miktarının (şekildeki vektörün) apsis ve ordinat eksenleri üzerindeki izdüşümleri bize gözönüne alınan yıldızın, sırası ile, E(G–R) ve E(U–G) renk ekseslerini verir.

Kızarma doğrultusu, elbette, seçilen bantların bir fonksiyonudur; Şek. 3 te, U_cBV fotometri sistemine ait ana kol eğrisi ve kızarma doğrultusu verilmiştir. Daha önce belirtildiği gibi, bu bantlar uygun seçilmediği takdirde, kızarma doğrusu ile ana kol yıldızlarını temsil eden eğri arasındaki açı az olabilir ve bir yıldızın etkin sıcaklık farkından mı yoksa yıldızlararası kızarmanın etkisinden mi kaydığını anlaşılamaz.



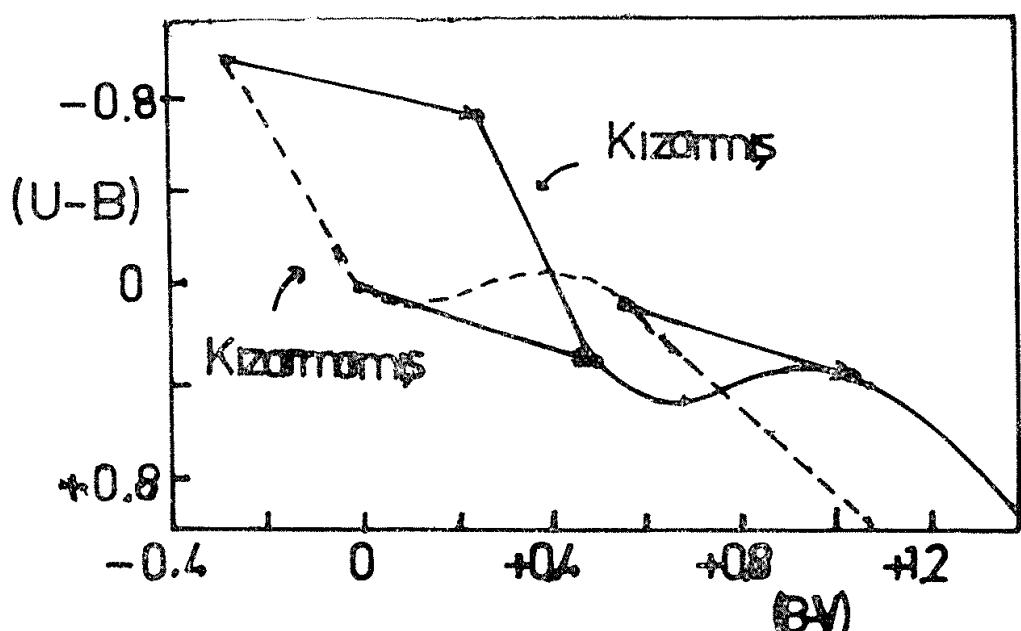
Şekil 1: İki Renk Diyagramı. Yıldızlararası absorpsiyondan dolayı kızarmış bir yıldız “Kızarma Doğrusu” boyunca kayar.

$E(G-R)$ renk eksesi tayin edilmiş bir yıldızın toplam absorpsiyon miktarı,

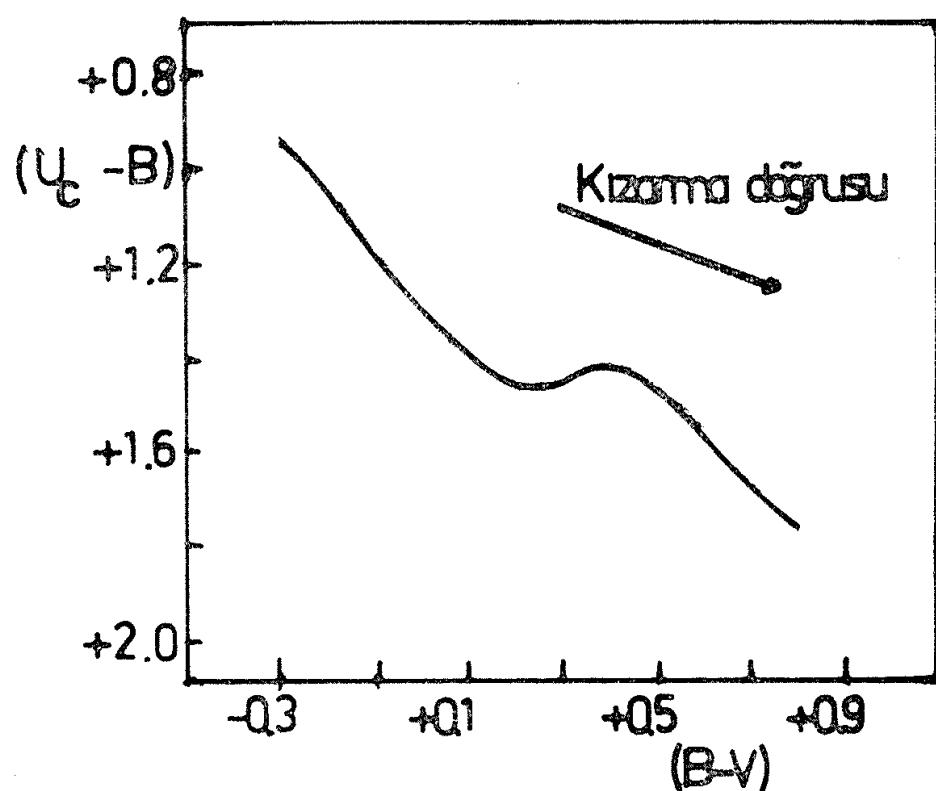
$$A(G) = 2.69 E(G-R) \quad (I.1)$$

eşitliğinden derhal bulunur.

İki renk diyagramına oturtulmuş yıldızların, fotometrik olarak, sınıflandırılması üç renk fotometrisinin uygulanmasında önemli adımlardan birini teşkil eder. Galaktik eylemi küçük olan ve $G = 16$ kadirlik



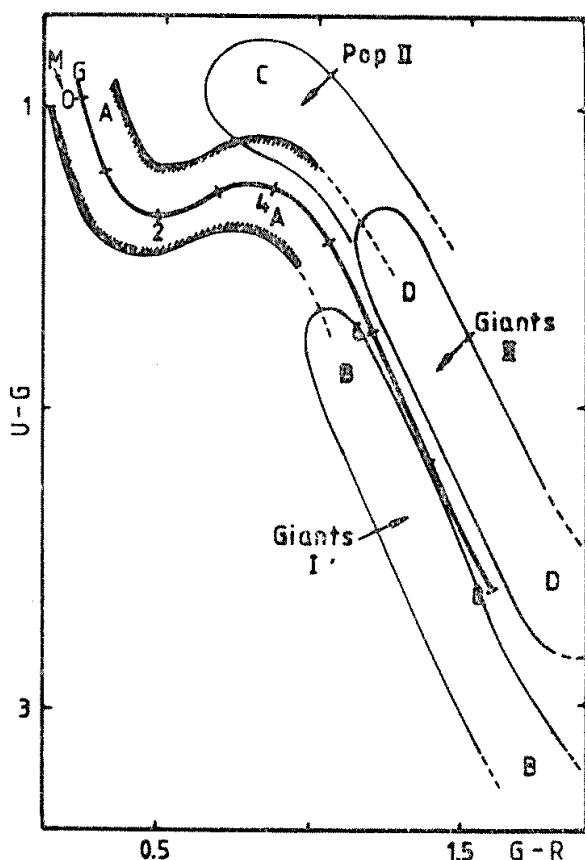
Şekil 2: İki Renk Diyagramında kızarmış ve kızarmamış ana kol eğrileri. Yıldızın kayma miktarı, yıldızlararası absorpsiyon miktarı ile orantılıdır.



Şekil 3: (U_cBV) fotometrisinde ana kol eğrisi ve kızarma doğrusu. Gerek eğrinin şekli ve gerekse kızarma doğrusunun doğrultusu seçilen bantların bir fonksiyonudur.

limit parlaklığını aşmayan çalışmalarında, ana kol yıldızları, Şek.1 de verilen eğri üzerinde, geç tipten devler ise bu eğrinin sağ alt ucunda bulunurlar. Bu yıldızların disk yıldızları olduğu hemen anlaşılıyor. Ancak G deki limit kadir daha sönükk ve galaktik enlem daha büyük olduğu takdirde bu özellik kaybolmakta, mutlak kadir bakımından sönükk olup sağ ucta yer alan ana kol yıldızları ile geç tipten devler karışmaktadır. Hatta bu eğrinin sağ tarafında dahi dev yıldızlar bulunabilmektedir.

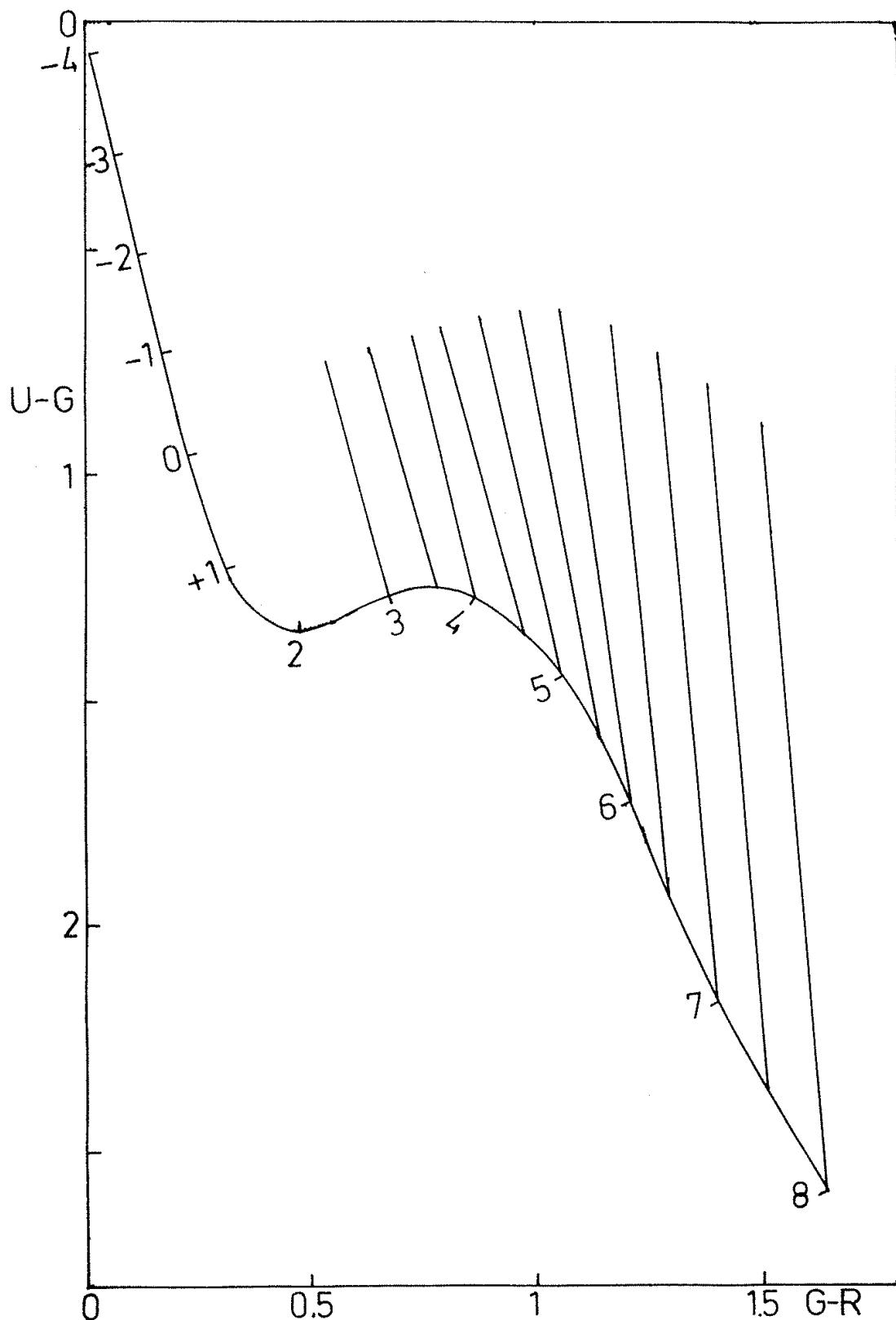
Becker (1979) yayınladığı bir makale ile konuya açıklık getirmiştir ve Şek.4 deki sınıflamayı yapmıştır. Şekilde Pop.I (disk) e ait ana kol yıldızları ile devleri (Giants I) ve Pop. II (halo) ye ait ana kol yıldızları ile devleri (Giants II) gösterilmiştir.



Şekil 4: İki Renk Diyagramında Disk ve Halo yıldızlarının yerleri.

Yoğunluk hesaplarında gerekli olan mutlak kadirların tayini şöyle yapılabilir:

Bir disk ana kol yıldızının mutlak kadiri, yıldızın ana kol eğrisine en yakın olduğu noktadaki M(G) mutlak kadirdir; halo ana kol yıldızları, metal bakımından fakir yıldızlar olup aynı mutlak kadırdeki bir disk ana kol yıldızına göre, Şek.5 te gösterilen doğrultuda yukarıda



Şekil 5: İki Renk Diyagramında, metal bakımından fakir olan, Halo yıldızları, Disk ana kol yıldızlarına göre yukarıya doğru kayar.

doğru bir yerde bulunur. Bu sebepten böyle bir yıldızın mutlak kadiri, yıldızın doğrultu boyunca aşağıya doğru eğriye kadar kaydırılarak bulunur. Geç tipten devler için (disk ve halo) $\overline{M(G)} = +1$ kadirlik ortalaması bir değer kabul edilir (Becker ve Fang, 1973). Mutlak kadirler tayin edildikten sonra yıldızların uzaklığı

$$G - M(G) - A(G) = 5 \log r - 5 \quad (I.2)$$

formülünden bulunur.

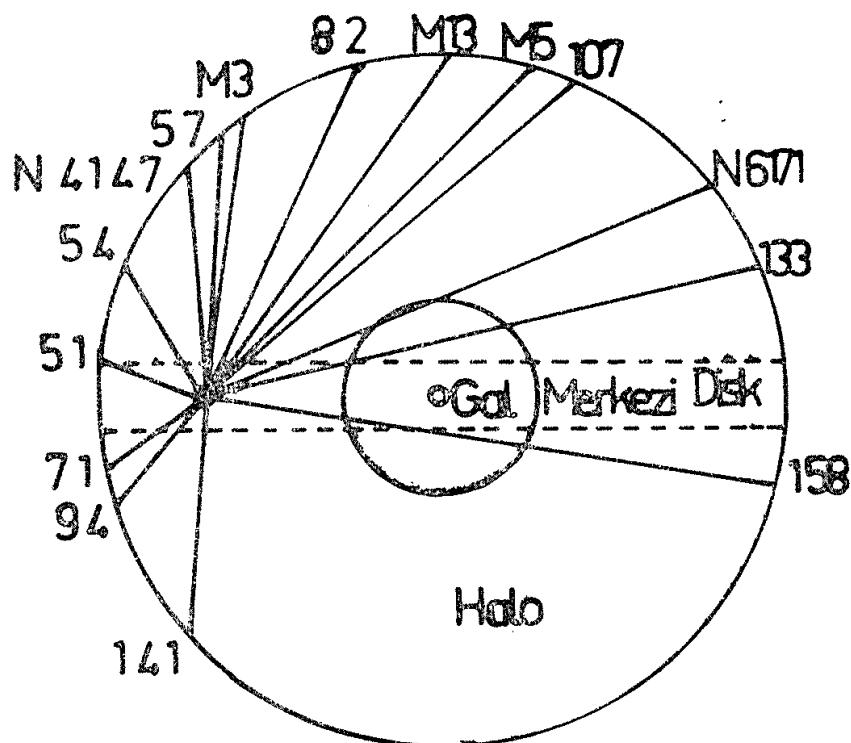
II- GALAKSİ MODELLERİ

II.1) Modellerin Gerekliği

Becker, 1965 yılında (Becker, 1965), Cetvel 2 ve Şek. 6 da gösterilen 15 tane yıldız alanını seçerek galaksinin bir bütün olarak (disk+halo) incelenmesine ait programı başlatmış ve ilk uygulamayı SA 51 alanına yapmıştır. Sözkonusu yıldız alanları, galaksi düzlemine dik, güneşten ve galaksi merkezinden geçen ve "Meridyen" olarak adlandırılan bir düzlem civarında seçilmişlerdir. Daha sonra bu alanlara, gerek bu düzleme civarında ve gerekse bu düzlemin dışında, başka alanlar da eklenmiştir. Bu program hazırlanırken galaksinin, bu meridyene veya kendi düzlemine göre simetrik bir yapıda olabileceği düşünülmüştür. Bu program sayesinde,

Cetvel 2. Galaksinin yapısının incelenmesinde seçilen alanlar.

Alan	I	b	Büyüklük (derece ²)	$m_{G,lim.}$	E(G-R)
SA107	5.7	+41.3	0.95	18.3	0.00
M5	4.0	+47.0	1.05	18.5	0.00
M13	59.0	+41.0	1.09	17.9	0.00
SA82	6.3	+66.3	1.20	18.0	0.00
M3	42.0	+78.0	2.72	16.5	0.00
SA57	65.5	+85.5	2.61	18.5	0.00
N4147	256.0	+78.0	3.46	17.9	0.00
SA54	200.1	+58.8	2.56	18.0	0.00
SA51	189.2	+20.9	0.45	19.0	0.00
SA71	167.0	-34.0	2.97	18.0	0.00
SA94	175.3	-49.2	2.03	18.3	0.00
SA141	245.0	-85.8	1.92	17.0	0.00
N6171	3.3	+22.8	0.92	18.0	0.32
SA133	6.5	+10.3	0.19	17.0	0.27
SA158	3.7	-8.8	0.43	15.5	0.15



Şekil 6: Galaksinin yapısının incelenmesinde Becker tarafından seçilen alanlar.

- a) Galaksinin uzun eşelli bazı özelliklerı,
- b) U-G renginin metalliliğe olan hassasiyeti sebebiyle, (U-G, G-R) iki renk diyagramları kullanılmak sureti ile, metal bakımından daha fakir (Pop.II veya halo) yıldızlarının, metal bakımından zengin (Pop.I veya disk) yıldızlardan ayırmayı yapılacaktır.
- Bunlar yapılmıştır. Bundan başka,
- c) Galaksinin yoğunluk bakımından yapısı (Becker, 1972 a, 1972 b ve 1980),
- d) Halonun metallilik gradiyenti (Trefzger, 1981) ve
- e) Yerel halo-disk yıldız yoğunluğunun oranı (Fenkert, 1977, 1980 ve 1981) elde edilmiştir.

Bu yapılan çalışmalar galaksinin yapısını ortaya koymağa yeterlidir?

Seruya olumlu cevap vermek mümkün değildir. Gözlemevi sonuçlar teorik sonuçlarla bağdaşmadığı sürece bunların fazla bir anlam yoktur ve bu düşüncenin tersi de doğrudur: teorik olarak ifade edilen birtakım bilgiler, deney sonuçları ile uyum içinde olmadığı sürece bun-

lar gerçek olamaz. O halde gözlemlerden elde edilen sonuçların matematik formüllerle ifade edilmesi ve bu formüllerin de bir fizik anlamı olması gereklidir.

Konuyu, daha açık olarak, şöyle ele alabiliriz:

1) Gözlemlerimiz belirli bir limit kâdire kâder geçerlidir. Birçok bilgi daha sönüük yıldızlarda saklıdır.

2) RGU fotometrisinde elde edilen deneysel sonuçlar, esas itibarı ile, Disk ve Halo yıldızlarının ayırımına dayanıyor ve bu ayırım, daha önce de belirtildiği gibi, U-G nin metalliliğe olan hassasiyeti sayesinde yapılabiliyor. İyi ama, galaksimizin disk ve halo yıldızlarının sınıflandırılmasında kullanılan temel kriter kinematik bir kriterdir: Halo yıldızlarının uzay hızları, disk yıldızlarının uzay hızlarından daha büyüktür. Fotometrik olarak yapılan sınıflama, kinematik sınıflama ile uyuşuyor mu? Buser ve Chiu (1981 a, b) nun SA 51 ve SA 57 alanlarında bulunan 400 kadar yıldızın öz hareketleri ve RGUBV fotometrileri üzerinde yaptıkları çalışma sonucunda görülmüştür ki RGU fotometri ile metal bakımından fakir olarak sınıflandırılan halo yıldızlarının sayısı normalden biraz fazladır.

Kısaca diyebiliriz ki galaksimizin bütünü hakkında bilgi sahibi olabilmemiz için birtakım matematik formüllere ihtiyacımız vardır ki bunlara galaksi modelleri diyeceğiz.

Galaksi modelleri kurulurken hem galaksimize ait bilgilerden ve hem de galaksimize benzer tipteki galaksilere ait bilgilerden faydalанılır. Kendi galaksimizde yapılan gözlemler, güneş civarındaki lüminositeyi tespit etmede kullanılır. Galaksimizin dışındaki gözlemler, bir galaksideki parlak maddenin parlaklığının bu galaksinin merkezinden itibaren radyal olarak veya rotasyon düzleminden itibaren dikey olarak nasıl değiştığını tespit etmeye yarar. Bu iki kaynağın birleştirilmesi ile güneşten başlayarak büyük uzaklıklara kadar, galaksi merkezinden itibaren ölçülen uzaklıklara bağlı olarak, yıldız yoğunlukları elde edilir.

II.2) Çeşitli Galaksi Modelleri

Üç modelden bahsedeceğiz; bunlardan bir tanesi Bahcall ve Soneira'ya (1980, 1984), diğer iki tanesi de Gilmore ve Wyse'a (1985) aittir:

1) Bahcall-Soneira modeli iki bileşenden ibarettir:

a) Çift eksponansiyelli ince bir disk,

b) Orta derecede yassı bir de Vaucouleurs sferoidi. Bu model, ($M(G)$ ye bağlı olmayan) üç farklı H_i ($i=1,2,3$) ortalama scale-height (eşel yüksekliği) için hesaplandırdan bunu üçe ayıriyoruz ve BS_{IIIi} ($i=1,2,3$) simbolü ile gösteriyoruz; buradaki romen rakamı II, modelin iki bileşenli olduğunu gösterir.

2) Üç bileşenli Gilmore-Wyse modeli, çift eksponansiyelli

a) İnce bir genç disk ve

b) İnce bir yaşlı diskten ve

c) 1.b) deki de Vaucouleurs sferoidinden ibarettir. Bu modeli GW_{III} simbolü ile göstereceğiz; III rakamı, modelin üç bileşenli olduğunu gösterir.

3) Dört bileşenli Gilmore-Wyse modeli, GW_{III} ün (a), (b) ve (c) bileşenlerini ve bundan başka

d) Çift eksponansiyelli bir kalın disk içermektedir.

II.3) Yoğunluk Fonksiyonları

Bütün disk bileşenlerine (ince disk, ince genç disk, ince yaşlı disk ve kalm disk) ait yoğunluk fonksiyonları,

$$D_i^d(x,z) = n_i e^{-\frac{(x-R_0)/h}{H_i}} \cdot e^{-\frac{z}{H_i}} \quad (II.1)$$

formülü ile verilmektedir. Burada x ve z , gözönüne alınan noktanın galaktik merkezli silindirik koordinatları, n_i güneşe ait normalleştirme katsayısı, R_0 güneşin galaksi merkezine olan uzaklığı, H_i ve h da sırası ile scale-height ve eşel uzunluğudur. Bütün modellere ait sferoid yoğunluk fonksiyonu ise

$$D^s(R) = n \left(\frac{R}{R_0} \right)^{-7/8} \cdot e^{10.093 (1 - (R/R_0)^{1/4})} \quad (II.2)$$

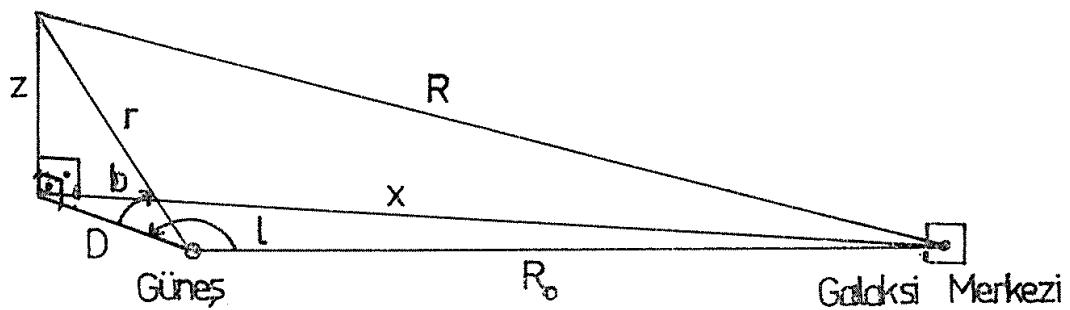
denklemi ile verilir. Burada R , gözönüne alınan noktanın galaksi merkezine olan uzaklığı ve n de güneşe ait normalleştirme katsayısıdır. $\eta = B/A$ yassılaşma katsayısı olmak üzere,

$$R = \left(x^2 + \frac{z^2}{\eta^2} \right)^{1/2} \quad (II.3)$$

dir. Gözönüne alınan noktanın güneşe olan uzaklığı r , bu noktanın galaksi düzleme üzerindeki izdüşümünün güneşe olan uzaklığı D ve aynı noktanın galaktik koordinatları da (l,b) olduğuna göre

$$\begin{aligned}
 D &= r \cos b \\
 x &= (R_0^2 + r^2 \cos^2 b - 2 R_0 r \cos b \cos l)^{1/2} \\
 z &= r \sin b
 \end{aligned} \tag{II.4}$$

yazılabilceğinden (Şek.7), disk ve sferoid bileşenlere ait yoğunluk değerleri, gözönüne alınan noktanın r, l ve b koordinatları cinsinden ifade edilebilir. O halde galaksimizin herhangi bir noktasındaki yoğunluk, bu noktanın güneşe olan uzaklığının (r) ve galaktik koordinatlarının (l, b) bir fonksiyonudur:



Şekil 7: Galaksimizde bir noktanın (x, z) silindirik koordinatları ile (r, l, b) koordinatları arasındaki ilişki.

$$D(r,l,b) = D_i^d(r,l,b) + D^s(r,l,b) \tag{II.5}$$

Modellerde kullanılan farklı parametreler Cetvel 3 te verilmiştir. Bütün modellerde $h = 4$ kpc., $R_0 = 8.5$ kpc. ve $\gamma = 0.85$ tir. Uygulanmada, incelenen alan için, modele ait toplam yoğunluğun (D (r, l, b))

Cetvel 3. Modelere Ait Parametreler.

Model	Toplam Yoğunluk	Parametre	Güneşe Ait Toplam Yoğunluk
BS _{III} I	$D(r,l,b) = D_i^d(r,l,b) + D^s(r,l,b)$ ($i=1,2,3$)	$n_i=1$ ($i=1,2,3$), $n=0.002$ $H_1=0.1, H_2=0.2, H_3=0.3$ kpc.	1.002
GW _{III}	$D(r,l,b) = \sum_{i=1}^2 D_i^d(r,l,b) + D^s(r,l,b)$	$n_1=0.2, n_2=1, n=0.001$ $H_1=0.1, H_2=0.3$ kpc.	1.201
GW _{IV}	$D(r,l,b) = \sum_{i=1}^2 D_i^d(r,l,b) + D^s(r,l,b)$	$n_1=0.2, n_2=1, n_3=0.02$ $n=0.001,$ $H_1=0.1, H_2=0.3, H_3=1.0$ kpc.	1.221

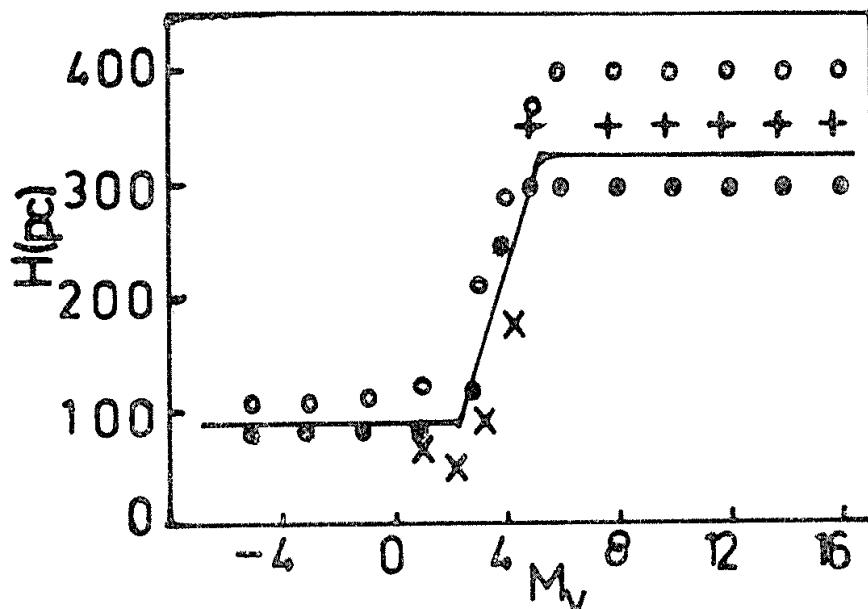
nin), güneşe ait yoğunluğa oranının logaritması alınır ve bunun uzaklıkla değişimi çizilir; başka bir ifade ile

$$\Delta \log D_r = \log (D(r,l,b)/D(0,l,b)) \quad (\text{II.6})$$

rölâtif logaritma gradiyenti elde edilir.

II.4) Parametreler

Yukarıda belirtildiği gibi, galaksi modellerinde tartışma konusu olan modellerdeki parametrelerin alacağı sayısal değerlerdir. Özellikle scale-heightlar için alınan değerler ortalama değerlerdir. Bahcall ve Soneira (1980, 1984) kendi modelleri için bile üç farklı scale-height almak sureti ile üç ayrı çözüm önermektedir. Scale-heightlar için ortalama değerler alınmasına rağmen bunların mutlak kadirin bir fonksiyonu olduğu bilinmektedir. Şekil 8 de birçok astronom ait scale-heightlar gösterilmiştir.



Şekil 8: Mutlak kadirin eşel yüksekliğine (scale-height) bağılılığı. Semboller şu astronomlara aittir: İçi boş ve içi dolu daireler: Schmidt (farklı yıllarda bulunmuş); Artı işaretleri: Oort; Çarpı işaretleri: Upgren.

Güneşe ait normalleştirme katsayıları, sözkonusu model bileşeni için güneş civarındaki yoğunluktur. Kabul edilen bileşen sayısına göre bu miktarlar biraz farklıdır.

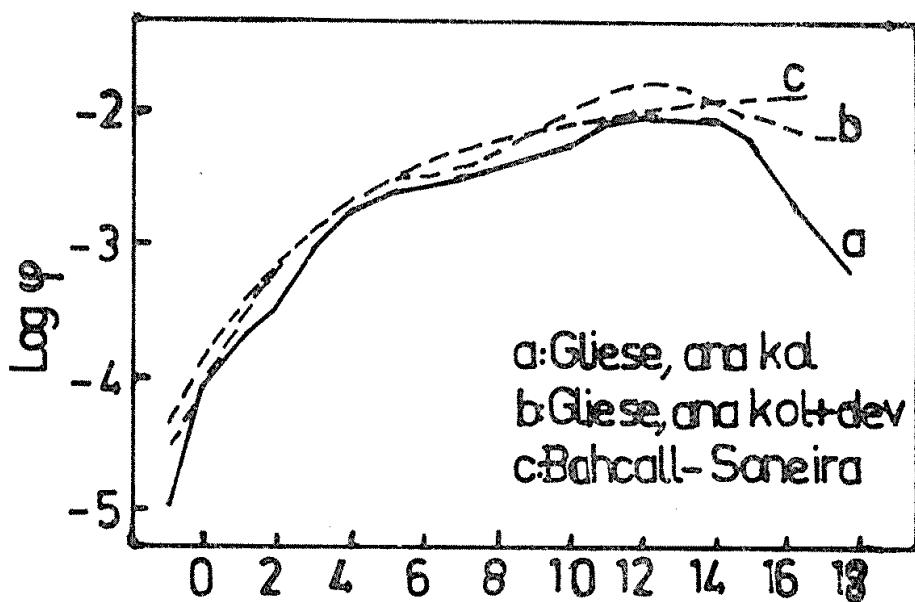
Gilmore-Wyse (1985) modelindeki k a l i n d i s k kavramı, daha önce Gilmore (1984) ve Gilmore ve Reid (1983) tarafından ortaya atılmıştır.

mış ve bazı astronomlar, bu arada Bahcall ve Soneira tarafından da benimsenmemiştir. Bahcall ve Soneira'ya göre kahn disk, iki renk diyagramındaki yıldızların tamamının, Gilmore ve Reid tarafından, ana kol yıldızı olarak alınmasından kaynaklanıyordu. Gilmore ve Wyse (1985), kalın diskin varlığını spektroskopik ve kinematik olarak kanıtlamakla bu kavramın tartışmasını noktalamışlardır. $[Fe/H]$ e göre çizilen histogramlarda, V uzay hızlarına göre sınıflandırıldıklarında, $40 \leq V < 60$, $60 \leq V < 80$ ve $80 \leq V < 100$ km./sec. uzay hızlarındaki yıldızlar kalın diskini oluşturmaktadır.

II.5) Lüminosite Fonksiyonları.

Lüminosite fonksiyonu, belirli bir uzaklık aralığı için hesaplanan yıldız yoğunluğu ile $M(G)$ mutlak kadiri arasındaki bağıntıdır. Söz konusu uzaklık aralığı yerine zaman güneş civarı alınır.

Bir ($M_i(G)$, $M_{i+1}(G)$) mutlak kadır aralığı için çizilen logaritmik yoğunluk değerleri ile logaritmik model gradiyentleri çakıştırıldığında, bu gradiyentlerin sıfır noktasına isabet eden yoğunluk değeri, güneşe ait lüminositeyi verir. Bu şekilde elde edilen lüminosite fonksiyonu, teorik lüminosite fonksiyonu ile uyum içinde olmalıdır. Şek.9 da Gliese (1969) ve Bahcall-Soneira (1980) ya ait lüminosite fonksiyonları verilmiştir. Gliese'nin (a) eğrisinde sadece disk ana kol yıldızları, (b) eğrisinde ise hem disk ana kol yıldızları ve hem de geç tipten disk devleri bulunmaktadır. (c) eğrisi ise Bahcall ve Soneira'nın ana kol ve dev yıldızları için kullandığı lüminosite fonksiyonudur.



Şekil 9: Gliese ve Bahcall-Soneira'ya ait lüminosite fonksiyonları.

II.6) Galaksi Modellerinin M 101 Alanına Uygulanması

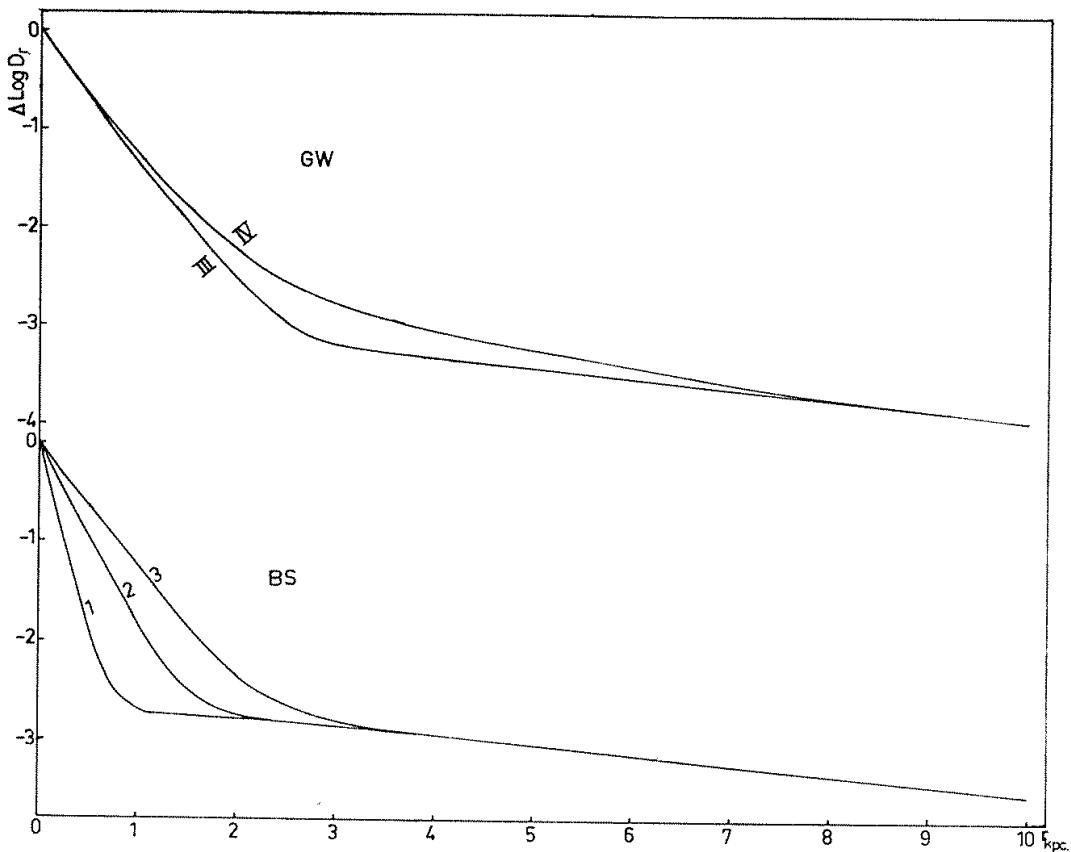
Yukarıda anlatılan galaksi modelleri M 101 yıldız alanına uygulanmıştır. Galaktik koordinatları $l = 101^\circ$, $b = +60^\circ$ olan, M 101 galaksisi civarında, net 2 derece karelük bir alanda, 1806 yıldız ölçülmüştür. M 101 galaksisine ait 12 standart yıldızla çizilen kalibrasyon eğrileri ile $G = 19.5$ limit kadire kadar yıldızların R,G ve U kadirleri tayin edilmiştir. İki renk diyagramları ile yapılan sınıflamada bu yıldızlardan 347 tanesinin Disk ana kol yıldızı, 785 tanesinin Halo ana kol yıldızı, 29 tanesinin Geç Tipten Dev (Disk + Halc), 7 tanesinin Beyaz Cism olduğu tespit edilmiştir. 290 yıldız, çeşitli sebeplerden sınıflandırılmıştır: İki renk diyagramındaki yerlerinden, R,G,U kadirlerinden birinin tayin edilememesinden veya $G > 19.5$ kadir olmasından. 1986 yılına kadar, $M(G)$ mutlak kadiri 8 den büyük olan ($M(G) > 8$) yıldızlar sınıflama dışı kahiyordu. İlk defa Fenkart'ın bulduğu yarı teorik bir yöntemle bu yıldızlar sınıflandırılmıştır (Fenkart, del Rio 1986). Biz de aynı yöntemle bu alanda, bu turden 348 tane yıldız sınıflandırılmış bulunuyoruz (Fenkart, Karaali 1986). Katalog hataları Cetvel 4 te verilmişdir.

Cetvel 4. M 101 alanına ait ortalama katalog hataları.

M (G)aralığı	G	G-R	U-G
11 ^m .5–15 ^m .5	$\pm 0^m .03$	$\pm 0^m .05$	$\pm 0^m .03$
15 .5–17 .5	.02	.02	.11
17 .5–19 .5	.02	.02	.17

M 101 alanına ait logaritmik model gradiyentleri, yani $\Delta \log D_r$ ile r uzaklılığı arasındaki bağıntı, Şek 10 da gösterilmiştir. $BS_{II,1}$ ve $BS_{II,2}$ modellerine ait eğriler 2 kpc. civarında birleşmekte ve 3–4 kpc. uzaklık aralığında $BS_{II,3}$ modeline ait eğri ile bütünlüksütedirler; 1,2,3 modellerine gidildikçe $\Delta \log D_r$ değerleri cebirsel olarak artmaktadır.

GW_{III} modeline ait eğri, GW_{IV} e ait eğrinin altında bulunmaktadır. Baştan itibaren 1.5 kpc. ge kadar iki eğriye ait $\Delta \log D_r$ farkları az, 7 kpc. gün ötesinde ise bu fark sıfıra yaklaşmaktadır; en büyük fark ise 1.5–7 kpc. arasında bulunmaktadır. $BS_{II,3}$ modeline ait eğri, GW_{III} ve GW_{IV} modellerine ait eğrilere en yakın olanıdır; yakın uzaklıklarda bu iki eğri arasında bulunmakta, büyük uzaklıklarda ise bunların biraz altına geçmektedir.

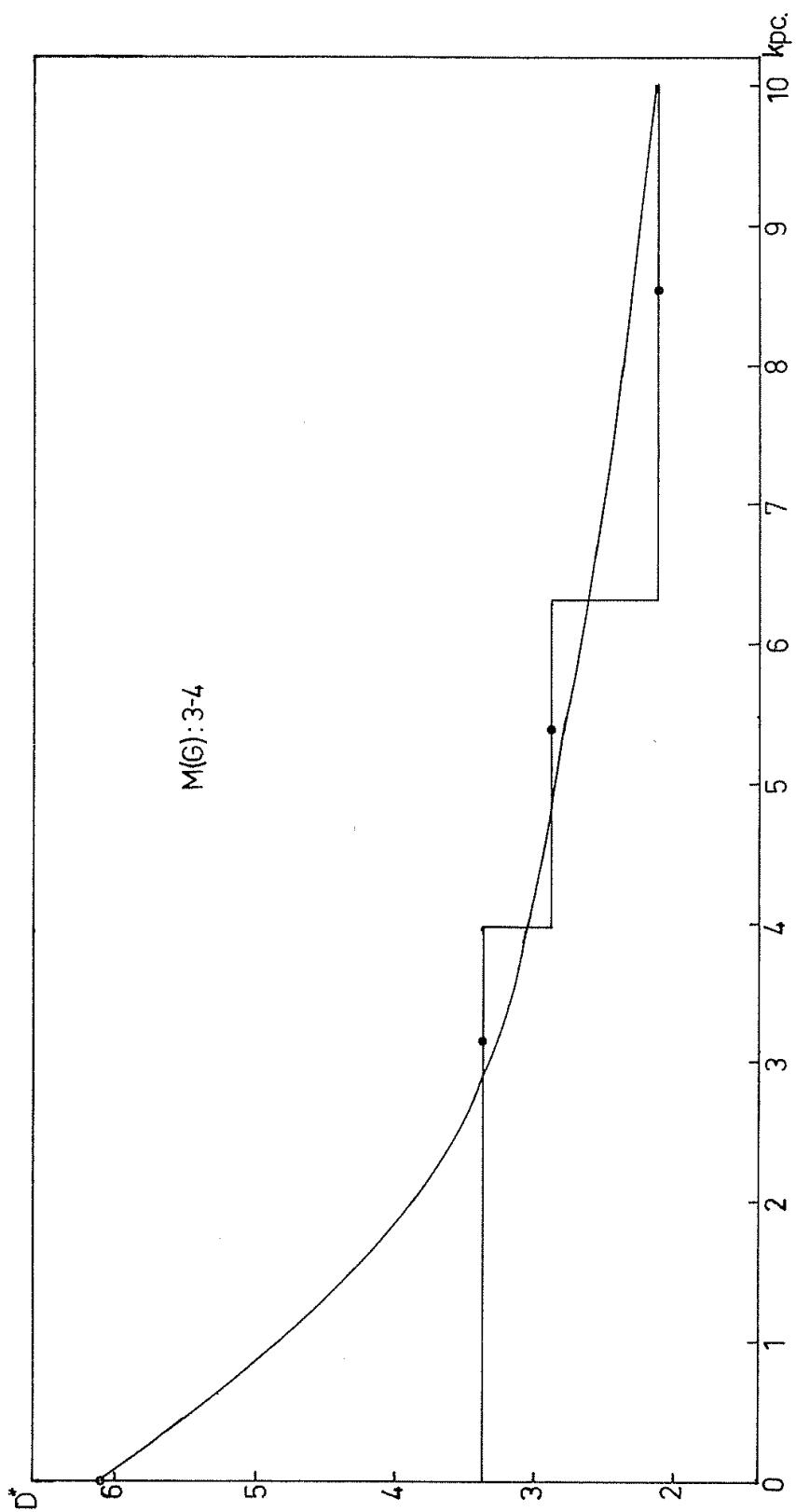


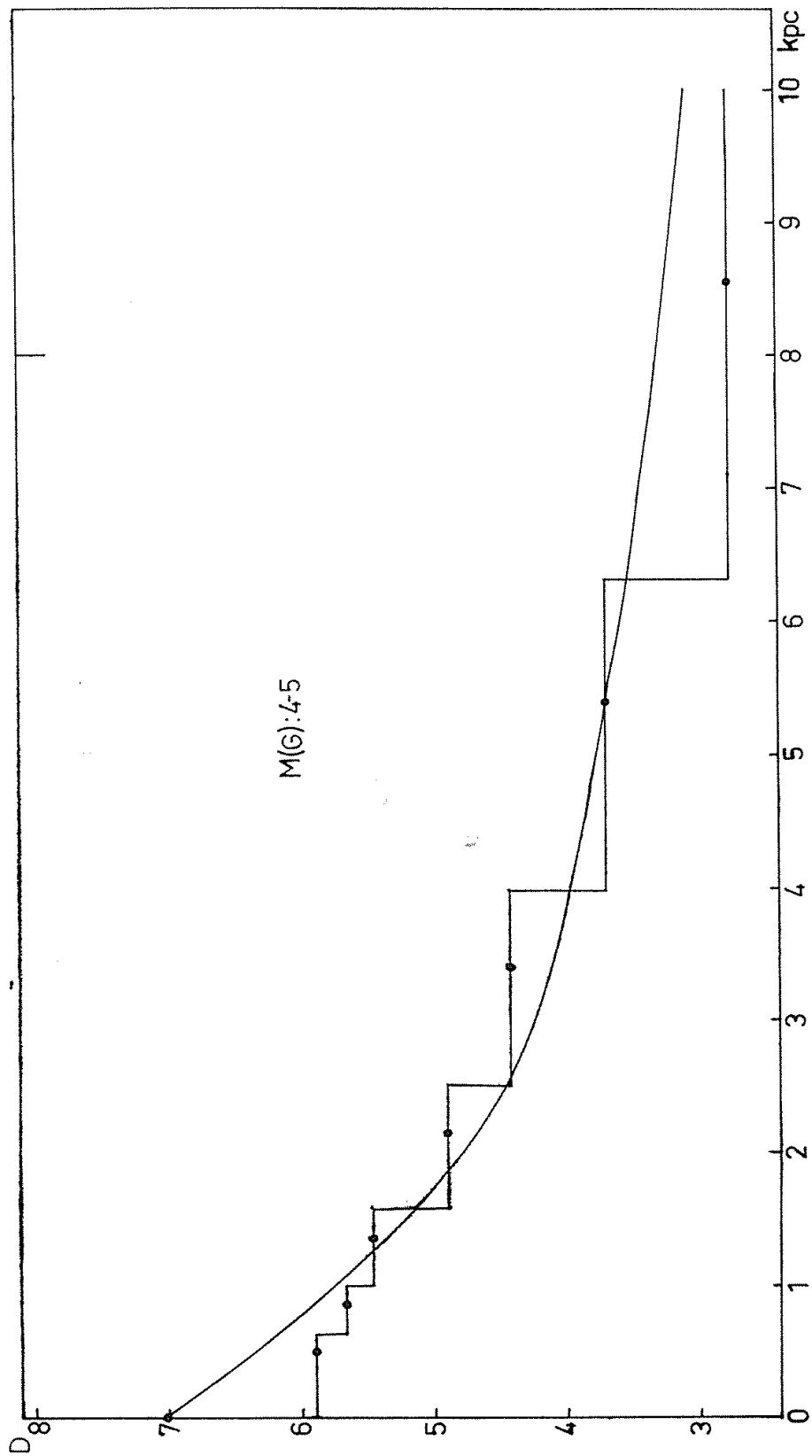
Şekil 10: Logaritmik model gradiyentleri ile uzaklık arasındaki bağıntı.

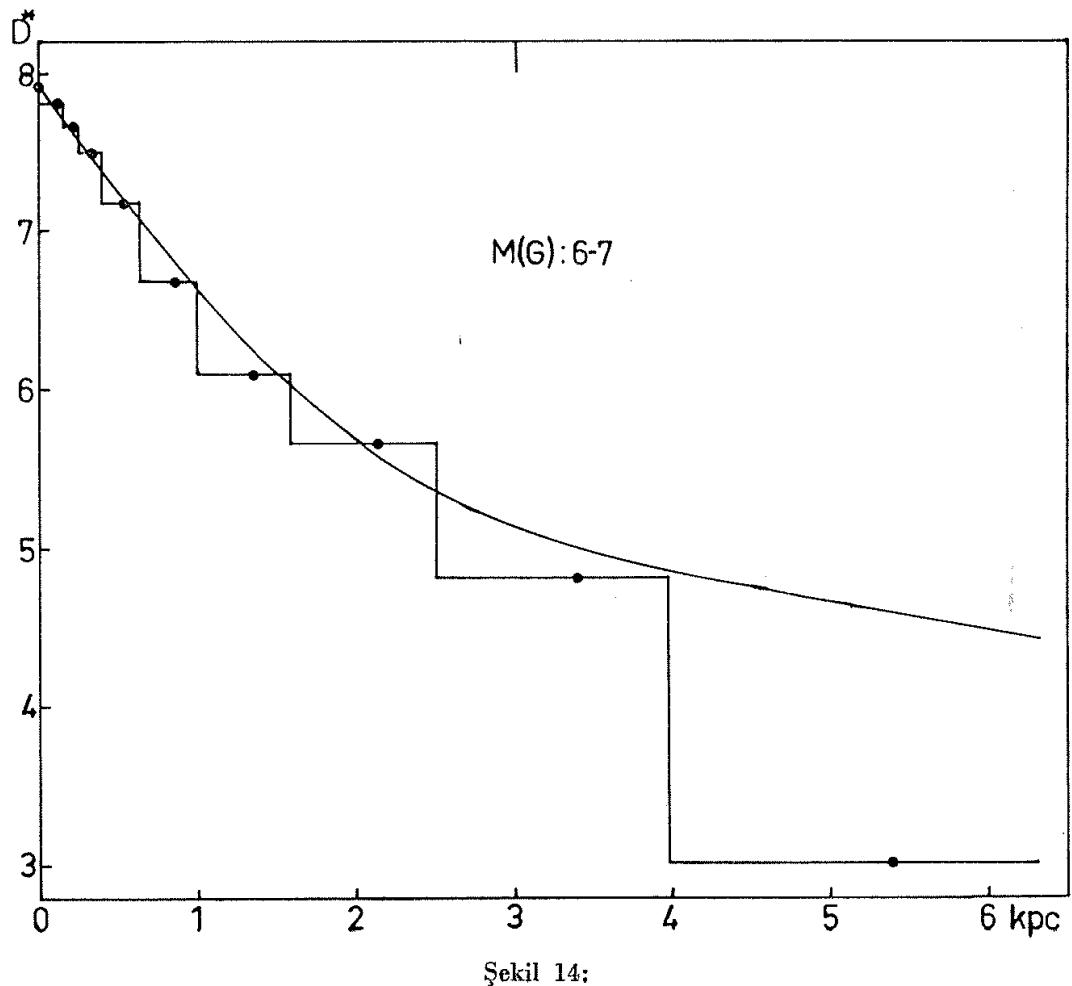
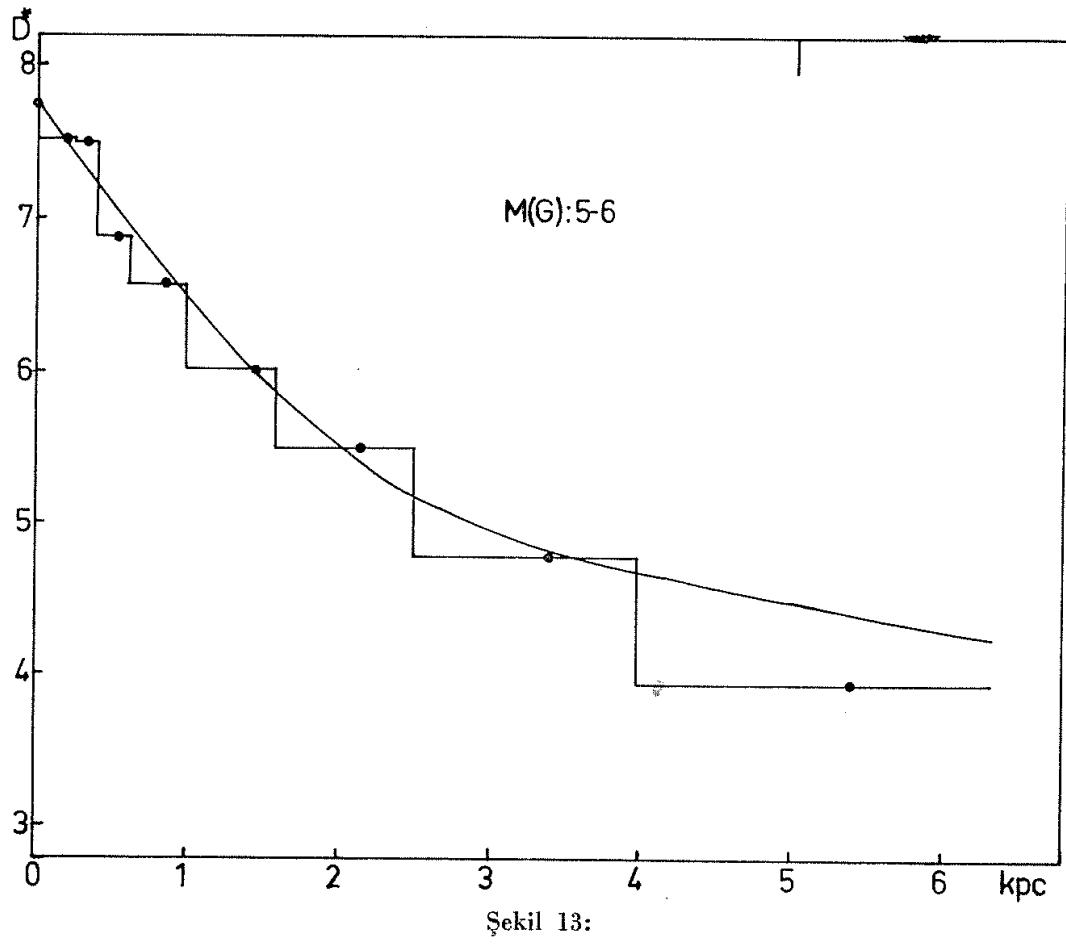
Alanımızdaki disk ve halo yıldızlarının toplamına ait, ve $M(G)$ nin 3–4, 4–5, 5–6, 6–7 ve 7–8 aralıkları için, ayrıca dev yıldızlar (disk + halo) için çizilen yoğunluk histogramlarının doğruluk limitine kadar olan kısmı, aşağıda anlatıldığı gibi, model gradiyentleri ile karşılaştırılmıştır:

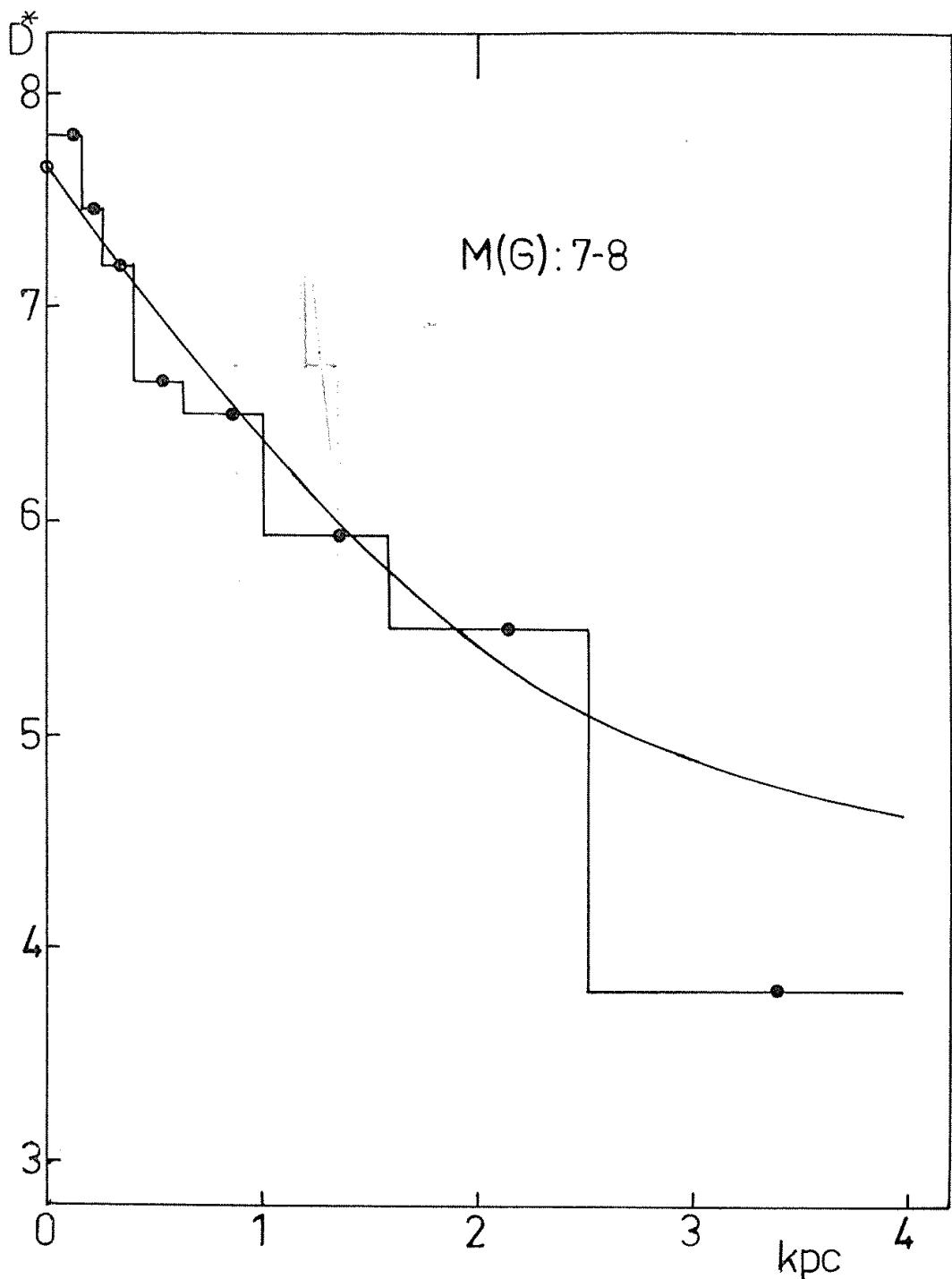
Model eğrisi, gözlemlerden elde edilen yoğunluk değerlerinin, bu eğriye ait değerlerden x sapma değerlerini toplamı sıfır oluncaya kadar düşey olarak kaydırılmış ($\sum x = 0$) ve bu konum için $s = \{[\sum x^2 - (\sum x)^2/n]/(n-1)\}^{1/2}$ standart sapması hesaplanmıştır. Histogramların çoğu için en küçük s değerlerini veren model, en iyi model olur. Alanımız için bu yapıldığında, Şek. 11–16 ve Cetvel 5 teki sonuçlar elde edilmiştir. Görüldüğü gibi bütün histogramlar için GW_{IV} modeli en küçük standart sapmayı veriyor (sadece $7 < M(G) \leq 8$ aralığı için GW_{III} modeline ait s değeri 0.01 daha küçüktür).

GW_{IV} modeline ait eğrinin sıfır noktası ($\Delta \log D_r = 0$) karşılık gelen deneyel yoğunluk değerleri, alanımıza ait lüminosite fonksiyonunu verir. Bu değerler de ayıri cetvelde ve Şek. 17 de verilmiştir.

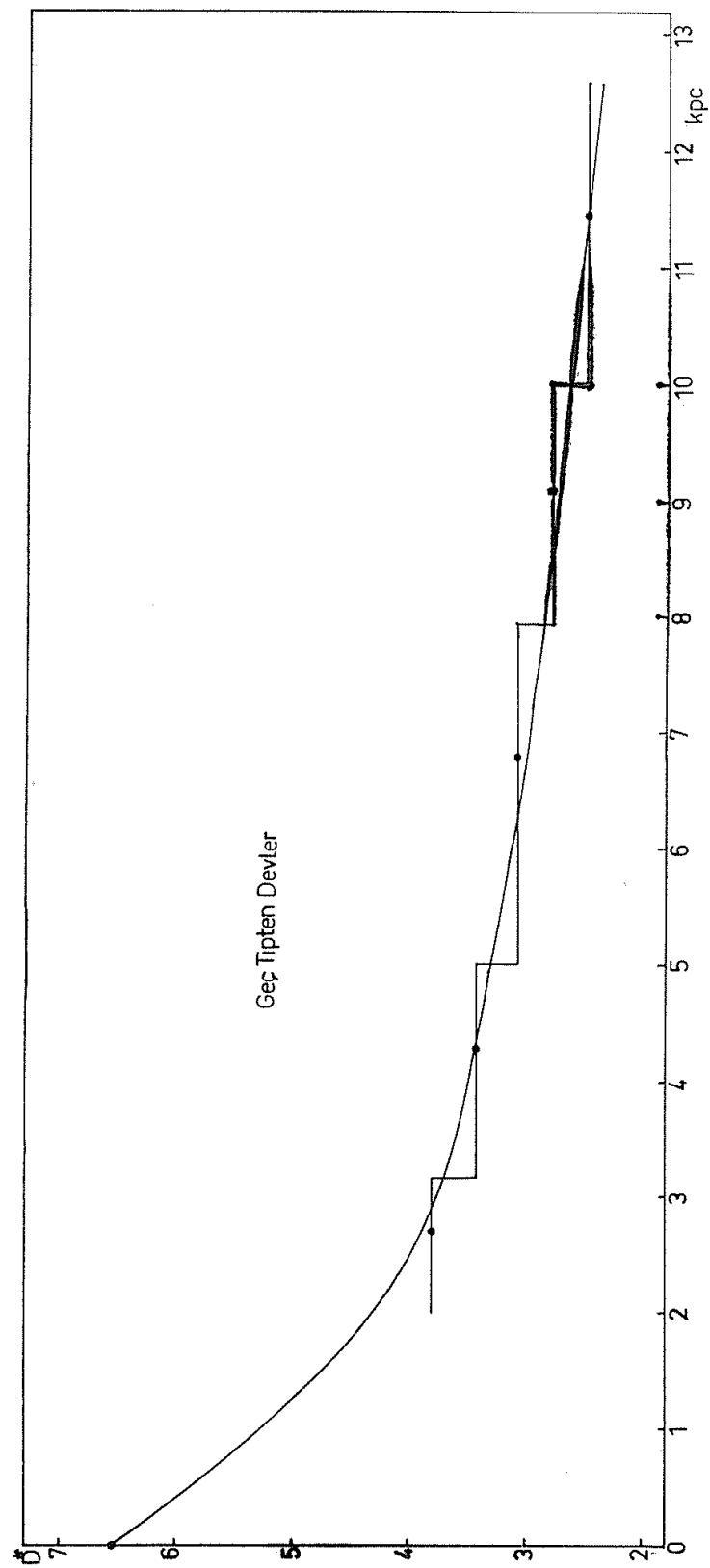








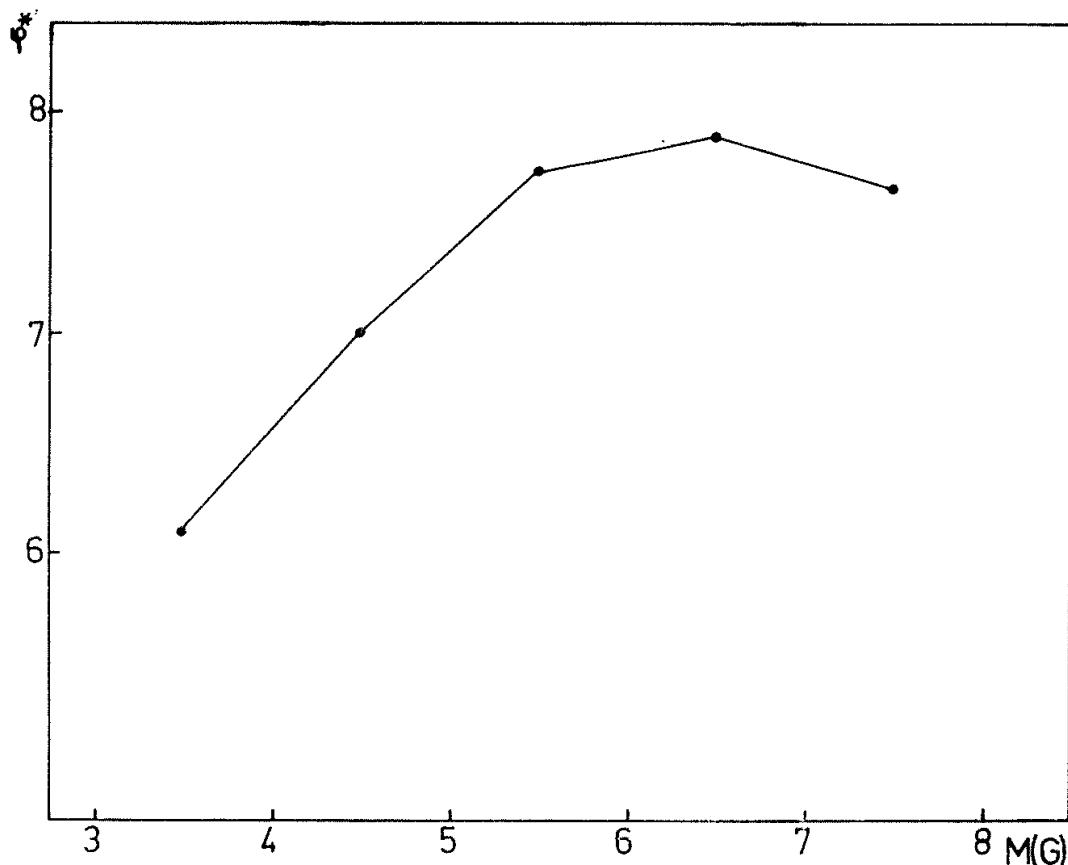
Şekil 15: GW_{IV} e ait logaritmik model gradiyentleri ile yoğunluk histogramlarının karşılaştırılması. $D^* = \log D + 10$ olarak alınmıştır. Histogramlardaki kapalı daire (●), gözönüne alınan hacimdeki kütle merkezinin uzaklığını göstermektedir. Şekillerin üst tarafında çizilen düşey çizgiler ise yoğunluk değerlerinin doğru olduğu limit uzaklıklara karşılık gelmektedir. (Söz konusu karşılaştırma bütün modeller için yapılmış ancak fazla yer tutmaması için sadece GW_{IV} modeline ait karşılaştırma verilmiştir).



Şekil 16: GWIV e ait logaritmik model gradiyentleri ile Geç Tipten Devlere ait yoğunluk histogramlarının karşılaştırılması (Ayrıntılar Şekil 11-15 te açıklandığı gibidir).

Cetvel 5. M 101 Alan na Ait Standart Sapmalar.

M(G)	3-4	4-5	5-6	6-7	7-8	Devler
Model	x	x	x	x	x	x
BSII ₁	-0.40	-0.91	-0.87	-0.31	+0.12	-0.18
	+0.10	-0.36	-0.25	+0.09	+0.52	-0.12
	+0.30	+0.04	+0.24	+0.51	+0.08	-0.06
		+0.56	+0.62	+0.41	-0.08	+0.06
		+0.61	+0.32	+0.01	-0.34	+0.30
		+0.06	+0.22	-0.25	-0.30	
			-0.28	-0.46		
	⊙=5.92 s = 0.36	⊙=7.64 s = 0.57	⊙=8.54 s = 0.50	⊙=8.76 s = 0.37	⊙=8.56 s = 0.32	⊙=6.34 s = 0.19
BSII ₂	x	x	x	x	x	x
	-0.40	-0.58	-0.39	+0.21	+0.33	-0.18
	+0.10	+0.04	+0.23	+0.22	+0.13	-0.12
	+0.30	+0.42	+0.35	+0.04	-0.30	-0.06
		+0.57	+0.08	-0.04	-0.13	+0.06
		0.00	-0.17	-0.09	-0.09	+0.30
		-0.45	+0.06	-0.14	+0.06	
	⊙=5.92 s = 0.26	⊙=7.26 s = 0.46	⊙=8.04 s = 0.26	⊙=8.23 s = 0.16	⊙=7.95 s = 0.22	⊙=6.34 s = 0.19
BSII ₃	x	x	x	x	x	x
	-0.40	-0.20	-0.08	+0.22	-0.04	-0.16
	+0.10	+0.32	+0.22	-0.13	-0.07	-0.10
	+0.30	+0.40	-0.05	-0.16	-0.30	-0.04
		+0.17	-0.11	-0.05	0.00	+0.07
		-0.24	-0.20	+0.02	+0.09	+0.23
		-0.45	+0.18	+0.04	+0.32	
	⊙=5.92 s = 0.36	⊙=6.96 s = 0.34	⊙=7.74 s = 0.15	⊙=7.90 s = 0.13	⊙=7.63 s = 0.20	⊙=6.31 s = 0.15
GWIII	x	x	x	x	x	x
	-0.37	-0.02	+0.14	+0.34	0.00	-0.16
	+0.07	+0.48	+0.30	-0.10	-0.03	-0.10
	+0.30	+0.40	-0.09	-0.12	-0.29	-0.02
		+0.06	-0.14	-0.06	-0.02	+0.08
		-0.34	-0.24	0.00	+0.06	+0.20
		-0.58	+0.10	-0.02	+0.28	
	⊙=6.27 s = 0.34	⊙=7.16 s = 0.41	⊙=7.85 s = 0.19	⊙=7.98 s = 0.16	⊙=7.69 s = 0.18	⊙=6.68 s = 0.14
GWIV	x	x	x	x	x	x
	-0.21	+0.02	-0.05	+0.10	-0.07	-0.02
	+0.10	+0.32	+0.11	-0.15	-0.05	+0.04
	+0.11	+0.24	-0.08	-0.11	-0.28	+0.06
		+0.12	-0.07	-0.01	0.00	0.00
		-0.25	-0.16	+0.06	+0.10	-0.08
		-0.45	+0.20	+0.05	+0.30	
	⊙=6.10 s = 0.18	⊙=7.01 s = 0.30	⊙=7.74 s = 0.13	⊙=7.90 s = 0.10	⊙=7.66 s = 0.19	⊙=6.55 s = 0.05



Sekil 17: GWIV modeline ait lüminosité fonksiyonu; $\phi^* = \log \phi (M(G)) + 10$ dur.

References

- 1- Bahcall, J.N., Soneira, R.M., 1980. *Astrophys. J. Suppl.* **44**, 73.
- 2- Bahcall, J.N., Soneira, R.M., 1984. *Astrophys. J. Suppl.* **55**, 67.
- 3- Becker, W., 1938. *Zs. Astrophys.* **15**, 225.
- 4- Becker, W., 1962. *Zs. Astrophys.* **54**, 155.
- 5- Becker, W., 1965. *Zs. Astrophys.* **62**, 54.
- 6- Becker, W., 1972a. *Quart. J. Roy. Astron. Soc.* **13**, 226.
- 7- Becker, W., 1972b. *The Role of Schmidt Telescopes in Astronomy*, ed. U. Haug. Conf. Hamburg, p. 9.
- 8- Becker, W., 1979. *Astron. Astrophys. Suppl.* **38**, 341.
- 9- Becker, W., 1980. *Astron. Astrophys.* **87**, 80.

- 10- Becker, W., and Fang, Ch., 1973. *Astron. Astrophys.* **22**, 187.
- 11- Buser, R., 1978. *Astron. Astrophys.* **62**, 425.
- 12- Buser, R., and Chiu, L-T.G., 1981a. *Galaktische Struktur und Entwicklung* ed. R. Buser, Preprint Astron. Inst. Univ. Basel No: 2, p. 69.
- 13- Buser, R., and Chiu, L-T.G., 1981b. *Mitt. Astron. Ges.* **52**, 40.
- 14- Fenkart, R.P., 1977. *Astron. Astrophys.* **56**, 91.
- 15- Fenkart, R.P., 1980. *Astron. Astrophys.* **91**, 352.
- 16- Fenkart, R.P., 1981. *Galaktische Struktur und Entwicklung*, ed. R. Buser, Preprint Astron. Inst. Univ. Basel No: 2, p. 5.
- 17- Fenkart, R.P., and del Rio, G., 1986. *Astron. Astrophys. Suppl.* (baskıda)
- 18- Fenkart, R.P., and Karaali, S., 1986. *Astron. Astrophys. Suppl.* (baskıda)
- 19- Gilmore, G., 1984. *Mon. Not. R. Astron. Soc.* **207**, 223.
- 20- Gilmore, G. ve Reid, N., 1983. *Mon. Not. R. Astron. Soc.* **202**, 1025.
- 21- Gilmore, G., and Wyse, R.F.G., 1985. *Asgron. J.* **90**, 2015.
- 22- Gliese, W., 1969. *Veröff. Astron. Rechen Inst. Heidelberg*, No: 22.
- 23- Steinlin, U.W., 1968. *Zs. Astrophys.* **69**, 276.
- 24- Stock, J., 1956. *Ap. J.* **123**, 258.
- 25- Strömgren, B., 1963. *Basic Astronomical Data*, p. 126.
- 26- Trefzger, Ch.F., 1981. *Astron. Astrophys.* **95**, 184.

